

CORSO DI SPETTROGRAFIA ASTRONOMICA

Per apprendere una nuova disciplina, la partecipazione ad uno stage è spesso il metodo più efficace...

Scopo del corso: imparare a costruire uno spettrografo, acquisire spettri di oggetti nel cielo, elaborarli e usarli.

Prerequisiti per frequentare questo corso: saper usare un telescopio, aver realizzato alcune immagini digitali del cielo ed esserne appassionati.

Responsabile dello stage: Aude Peltier.

I tirocinanti: Christian, Raymond e Alain.

traduzione dal francese e adattamento, Paolo Corelli AFAM@2022

v1.1

PARTE 1^: INTRODUZIONE ALLA SPETTROSCOPIA

A proposito degli stagisti:

Christian: ha letto molti libri di astronomia. Ha fatto il percorso: dall'osservazione ad occhio nudo all'immagine digitale con una webcam. Recentemente ha utilizzato una camera CCD raffreddata per l'imaging del cielo profondo. Queste prime immagini lo soddisfano e rimane stupito dalle possibilità dei rilevatori elettronici. Dispone di un telescopio da 200 mm del tipo LX200 per non avere troppi problemi con il puntamento. Vede l'importanza della spettrografia in astronomia, ma trova difficile immaginare che i dilettanti possano affrontare un argomento così tecnico. Per lui è un'attività per matematici e ritiene di non avere il livello. Ma è curioso di tutto, quindi...

Raymond: grande tuttofare di fronte al cosmo. È la tecnica che gli interessa di più. Usa raramente il rifrattore di 128 mm di diametro che gli ha regalato sua moglie. Va detto che osserva in città, il che, secondo lui, limita sensibilmente il campo di osservazione. Inoltre, oltre agli aspetti tecnici, è motivato perché ha sentito dire che si può fare un buon lavoro in spettrografia, anche quando si è sopraffatti dall'inquinamento luminoso.

Alain: Ha viaggiato parecchio tra le galassie con il suo bellissimo telescopio da 250 mm, ma cerca di dare un altro significato a queste osservazioni astronomiche. Vorrebbe che queste osservazioni avessero una qualche utilità al di fuori della sua personale soddisfazione. Perché non lavorare insieme ad altri dilettanti, anche professionisti, dice. Considera la spettrografia come un territorio vergine da esplorare e questo lo motiva parecchio.

Aude - Benvenuti in questo corso!

Ritengo che questo corso di formazione sia per voi l'occasione di un primo contatto con questa disciplina che chiamiamo "spettrografia". Potreste aver già intuito che uno spettrografo è un dispositivo che analizza la luce, scomponendola nei diversi colori per formare uno "spettro

colorato". L'analisi spettrale delle stelle è fondamentale, perché è l'unico modo per studiarne la composizione chimica e le condizioni fisiche che vi prevalgono. Tornerò un po' su questo, durante il corso. Ma qui il mio approccio sarà soprattutto pratico. Quindi, vi suggerisco di costruire uno spettrografo molto semplice per familiarizzare rapidamente e bene con una tecnica che ritengo affascinante. Naturalmente, vi mostrerò anche come utilizzare questo spettrografo. Vi sta bene ?

Christian - È un programma fitto di appuntamenti, ma per me va bene!

Raymond - Siamo qui per imparare più cose possibili, va tutto bene.

Alain - Nessun problema.

Aude - Ma soprattutto la vostra presenza qui mi fa sicuramente pensare che abbiate già sentito parlare di spettrografia. Cosa vi motiva e avete mai effettivamente praticato questa disciplina?

Cristian - Assolutamente no! Ho letto su riviste e libri di astronomia che la spettroscopia è una tecnica fondamentale in astronomia per capire come funzionano le stelle. È anche una branca fondamentale, credo. Sono qui perché non voglio perdermela, deve far parte del mio onesto bagaglio astronomico e capire di cosa si tratta. Ho iniziato l'astronomia mettendo l'occhio attraverso l'oculare, poi una webcam all'estremità del telescopio. Due anni fa ho acquistato una telecamera CCD che mi ha permesso di scattare alcune foto del cielo che considero oneste con il mio LX200 da 8 pollici. Che i dilettanti possano ottenere spettri come i professionisti mi stupisce un po'! A priori, non credo di avere il livello di matematica per entrare in un'attività del genere e non credo che sarò in grado di capire cosa farò con uno spettrografo. Ma ehi, voglio vedere...

Raymond - Niente di concreto neanche per quanto mi riguarda. Ammetto di essere attratto dalle tecniche piuttosto originali che sembrano circondare la spettroscopia. Mi piace armeggiare, costruire dispositivi ed elaborare immagini. Ma allo stesso tempo, quello che ho letto sul web mi ha un po' spaventato. È lo stesso per lo spettro piuttosto complicato, pieno di termini piuttosto esoterici. In breve, questo è un percorso da intraprendere per me, quando alla fine ho praticato l'osservazione solo con una fotocamera digitale per un anno, poi una camera CCD economica con il mio telescopio da 200 mm? Vorrei costruire uno spettrografo, ma voglio rendermi conto delle difficoltà. Ciò che mi motiva anche è che osservo dalla città da un balcone e ho sentito dire che la spettroscopia può far fronte a condizioni così mediocri.

Alain - Pratico l'osservazione CCD dei pianeti e del cielo profondo da 5 anni. Certo, lo so che sono ben lungi dall'aver trattato tutto l'argomento, ma vedo persone intorno a me che fanno le mie stesse immagini, a volte migliori, e mi dico: che senso ha ripetere quello che hanno fatto gli altri? Tendo a cercare uno scopo nell'osservare oltre l'aspetto contemplativo di una bella immagine di una galassia. Se le mie osservazioni possono essere utilizzate per far avanzare la "scienza", anche in modo molto modesto, aggiungerei un tocco di novità quando punto il telescopio verso il cielo. La spettroscopia è, credo, un campo vergine per i dilettanti e ho la sensazione che le lì scoperte siano possibili e ci sia ancora spazio. Tuttavia, devo veramente convincermi che è possibile accontentarsi di una semplice curva, quando il cielo è pieno di bellissime galassie a spirale e stelle meravigliosamente colorate!

Se ho capito bene, inizierai mostrandoci come armeggiare con uno spettrografo?

Aude - Questo è esatto. Naturalmente non uno spettrografo ad alte prestazioni, ma sufficiente per permettervi di mettere seriamente piede nel settore. Andiamo per ordine. L'elemento base dello spettrografo è un componente ottico in grado di disperdere la luce. I prismi di vetro hanno questa proprietà. In questo caso si sfrutta il principio della rifrazione della luce. Ad esempio, è la rifrazione che è responsabile dell'aspetto di un arcobaleno in caso di pioggia. I prismi sono tuttavia scomodi per l'uso in uno spettrografo, perché non è facile controllare il loro potere di dispersione. Questi pezzi di vetro deviano la luce in base al colore, questo è l'obiettivo, ma lo fanno con un'efficienza piuttosto mediocre, quindi lo strumento può diventare rapidamente ingombrante e l'elaborazione digitale degli spettri piuttosto complessa. Sono spesso felicemente

sostituiti da reticoli di diffrazione. Un reticolo di diffrazione è una parte ottica, generalmente piana, su cui è inciso un gran numero di scanalature. È la diffrazione della luce su questi solchi che provoca la comparsa di uno spettro. Vi mostro subito il reticolo che utilizzeremo:



Christian - Ma è una semplice diapositiva, parola mia!

Aude - Consideriamo che il creatore del reticolo ha utilizzato il telaio di una diapositiva per mantenerlo. In questo caso si tratta di un reticolo con spessore molto sottile, di una speciale plastica trasparente, e su cui è incisa un'alta densità di linee parallele.

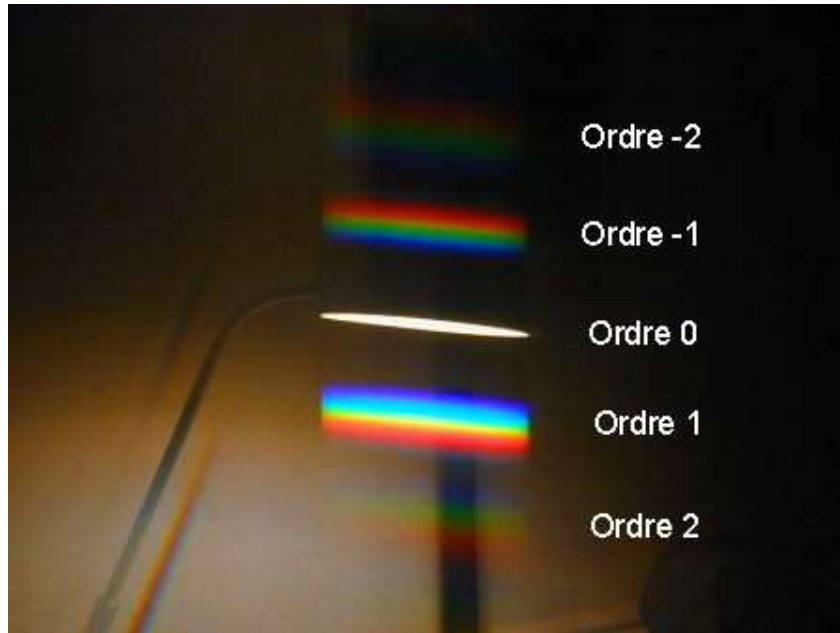
Raymond - Ma comunque è solo un pezzo di plastica trasparente, non vedo niente di speciale?!

Aude - Naturalmente, la luce deve passare attraverso il vetrino per raggiungere il rivelatore che catturerà l'immagine dello spettro. Questa è la prima funzione, ed è per questo che il nostro reticolo è trasparente. Ma nello stesso tempo gli deve essere data la proprietà di deviare in modo selettivo i colori di detta luce che lo attraversa. Questo è il motivo per cui un'immagine al microscopio rivelerebbe sottili solchi paralleli che coprono l'intera superficie. Il meccanismo ottico che entra in gioco è la "diffrazione" della luce, da cui il nome dato. Diamo per scontato il risultato. In questo caso il nostro reticolo ha 100 linee per millimetro.

Raymond - Vuoi dire che le linee sono larghe $1/100 = 0,01$ mm?

Aude - Esatto. Come ho detto, le linee sono impossibili da vedere ad occhio nudo ovviamente, sono troppo sottili. In effetti, conosci già il risultato del meccanismo di diffrazione della luce nella vita di tutti i giorni. È sufficiente esaminare la luce riflessa su un disco CD o DVD. Vedi bellissime iridescenze di colori che non sono altro che spettri. La loro presenza è causata dal finissimo motivo inciso sulla superficie del disco, che codifica le informazioni sonore o video, e che si sviluppa con un passo stretto. Nel caso del disco CD, il "reticolo" funziona in riflessione, mentre la nostra componente su diapositiva lavora in trasmissione - ci vediamo attraverso. Che il reticolo sia riflessione o trasmissione, i fenomeni fisici coinvolti sono gli stessi.

Facciamo un esperimento: metti il reticolo davanti ai tuoi occhi e guarda una lampada da scrivania. Dimmi, cosa vedi?



Christian - La lampada è visibile al centro, ma ci sono molti colori che la accompagnano...

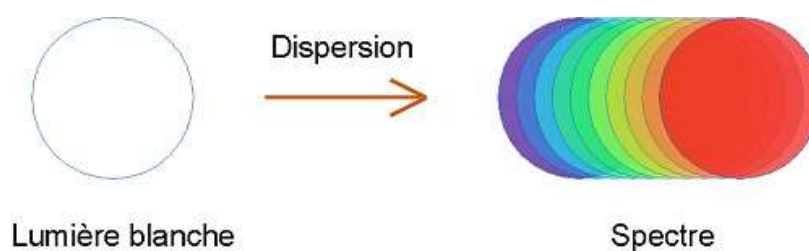
Aude - Questi colori formano un gradiente continuo dal blu al rosso. Questo è chiamato spettro; il reticolo ha scomposto la luce bianca proveniente dalla lampada in un'infinità di colori che l'occhio percepisce come un arcobaleno.

Raymond - Ma non è sempre un reticolo che produce l'arcobaleno che posso vedere in caso di pioggia?

Aude - Questo è un altro meccanismo che produce effettivamente la dispersione della luce. La luce del sole si rifrange nelle gocce d'acqua, un po' come accade in un prisma. È abbastanza complesso e non entrerà nei dettagli, ma è vero che è bellissimo!



Guarda questo piccolo disegno che specifica qual è la dispersione della luce:



Alan - Lo so. La luce bianca è in realtà la miscela di tutti i colori!

Aude - assolutamente, e lo spettrografo è lo strumento che ci permette di evidenziarlo.

Christian - Se aggiungo tutti i colori dal blu al rosso, ottengo il bianco. E' corretto ?

Aude - Esattamente!

Alain - Ma nell'esperienza della lampada da scrivania c'è qualcosa che mi intriga... mi sembra di vedere più spettri contemporaneamente?

Aude - Giusta osservazione. Questa è la conseguenza di un'importante proprietà dei reticoli di diffrazione. Hanno la sfortunata abitudine di produrre diversi spettri distribuiti su entrambi i lati della sorgente luminosa originale.

Raymond - Perché dici "sfortunata abitudine". Trovo piuttosto carini tutti questi spettri!

Aude - Raymond, non gioire così presto. Rimarrai deluso quando davanti al telescopio dovrai acquisire lo spettro di una debole stella. Lasciatemi spiegare. La luce che esce dalla lampada è distribuita in più spettri, come si vede. Il problema è che in pratica possiamo usare solo uno di questi spettri. La luce inviata negli altri spettri è quindi persa per noi. Stiamo così spreco informazioni preziose. Questo può impedirti di osservare le stelle deboli se non vengono selezionati.

Cristiano - Capisco. Esiste una soluzione per migliorare l'efficienza dello spettrografo?

Aude - Dai un'occhiata ai diversi spettri della nostra lampada da scrivania. Quello appena sotto l'immagine della lampada bianca è molto più intenso degli altri. Non è una coincidenza. Il produttore ha progettato il suo reticolo con le scanalature che hanno un profilo speciale la cui proprietà è quella di inviare in modo privilegiato un massimo di luce su un unico spettro. Questo è chiamato il "blaze" del reticolo.

Raymond - "blaze"? E' un nome strano.

Aude - Sono d'accordo. Viene dall'anglosassone ed è abbastanza intraducibile in italiano. In sostanza, questo significa che il reticolo è in grado di "orientare" gran parte della luce in una particolare direzione. Personalmente mi piace fare l'analogia con un effetto scintillante di luce su una superficie piana levigata.

Alain - Quindi immagino sia questo spettro intenso che useremo?

Aude - Sì, vedremo presto un esempio concreto sulle stelle. Ma per ora, vorrei attirare la vostra attenzione sul fatto che, oltre agli spettri, viene osservata un'immagine normale e bianca della lampada. Ciò significa che un'immagine non dispersa viene trasmessa attraverso il reticolo. È semplicemente meno intensa di quella che vedi senza il reticolo di fronte a te. Tuttavia, questa luce non dispersa, come gli spettri secondari, contribuisce a ridurre le prestazioni dello spettrografo. Fortunatamente, un reticolo "blazed" può concentrare il 60% o più del flusso luminoso incidente in un singolo spettro. Per mettere un pò d'ordine, diamo un numero agli spettri. L'immagine diretta e non diffusa è chiamata ordine zero. Su entrambi i lati troviamo gli ordini 1, 2, 3... e -1, -2, 3,... Ho indicato questi ordini nell'immagine della lampada. L'attribuzione del segno più o meno per gli spettri situati su un certo lato rispetto all'ordine zero è arbitraria

Raymond - Qual è l'efficienza del reticolo su dia?

Aude - Concentra quasi il 50% della luce incidente nello spettro del 1° ordine, il che è estremamente onorevole per un reticolo economico.

Cristian - Economico, cioè?

Aude - Costa appena 25 euro. Può essere ottenuto con il riferimento 212 022 01, da Jeulin, una società specializzata nella distribuzione di attrezzature per l'istruzione nazionale (francese). Questo componente ottico di buona qualità è in realtà un vero affare. Il rapporto qualità prezzo è garantito!

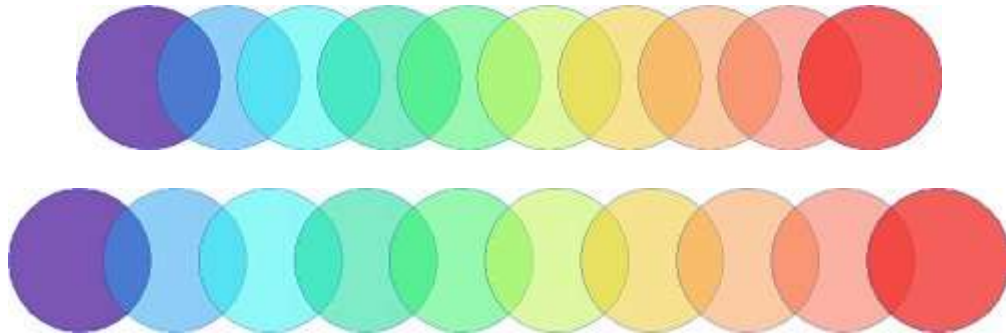
Christian - E l'indirizzo di Jeulin?

Aude - Può essere acquistato dal catalogo. Vedere il sito web: www.jeulin.fr.

Raymond - Perfetto, ma come si fa a registrare lo spettro?

Aude - Questa è una bella domanda. Ti spiegherò il metodo più semplice. Ce ne sono altri, più sofisticati, che ovviamente daranno risultati migliori. Dirò una parola al riguardo alla fine del corso. Ti inviterei anche ad esplorare altre configurazioni di spettrografi durante la prossima sessione di questo corso. La semplice tecnica di cui vi parlerò ora sarà già efficace nell'identificare alcune caratteristiche notevoli degli spettri degli oggetti del cielo. Sarai anche in grado di fare un po' di astrofisica e misurazioni che potrebbero avere qualche utilità per la comunità scientifica. Ma prima di entrare nel vivo della questione, devo chiarire due nozioni: dispersione spettrale e risoluzione spettrale.

Analizza i seguenti due spettri simulati, in cui ho ipotizzato che siano presenti solo pochi colori:

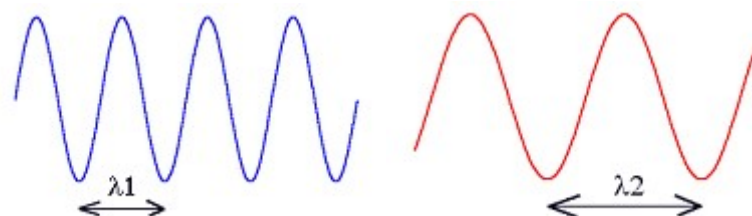


Rispetto allo spettro superiore, lo spettro sintetico inferiore copre un'estensione lineare più ampia. In altre parole, la "diffusione spettrale" è maggiore nello spettro inferiore che nello spettro superiore.

Attenzione, ora parlerò un po' di numeri perché la nozione di colori è altamente soggettiva. Conosciamo anche persone che hanno difficoltà a distinguerli, e questo vale anche per tutti noi di notte a causa della struttura della retina dell'occhio. Quindi parleremo come i fisici. Loro preferiscono attribuire alle onde di colore un valore numerico, che è un'unità di lunghezza chiamata "lunghezza d'onda". Ad esempio, la lunghezza d'onda del rosso è di circa 0,00065 millimetri. Per il verde è 0,00055 millimetri e per il blu intenso 0,00045 millimetri. I valori corrispondenti in nanometri sono 650, 500 e 450 nm. Gli astronomi usano anche l'angstrom, un'unità obsoleta ma ampiamente utilizzata in astronomia. In questa unità i valori sopra elencati sono rispettivamente 6500, 5500 e 4500 Å (la lettera Å è il simbolo dell'angstrom).

Raymond - Hai a che fare con lunghezze davvero molto piccole lì. Non sono abituato a questo in meccanica! Puoi dirci in due parole cosa c'è dietro?

Aude - Una possibile rappresentazione della luce è un'onda sinusoidale che si propaga a circa 300.000 km/s nel vuoto. Ecco due onde:

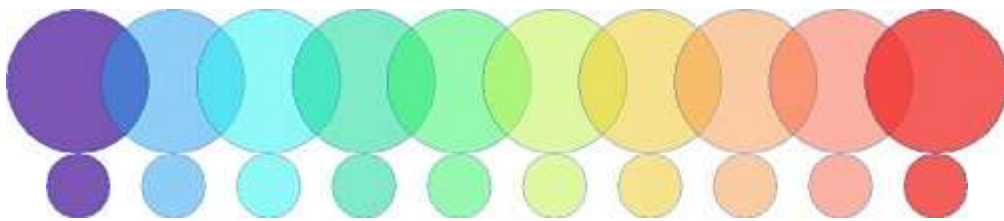


La lunghezza d'onda è la distanza che separa due cavità o due dossi successivi. La lunghezza d'onda è solitamente rappresentata dalla lettera greca λ (pronunciata "lambda"). Nella figura a sinistra, la lunghezza d'onda è corta, il che per l'occhio si traduce in un'impressione di colore blu. Al contrario, la lunghezza d'onda della sinusoide di destra è lunga e i corrispondenti raggi luminosi

danno la percezione del rosso. Fare uno spettro significa in definitiva separare le diverse lunghezze d'onda che compongono la luce.

Alain - Hai parlato anche di "risoluzione spettrale" prima?

Aude - Sto arrivando. Si noti nelle rappresentazioni precedenti come i pochi colori presenti nello spettro si sovrappongano più o meno parzialmente. La sovrapposizione impedisce ai colori di essere nettamente distinti l'uno dall'altro: non sono separati. Possiamo fare l'analogia con l'osservazione di una stella doppia le cui componenti sono vicine tra loro. Attraverso il telescopio, le immagini di queste due stelle potrebbero essere così vicine che i loro dischi apparenti si sovrapporranno. A volte lo sdoppiamento può essere visibile, ma se la potenza del telescopio è insufficiente, le due stelle diventeranno una: non saranno più separate. Per risolvere una stella doppia potrebbe essere necessario utilizzare un ingrandimento elevato. Ciò equivale ad aumentare il valore della dispersione nella spettrografia. Ma un altro modo, complementare, è usare un telescopio di diametro maggiore in modo da avere i punti luminosi delle stelle più piccole. In questo modo sarà più facile separare le due componenti. Questa nozione di risoluzione esiste anche nella spettrografia. Osserva i seguenti due spettri sintetici:



Nella parte superiore, la luce proviene da una sorgente diffusa, proprio come la nostra lampada da scrivania. Nella parte inferiore, per evitare sovrapposizioni, abbiamo fatto in modo che la luce passasse attraverso un piccolo foro posto proprio davanti alla lampada da scrivania. In questo caso, vediamo una serie di macchie di colore discrete ben separate. Questi punti sono immagini del buco, non della lampada. Questo artificio sul percorso della luce ha permesso di aumentare la risoluzione del nostro spettrografo visivo.

Se smetto di parlare di colori, hai capito, credo, che l'artificio del buco ci permette di distinguere meglio le lunghezze d'onda della luce che viene analizzata.

In pratica, vedremo più avanti che ciò equivale a formare immagini molto nitide delle stelle sul sensore, oppure ad adottare spettrografi più sofisticati dove la luce da analizzare - quella di una stella per esempio - viene fatta passare fisicamente attraverso un piccolo foro, o meglio, una stretta fenditura.

Alain - Sì, ma gli spettri come te li mostrano, con pochi colori, tutto questo non esiste! Questo è un caso da manuale! Quando guardo un arcobaleno, non vedo punti più o meno grandi!

Aude - Ripensaci Alain, ci sono sorgenti che emettono luce in colori molto precisi chiamati linee. La loro lunghezza d'onda è caratteristica della natura chimica del materiale di cui è composta la sorgente, delle condizioni fisiche di emissione della luce o degli eventi che si verificano durante il percorso dei raggi luminosi verso l'osservatore. La posizione delle righe nello spettro è una vera impronta digitale della composizione chimica dell'oggetto ed è unica. La "firma" spettrale dell'idrogeno non sarà quella del ferro o dell'azoto, per esempio. L'illuminazione urbana delle città mediante tubi fluorescenti produce una luce in cui sono isolate righe spettrali luminose, dette anche righe di "emissione". Sono specifici per un gas, come il vapore di mercurio o il sodio, che è intrappolato nella lampadina del lampione. Mostrerò un esempio alla fine del corso. Ma è vero che allo stesso tempo, in determinate condizioni, che si trovano sulla superficie delle stelle, ma anche nelle lampade ad incandescenza con filamenti di tungsteno ad esempio, la luce emessa mostra una sequenza continua di tutte le sfumature di colore. Questo è definito come uno spettro "continuo".

Lo spettro delle stelle è quindi di tipo continuo, ma in luoghi precisi e molto localizzati è possibile discernere assenza di colori. Queste sono le nostre famose righe spettrali, che si dice siano in assorbimento, come se un processo fisico avesse eliminato particolari colori. L'assorbimento avviene generalmente nella cromosfera della stella, una sorta di atmosfera al di sopra della fotosfera abbagliante, quest'ultima è l'origine dello spettro continuo. Queste interruzioni nello spettro a lunghezze d'onda precise tradiscono ancora una volta l'esistenza di tanti e tali elementi chimici nella stella. Ma attenzione, questo meccanismo è spesso piuttosto complesso. Ad esempio, un particolare elemento chimico può essere presente nell'atmosfera di una stella, ma non mostrare le corrispondenti righe spettrali, semplicemente perché le condizioni fisiche del mezzo non sono appropriate. L'aspetto dello spettro è in particolare fortemente soggetto alla temperatura della stella. Anche il continuum della stella, questa linea continua di colori, ha un aspetto fortemente legato alla temperatura superficiale della stella: se è calda emetterà più raggi blu che rossi. Sarà l'opposto con una stella fredda. La pressione del gas nella stella è un altro esempio di parametro che modella l'aspetto di uno spettro.

Ecco un esempio di spettro continuo, con linee di assorbimento e persino una linea di emissione, assorbimento ed emissione che possono coesistere perfettamente nello spettro di alcune stelle.

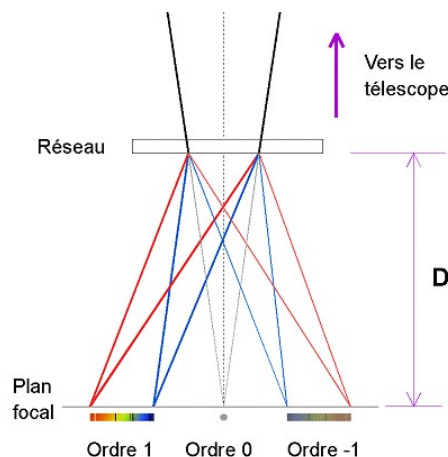


Raymond - Se ho capito bene, la qualità di uno spettrografo sarà giudicata dalla sua capacità di separare le righe spettrali?

Aude - Assolutamente, questo permetterà ad esempio di identificare più elementi chimici e aiuterà a capire le condizioni fisiche della stella. Ma la corsa per la migliore risoluzione non deve essere sempre l'obiettivo finale. All'aumentare della risoluzione, è necessario portare più luce allo spettrografo affinché gli spettri siano rilevabili. Ricorda come abbiamo aumentato la risoluzione in precedenza: facendo passare la luce dalla lampada da scrivania attraverso un piccolo foro. Se la dimensione di quest'ultimo diventa eccessivamente piccola, non passerà più luce! Per osservare le stelle deboli, spesso è necessario saper rinunciare a un'elevata risoluzione spettrale. Si tratta di un compromesso tra la risoluzione spettrale e la capacità di rilevabilità delle stelle. A parità di altre condizioni, se una delle dimensioni aumenta, l'altra necessariamente diminuisce.

Raymond - Alla fine come utilizzo questo reticolo sul mio telescopio?

Aude - È semplice: devi sistemare il reticolo qualche decina di millimetri davanti alla superficie sensibile del sensore CCD o della fotocamera digitale, come ti mostro in questa figura:



In assenza del reticolo, l'immagine di una stella verrebbe focalizzata nel fuoco del telescopio e formerebbe un punto sul piano dell'immagine. Interponendo il reticolo nel fascio convergente si ottiene sempre un'immagine della stella a fuoco, corrispondente all'ordine zero, ma anche spettri su entrambi i lati. Uno di questi spettri è più intenso degli altri perché corrisponde al blaze del reticolo. Nella figura, le linee del reticolo sono perpendicolari al foglio.

Christian - È così semplice!?

Aude - Ebbene sì mio caro Christian, in pochi minuti puoi costruire uno spettrografo minimalista che ti permetta di "leggere" lo spettro delle stelle!

Cristian - Bene, cavolo!

Raymond - Ma quanto dovrebbe essere lontano il sensore CCD?

Aude - Con un reticolo con 100 linee per millimetro, una distanza compresa tra 30 e 50 millimetri è corretta. Si può già intuire dalla figura precedente che più si allontana il reticolo dal rivelatore, maggiore sarà la dispersione. Vi darò più avanti le formule che permettono di calcolare tutto questo.

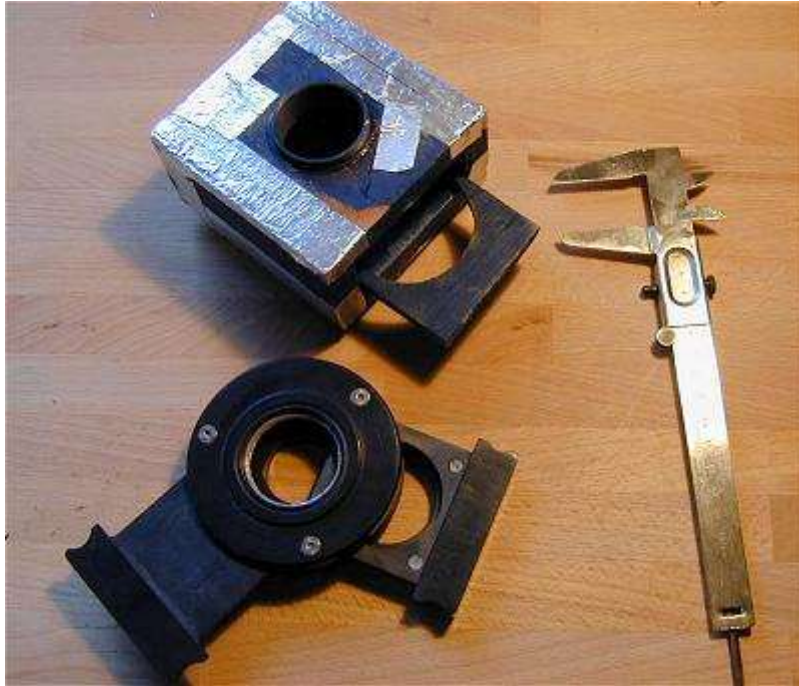
Raymond - Come organizzi il reticolo?

Aude - Certo che devi fare un po' di fai da te. Vi mostro in questa fotografia una specie di portafiltro a cassetto che ho costruito e che è avvitato alla parte anteriore della camera CCD, qui un Audine. Ho semplicemente inserito il reticolo nello slot del portafiltro. I giochi vengono rimossi usando pezzi di cartone. Non è bello, ma funziona!



Christian - Sì, ma non ho un portafiltro come fisso il reticolo?

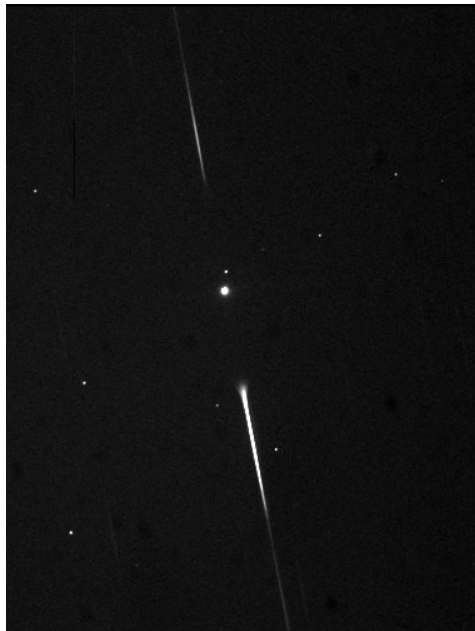
Aude - Sono sicuro che sarai in grado di armeggiare con questo, molto facilmente. Vi mostro alcuni montaggi. Uno di questi, nella parte superiore, è in multistrato con tubi di prolunga fotografica di circa 42 mm con viti a passo 1 mm incollate con araldite rapida. Avrai solo bisogno di un pomeriggio per fare il montaggio. Penso che ne valga la pena.



Hai Internet a portata di mano, quindi guarda altri montaggi qui o là. Non è difficile. Si noti per inciso che il reticolo utilizzato in questi collegamenti non è il modello Jeulin, ma il principio di utilizzo è abbastanza simile.

Bisogna fare attenzione a che la luce non entri attraverso gli spazi vuoti. Questo è il motivo dell'uso frequente del nastro adesivo in alluminio in alcuni dei miei lavori è un po' famigerati. Ricorda che il nastro adesivo è un alleato molto importante dell'astronomo.

Ti mostro subito come appare nel cielo. Ho puntato una stella luminosa con un telescopio ed ecco lo spettacolo sul CCD:



Alain - È la stella al centro?

Aude - Esattamente! E cosa noti su entrambi i lati?

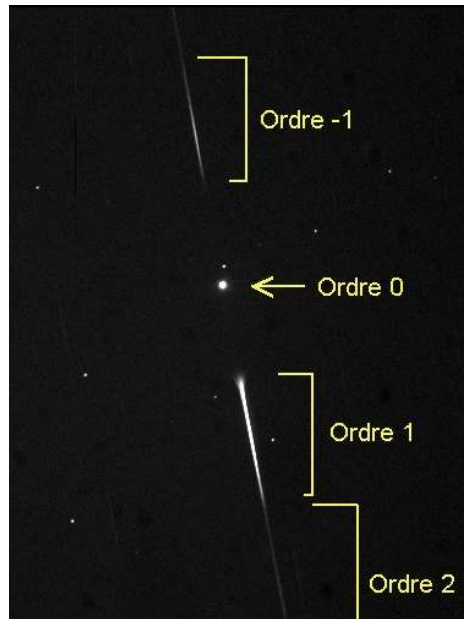
Christian, Raymond, Alain - (in coro) uno spettro!

Alain - Aude, lo dico io, ma è una pura ipotesi basata sulle informazioni che hai dato prima, perché lì non vedo i colori.

Aude - In effetti, la telecamera CCD può fornire solo immagini in bianco e nero. Ci vuole un po' di immaginazione, ma le due linee ai lati della stella al centro sono davvero spettri colorati.

Raymond - Questi spettri sono legati agli ordini di diffrazione?

Aude - Sì. Nell'immagine che vi mostro ora, ho individuato uno di questi ordini. Si può facilmente fare, credo, l'analogia con gli spettri colorati della lampada da scrivania.



Raymond - Perché questo bizzarro orientamento dello spettro rispetto agli assi dell'immagine?

Aude - Si tenga presente che il fenomeno della dispersione della luce avviene in direzione perpendicolare alle linee del reticolo. Ad esempio, nell'immagine precedente, se vedessimo il reticolo in trasparenza, le linee apparirebbero approssimativamente orizzontali. Per quanto possibile, si dovrebbe cercare di allineare accuratamente l'asse di dispersione degli spettri parallelamente alle linee del CCD, poiché ciò facilita l'elaborazione. Qui ovviamente non ci siamo!

Christian - Mi sembra di vedere altre stelle nell'immagine, giusto?

Aude - Non male Christian! Ci sono molte altre stelle più deboli. Se sei attento, vedrai che ognuno di esse è accompagnata da uno spettro. La disposizione del reticolo nel fascio convergente del telescopio permette di acquisire contemporaneamente lo spettro di tutti gli oggetti presenti nel campo! Supponiamo che questi spettri siano molto più deboli data la magnitudine delle stelle da cui emanano, ma ci sono!

Raymond - Qualche anno fa ho trovato un reticolo sulla rivista Ciel & Espace. Ho fatto bene a tenerlo, mi sembra!



Aude - Ma devo deluderti Raymond. Questo reticolo non può essere adatto a noi per due motivi. La densità delle righe per millimetro è maggiore di 1000, il che porta a spettri così lunghi da traboccare dalla superficie del CCD. Inoltre, il reticolo non è blazed, così che il 90% del flusso si trova nell'ordine zero, gli spettri stessi hanno la parte congruente. Questo array può essere utilizzato per osservare il Sole, ma non per altre stelle. Ricorda che nel reticolo Jeulin è lo spettro dell'ordine 1 ad essere ampiamente privilegiato. Questo fa la differenza.

Alain - Mi sembra di vedere tracce di molta polvere nella tua immagine, Aude?

Aude - Questa è un'immagine grezza, proveniente direttamente dalla fotocamera. In effetti, ha alcuni difetti. Come ogni immagine CCD, prima di poterla utilizzare realmente è necessario applicare una serie di trattamenti:

(1) rimuovendo il segnale di offset, una sorta di segnale costante che si aggiunge a tutti i pixel a causa dell'elettronica della fotocamera e del sensore CCD stesso. Isoliamo il segnale di offset effettuando esposizioni molto brevi nell'oscurità totale.

(2) rimuovere il segnale termico, segnale che nasce spontaneamente da ogni pixel e la cui intensità è funzione del tempo di esposizione e della temperatura del sensore. Un'immagine del segnale termico si ottiene realizzando immagini al buio totale, ma con un tempo di esposizione pari a quello praticato per le immagini del cielo. L'immagine termica è spesso chiamata "dark". Attenzione, affinché questa immagine sia davvero una mappa del segnale termico, utilizzabile come tale, è importante rimuovere il segnale di offset dalle specifiche immagini a lunga esposizione scattate al buio (dark). Spesso i principianti dimenticano questa operazione: è grave, perché rimuovendo il segnale di dark dalle immagini del cielo, infatti, sottrae due volte il segnale di offset - l'abbiamo già fatto al punto (1), ricorda. Il risultato non è per niente corretto: dopo questa falsa manovra, molti pixel dell'immagine potrebbero avere, ad esempio, intensità negative.

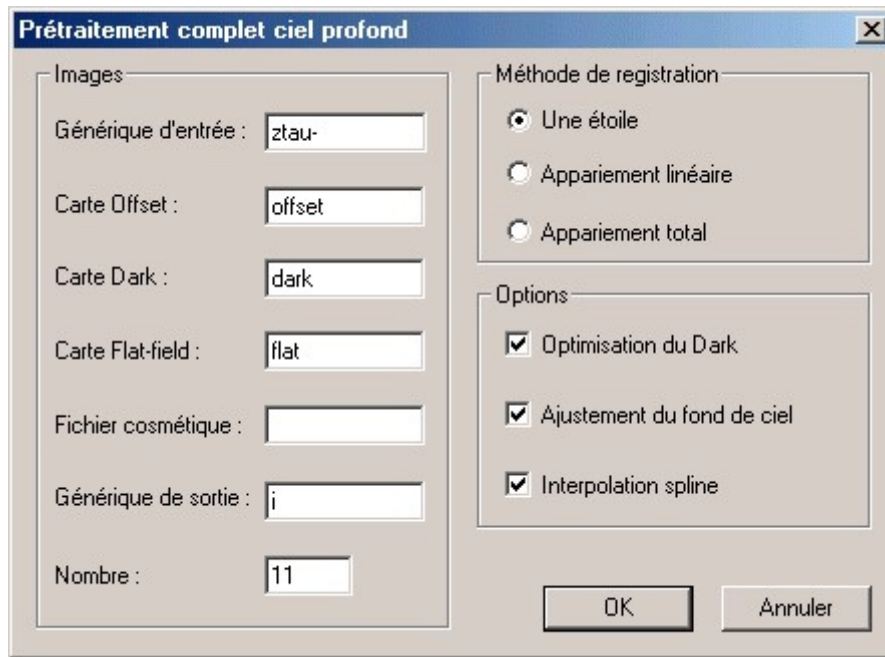
(3) dividere il risultato delle due precedenti sottrazioni per un'immagine ottenuta puntando il cannocchiale verso una scena il più uniforme possibile. Questa immagine è chiamata "flat", che è mal tradotta in francese dall'espressione "champ plat". Questa divisione permette di rimuovere le disomogeneità di risposta dei pixel, e quindi, in particolare le ombre della polvere che sono ben visibili nella mia immagine grezza.

Non insisterò su queste operazioni, chiamate "pre-trattamento". Sono classiche nell'imaging astronomico CCD.

Specificherò qui semplicemente che per fare il flat-field è essenziale che il reticolo sia lasciato in posizione. Inoltre, non dovrebbe essere spostato tra quando si creano le immagini del cielo e l'immagine flat.

Alain - Posso usare qualsiasi software per eseguire la preelaborazione.

Aude - Sì, queste sono procedure standard per il software di elaborazione delle immagini astronomiche. A seconda del programma, sarà più o meno presente la facilità d'uso, così come il grado di automazione, ma arrivi sempre alla fine del compito. Quindi non si tratta di cambiare le tue abitudini quando realizzi immagini spettrali come quelle che ti mostro qui. Spiegherò rapidamente la procedura di pre-elaborazione con il **software Iris**. Si supponga che le immagini offset, termiche e flat-field siano denominate OFFSET, DARK e FLAT. Supponiamo inoltre di aver realizzato una sequenza di 11 immagini della stella Zeta Taurus. Queste immagini hanno i nomi sul disco ZTAU-1, ZTAU-2, ... ZTAU-11. Selezioniamo una stella tra quelle presenti nella prima immagine della serie disegnando con il mouse un piccolo rettangolo che la racchiuda, quindi lanciamo la finestra di dialogo dell'elaborazione automatica:



Il software esegue la pre elaborazione sulle 11 immagini, le rifocalizza automaticamente, quindi le somma. Consiglio di controllare l'opzione "Interpolazione spline" per avere un'immagine composita finale leggermente più risolta. Se dopo l'aggiunta il risultato supera il livello 32767, che è il limite superiore possibile con Iris, è possibile riprendere la somma delle immagini solo con il comando ADD_NORM, o qualsiasi altra funzione di compositing. ADD_NORM fa in modo che il risultato dell'addizione non superi il livello 32767 moltiplicando ogni singola immagine per un coefficiente adeguato:

ADD_NORM I 11

Alain - Vorrei tornare all'immagine dello spettro. Cosa ci sta mostrando esattamente?

Aude - Osservando da vicino, vedremo alcune righe spettrali in assorbimento. Mostriamo lo spettro acquisito nel binning 1x1 per beneficiare della migliore risoluzione possibile. Questo è lo spettro della stella 69 Leo, di tipo spettrale A0V:



Ho segnato la posizione di alcune linee, queste mancanze di colore la cui traccia è percepibile nel continuum della stella.

Raymond - Tipo spettrale?

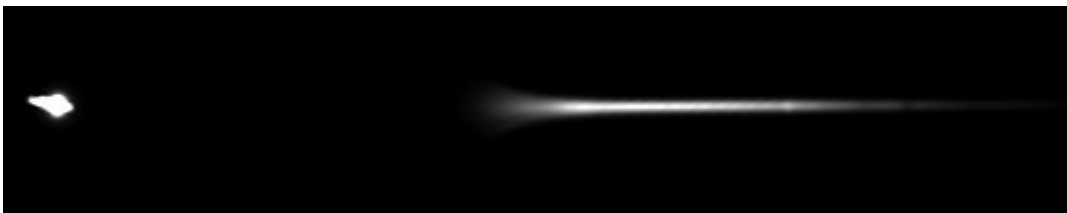
Aude - Le stelle non sono tutte uguali. E sai, agli astronomi e agli scienziati in generale piace classificare. Questo è l'inizio di qualsiasi processo volto a comprendere ciò che vediamo. I tipi spettrali predefiniti vengono assegnati in base alla distribuzione delle righe. Vi ricordo che questa distribuzione può dipendere da molti parametri fisici: dimensione della stella, temperatura, età, ecc.

Christian - A quali elementi chimici corrispondono le linee che ci mostri?

Aude - Tu poni il problema dell'identificazione delle righe spettrali. Questo è un argomento che spesso crea molta confusione quando si inizia con la spettrografia, e in particolare quando si utilizza uno spettrografo per la prima volta, perché manca un punto di riferimento. La scelta della stella 69 Leo non è casuale. Il suo spettro è caratteristico delle stelle calde che mostrano quasi esclusivamente righe di idrogeno con forte contrasto. I primi 3 segni a sinistra indicano le righe prodotte dall'idrogeno, ma ammetto che non è scontato. L'ideale sarebbe poter associare una lunghezza d'onda con un numero di pixel nell'immagine. Questa è chiamata "calibrazione spettrale". Guardando nelle tabelle che danno la lunghezza d'onda delle varie linee, diventa quindi possibile l'identificazione degli elementi chimici. Affronteremo questo compito più avanti...

Raymond - Questo compito mi sembra enorme. Dispero di poter riuscire quando vedo questo tipo di immagine. Inoltre, i colori non sono nemmeno lì per aiutarmi!

Aude - Niente panico! Ti darò una procedura adatta, con un giro di piccole formule matematiche. Non è difficile vedrai. È anche un lavoro investigativo piuttosto divertente! Quello che devi fare è puntare a stelle luminose in cui puoi essere sicuro che una linea specifica è in intensa emissione. Questo punto di riferimento luminoso e saliente nello spettro sarà la nostra stele di Rosetta per la decodifica di tutte le altre informazioni che contiene. Tra queste stelle vi consiglio quelle indicate come tipo Be, di cui gli esempi più luminosi sono Gamma Cassiopea, Delta Scorpion, 48 Libra, Kappa Dragon, Zeta Taurus, ... Ecco ad esempio lo spettro di Zeta Taurus:

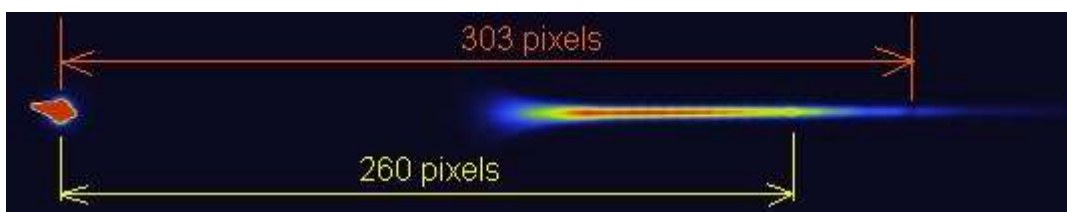


La riga luminosa appare un po' a destra del centro dello spettro. Questa è la linea dell'idrogeno, chiamata $H\alpha$ (pronunciata "H alpha"), nella parte rossa. È una linea molto importante, spesso esaminata per comprendere molti fenomeni negli oggetti del cielo. Ricorda che l'idrogeno è il principale costituente dell'universo. La linea $H\alpha$ appare ancora in forte emissione in questa stella. Non puoi ignorarla. In realtà ha origine in una nuvola di gas in rapida rotazione attorno alla stella. La lunghezza d'onda della linea $H\alpha$ è 6563 angstrom.

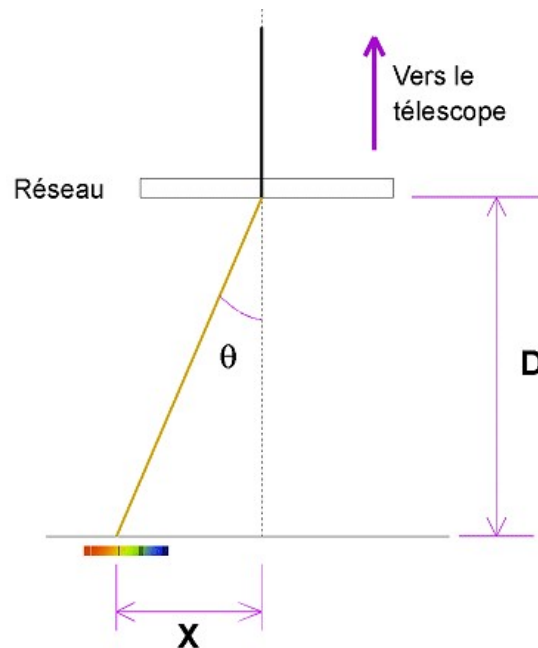
Alain - Da dove prendi questo valore?

Aude - Gli spettroscopisti conoscono bene la posizione di questa riga. È davvero un grande classico, un po' come il numero Pi. Ci sono tabelle ovunque che danno la lunghezza d'onda delle principali righe spettrali. Se utilizzi VisualSpec, un programma specializzato nell'analisi spettrale, puoi accedere in modo interattivo all'elenco delle righe per elemento chimico.

Ora ecco la procedura. Nella figura seguente, colorata in falsi colori, ho notato il valore in pixel che separa, lungo la dispersione spettrale, il centro dell'immagine stellare di ordine zero e la posizione della linea rossa dell'idrogeno. Ad esempio, utilizza il dispositivo di scorrimento dell'immagine del tuo software di elaborazione preferito per determinare questo valore. Ho trovato qui $X=260$ pixels.



Una semplice costruzione geometrica ci permetterà, da questa semplice affermazione, di trovare la lunghezza d'onda di tutti gli altri punti dello spettro:



Si riconosce lo schema a blocchi per l'utilizzo del reticolo nel raggio convergente del telescopio. L'ho semplicemente semplificato rappresentando solo il raggio associato a una singola lunghezza d'onda - qui la linea rossa dell'idrogeno. Il valore X che abbiamo misurato sull'immagine spettrale di Zeta Taurus è mostrato in questa figura. È la distanza tra l'immagine di ordine zero e un punto dello spettro per un dato ordine. L'angolo corrispondente θ è dato dalla relazione:

$$\theta = \arcsin(k \cdot n \cdot \lambda)$$

con k = l'ordine di interferenza, n = il numero di linee per millimetro incise sulla rete e λ = la lunghezza d'onda. Facciamo l'applicazione numerica con:

$k = 1$ (o -1 , non cambia il risultato)

$n = 100$ linee/mm

$\lambda = 0,6563 \cdot 10^{-3}$ mm

Alain - Non dovresti sbagliare nelle unità, suppongo?

Aude - Andiamo! Poiché il numero di linee del reticolo è espresso in millimetri, anche la lunghezza d'onda deve essere data in millimetri per essere omogenea. Ecco il risultato del calcolo:

$$\theta = \arcsin(1 \cdot 100 \cdot 0,6563 \cdot 10^{-3}) \simeq 3,763^\circ$$

Alain - Se faccio $k = -1$, trovo lo stesso angolo, ma con segno opposto. Questo mi permette di descrivere lo spettro che si trova dall'altra parte dell'ordine 0.

$$D = \frac{X}{\tan \theta}$$

Esercizio ! Voglio la distanza D in millimetri tra la superficie del CCD e il reticolo. Chi può darmi il risultato? Alle vostre calcolatrici...

Alain - Mannaggia, ho le batterie scariche!!!

Raymond - Ho il risultato! In precedenza abbiamo misurato $X=260$ pixel. Poiché i pixel del CCD della telecamera Audine sono di 9 micron di lato, il valore di X in millimetri è: $260 \times 9 \cdot 10^{-3} = 2,340$ mm. Da qui il valore di D :

$$D = \frac{2,340}{\tan 3,763^\circ} \simeq 35,58 \text{ mm}$$

Aude - Questo è un buon risultato, congratulazioni!

Christian - Ma avrei potuto trovare la soluzione direttamente misurando la distanza tra il CCD e il reticolo con un semplice righello. Non c'è bisogno di fare matematica!

Aude - Avresti sicuramente ottenuto un valore vicino, ma non così preciso. Ad esempio, dobbiamo ricordare che i vetri interposti, come la finestra della fotocamera, influenzano il risultato perché è uno spessore ottico che qui dobbiamo considerare. Il parametro D è una costante fondamentale dello strumento. Il valore non cambia finché lo strumento non viene smontato e consentirà di effettuare la calibrazione spettrale di tutti gli spettri acquisiti.

Un importante valore derivato dai calcoli precedenti è la dispersione P dello spettrografo in angstrom per millimetro. Lo troviamo facilmente con l'equazione:

$$P = \frac{p \cdot \lambda}{X}$$

con p la dimensione di un pixel CCD. Facciamo l'applicazione numerica:

$$P = \frac{9 \cdot 10^{-3} \cdot 6563}{2,340} \simeq 25,24 \text{ A/mm}$$

La dispersione può essere calcolata ancora più direttamente dalla seguente equazione, un po' più complicata, ma efficace:

$$P = \frac{10^7 \cdot p \cdot \cos \theta}{k \cdot n \cdot D}$$

che in valore numerico diventa:

$$P = \frac{10^7 \cdot 9 \cdot 10^{-3} \cdot \cos 3,763^\circ}{1 \cdot 100 \cdot 35,58} \simeq 25,24 \text{ A/mm}$$

Piccolo esercizio. Ho trovato nello spettro di Zeta Taurus una linea scura ben marcata alla distanza di 303 pixel dall'immagine di ordine zero. Qual è la lunghezza d'onda di questa linea?

Alain - Per prima cosa calcolo l'angolo θ facendo:

$$\theta = \arctan\left(\frac{X}{D}\right)$$

quindi ottengo la lunghezza d'onda in angstrom da:

$$\lambda = 10^7 \cdot \frac{\sin \theta}{k \cdot n}$$

Aude - Wow, fantastico!

Raymond - E l'applicazione digitale?

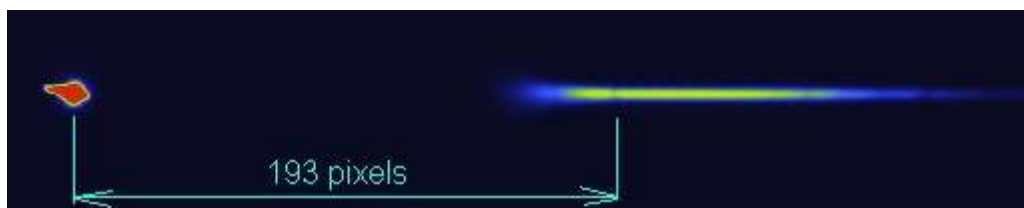
Alain - Raymond passami la calcolatrice per favore...

$$\theta = \arctan\left(\frac{p \cdot X}{D}\right) = \arctan\left(\frac{9 \cdot 10^{-3} \cdot 303}{35.58}\right) \simeq 4,383^\circ$$

La lunghezza d'onda è quindi

$$\lambda = 10^7 \cdot \frac{\sin \theta}{k \cdot n} = 10^7 \cdot \frac{\sin 4,383^\circ}{1 \cdot 100} \simeq 7642 \text{ \AA}$$

Aude - Ebbene mio caro Raymond, questa lunghezza d'onda che hai appena calcolato è associata a un insieme di linee molto numerose ravvicinate, che formano quella che viene chiamata una banda. Queste linee non vengono risolte individualmente con il nostro spettrografo e vediamo solo la banda. La causa è l'ossigeno atomico (O_2) nella nostra atmosfera. Il baricentro di questo insieme di "linee telluriche" è di circa 7620 angstrom, che è molto vicino al valore trovato sperimentalmente, soprattutto se si considera che un pixel da solo copre 25,24 angstrom. A proposito, dico "tellurico" perché il dettaglio spettrale in questione si verifica infatti a livello della Terra, più precisamente nell'atmosfera di questa, che funge da filtro spettrale per certi colori. Si dice che il campionamento dello spettro sia 25,24 Å / pixel. L'errore nel calcolo della posizione della banda è inferiore a un pixel. In conclusione, posso confermare che la calibrazione spettrale appare accurata. Abbiamo la costante fondamentale dello spettrografo, la distanza D tra il reticolo e il CCD, effettuando una corretta calibrazione sulla stella Zeta Taurus. Come altro esempio, prendiamo ora lo spettro di 69 Leo:



La linea dominante nella parte blu dello spettro è la linea H_β dell'idrogeno alla lunghezza d'onda di 4861 Å. Se si misura, questa linea si trova a 193 pixel dall'immagine di ordine zero. Fatto tutto il calcolo, troviamo una lunghezza d'onda di 4876 Å, vicina al valore reale tenendo conto del campionamento.

In sintesi, per eseguire l'operazione di calibrazione dei tuoi spettri, prova ad identificare le seguenti righe:

H_β a 4861 Å

H_α a 6563 Å (in emissione in alcune stelle Be, come Gamma Cassiopea)

O_2 a 7620 Å

Alain - Prendo atto che per effettuare una calibrazione univoca, è necessario che nell'immagine sia presente l'ordine zero poiché lo chiamiamo origine delle lunghezze.

Aude - Esatto. A questo proposito, spesso è forte la tentazione di aumentare la distanza del reticolo CCD per aumentare la dispersione. Funziona davvero, ma se ci provi troppo, finisci per non essere in grado di ospitare sia lo spettro che l'ordine zero sulla stessa immagine, il che può porre problemi formidabili durante la calibrazione spettrale.

Christian - Trovo che lo spettro sia divergente sul lato blu. Sembra che si stia esaurendo. Ho sbagliato?

Aude - No, non stai sbagliando. Per lunghezze d'onda inferiori a 4500 angstrom, appare un forte cromatismo...

Christian - Cromatismo dici...

Aude - Sì, è un difetto ottico, si parla anche di "aberrazione ottica" nel gergo degli ottici. In presenza di cromatismo, il piano di messa a fuoco migliore cambia con il colore. Ho usato un rifrattore apocromatico Takahashi FS-128. È molto ben corretto per questo tipo di aberrazione, vale a dire che il punto focale è lo stesso per i raggi blu, verdi, rossi e anche infrarossi, oltre il rosso. Nel blu profondo, e più in particolare nell'ultravioletto, invece, diventa evidente la mancanza per aberrazione cromatica: lo spettro è sempre meno chiaro man mano che si va verso il blu, il che spiega la diffusione della luce sotto forma di ventaglio.

Ecco il telescopio attrezzato che trasporta l'intero spettrografo, con la camera Audine.



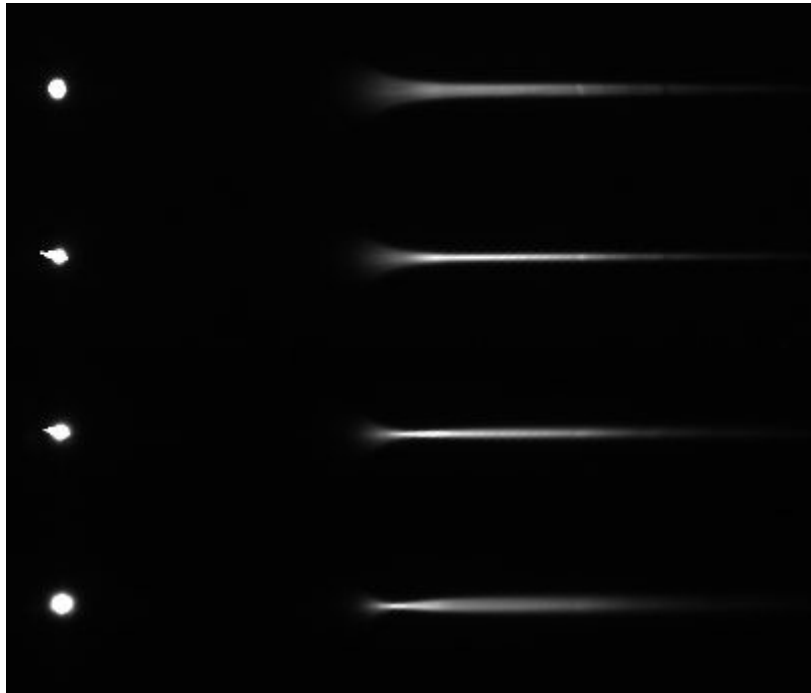
Alain - Ma sarebbe meglio usare un telescopio a specchio, perché questo non ha affatto cromatismo!

Aude - A dire il vero, anche con un telescopio a specchio avrete delle aberrazioni, ma di altra natura. Questi difetti sono inerenti al modo di utilizzare il reticolo di diffrazione nel fascio convergente del telescopio. È quasi un'eresia ottica! Normalmente un tale array può essere azionato solo con un raggio di luce parallelo. Questo non è affatto il caso qui poiché abbiamo a che fare con un cono di luce che converge verso un punto al fuoco del telescopio. Ci avvicineremo ad un raggio di luce parallelo quando il cannocchiale è a fuoco lungo, cioè quando l'angolo di apertura del cono diminuisce. Raccomando di usare un tale sistema quando il rapporto F/D è maggiore di 6. Questo è il caso del mio telescopio che è a $F/D=8$. Anche un piccolo telescopio come ETX90 darebbe un ottimo risultato. Per ulteriori informazioni sulle aberrazioni generate dal reticolo in un raggio convergente, fare clic qui.

<http://www.astrosurf.com/buil/us/spe1/spectro1.htm>

Alain - Come fai a sapere se lo spettro è davvero chiaro in queste condizioni?

Aude - Questa è una bella domanda e abbastanza difficile. Devi procedere per tentativi ed errori e sentire un po' le cose. Ecco una sequenza di spettri della stessa stella in cui ho variato la messa a fuoco di alcune decine di pixel ogni volta:



Nell'immagine in alto, che favorisce la messa a fuoco della parte rossa dello spettro, è particolarmente visibile l'astigmatismo dell'assieme. L'astigmatismo è una delle nostre aberrazioni ottiche. Si manifesta dando agli oggetti una forma allungata, mentre normalmente dovrebbe essere puntiforme. Nelle immagini in alto, le righe spettrali si allungano verticalmente, questo è particolarmente ben visibile nella $H\alpha$. Questa non è necessariamente una situazione sfavorevole perché l'asse dell'astigmatismo è perpendicolare all'asse di dispersione. La perdita di risoluzione è quindi minore, se non nulla. D'altra parte, il fatto che il flusso della stella sia distribuito su molti pixel non facilita l'osservazione di oggetti deboli. Attenzione, l'astigmatismo è subdolo: per un certo piano focale le righe spettrali diventeranno piccole aste allungate lungo l'asse della dispersione spettrale. La risoluzione poi cala notevolmente, al punto che le linee non sono più visibili. Alla fine, è il piano focale che corrisponde alla seconda immagine dall'alto che costituisce il miglior compromesso tra la risoluzione spettrale nella parte rossa e la capacità di rilevare oggetti deboli. Attenzione a una trappola: non è perché l'immagine di ordine zero è nitida che tutto lo spettro sarà messo a fuoco correttamente.

Christian - C'è un modo per migliorare la qualità degli spettri?

Aude - È possibile eliminare l'astigmatismo ad una lunghezza d'onda λ_0 inclinando leggermente il reticolo di un angolo α in radianti dato dalla formula:

$$\alpha = \frac{k \cdot n \cdot \lambda_0}{2}$$

Ad esempio, per avere una retta $H\alpha$, ben allungata, l'angolo sarà:

$$\alpha = \frac{1 \cdot 100 \cdot 0,6563 \cdot 10^{-3}}{2} \simeq 0,0328 \text{ rad} \simeq 1,9^\circ$$

Non sbagliare sul segno della espressione da dare al reticolo. Ci sono due possibilità:

fai la prova sul cielo e troverai subito il valore giusto.

Un'altra soluzione per migliorare la qualità degli spettri è aggiungere un prisma al reticolo per formare un insieme chiamato "grism". Diventa un po' più complicato. Ti suggerisco di cliccare qui per consultare una pagina che fornisce alcune informazioni su questo argomento. Possiamo anche ottenere una qualità molto buona, ma complicando un po' il dispositivo, come potete vedere qui.

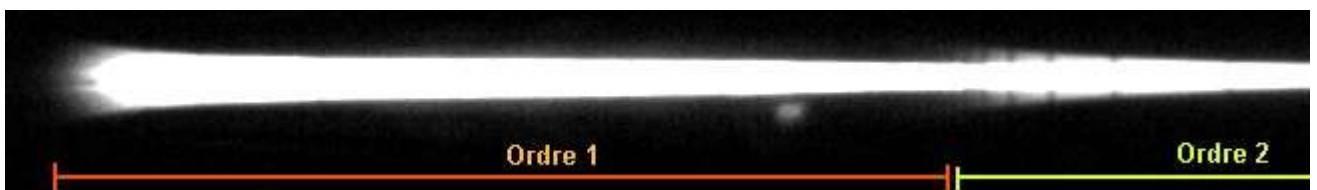
<http://www.astrosurf.com/buil/staranalyser2/evaluation.htm>

Alain - Ho avuto la curiosità di guardare il catalogo Jeulin prima di frequentare questo corso e ho notato che venivano offerti altri reticoli, uno da 300 linee/mm e l'altro da 600 linee/mm . Se ho capito tutto bene, questo mi permetterebbe di aumentare la risoluzione spettrale di un fattore rispettivamente di 3 e 6. Mi sembrava molto interessante. Ho sbagliato ?

Aude - Ehm! Stai commettendo un uso improprio del linguaggio abbastanza comune tra risoluzione spettrale e dispersione dello spettro. Sì, la dispersione dello spettro, la sua diffusione spettrale, viene effettivamente moltiplicata per 3 e 6. Sono più scettico per quanto riguarda il miglioramento della risoluzione spettrale, ovvero la possibilità di separare righe spettrali vicine tra loro. Nel presente caso, i difetti ottici aumenteranno approssimativamente in proporzione alla dispersione. Quindi sì, avrai uno spettro più lungo, ma con un guadagno di risoluzione relativamente modesto. La cosa più noiosa nella soluzione che propone Alain, è che il CCD dovrà essere abbastanza grande da ospitare la maggiore lunghezza dello spettro e, se possibile, l'immagine di ordine zero. Con un CCD del tipo KAF-0400, un rapido calcolo mostra che questo non è un obiettivo ragionevole con un reticolo di 600 linee/mm, e al limite accettabile con un reticolo di 300 linee/mm. Inoltre, e questo è importante, una forte diffusione dello spettro induce un degrado della sensibilità dello strumento. A parità di distanza tra reticolo e CCD, passare da un reticolo di 100 righe/mm ad un reticolo di 300 righe/mm provoca una perdita di quasi due magnitudini. Questo è molto critico se l'obiettivo è osservare stelle deboli ma, naturalmente, lo sarà molto meno se si tratta di fare pratica nella spettrografia di stelle luminose. Ecco un esempio di uno spettro della stella Regulus realizzato con il telescopio da 128 mm e un reticolo Jeulin di 300 linee/mm posto a 33,79 mm davanti al CCD. Il tempo di esposizione è di 25 secondi con una telecamera Audine dotata di CCD KAF-1602E:



L'astigmatismo allunga le righe spettrali nella direzione perpendicolare alla dispersione, il che non pregiudica la risoluzione spettrale, che qui è molto buona dati i mezzi impiegati. A proposito, ecco lo stesso spettro con il contrasto spinto:



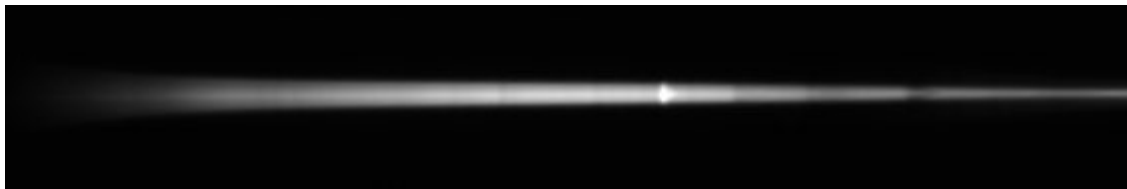
Sembra che gli spettri di vari ordini si sovrappongano. Quindi, sui raggi rossi dello spettro di ordine 1, a circa 7600 angstrom, si sovrappone ai raggi blu quello di ordine 2, circa 3800

angstrom. Possiamo vedere chiaramente nell'ordine 2 una serie di linee strette: questa è la cosiddetta serie "Balmer" di linee di idrogeno. Questa serie inizia con la linea H α in rosso, e continua andando verso il blu con le linee H β , H γ , H δ , ecc. Quindi attenzione, a meno che non utilizzate un filtro colorato, detto "filtro d'ordine", che lascia passare solo la parte rossa, da 7600 Å lo spettro del primo ordine viene offuscato dal flusso luminoso proveniente dall'ordine 2. Attenzione quindi nell'interpretazione dei risultati in queste regioni dello spettro.

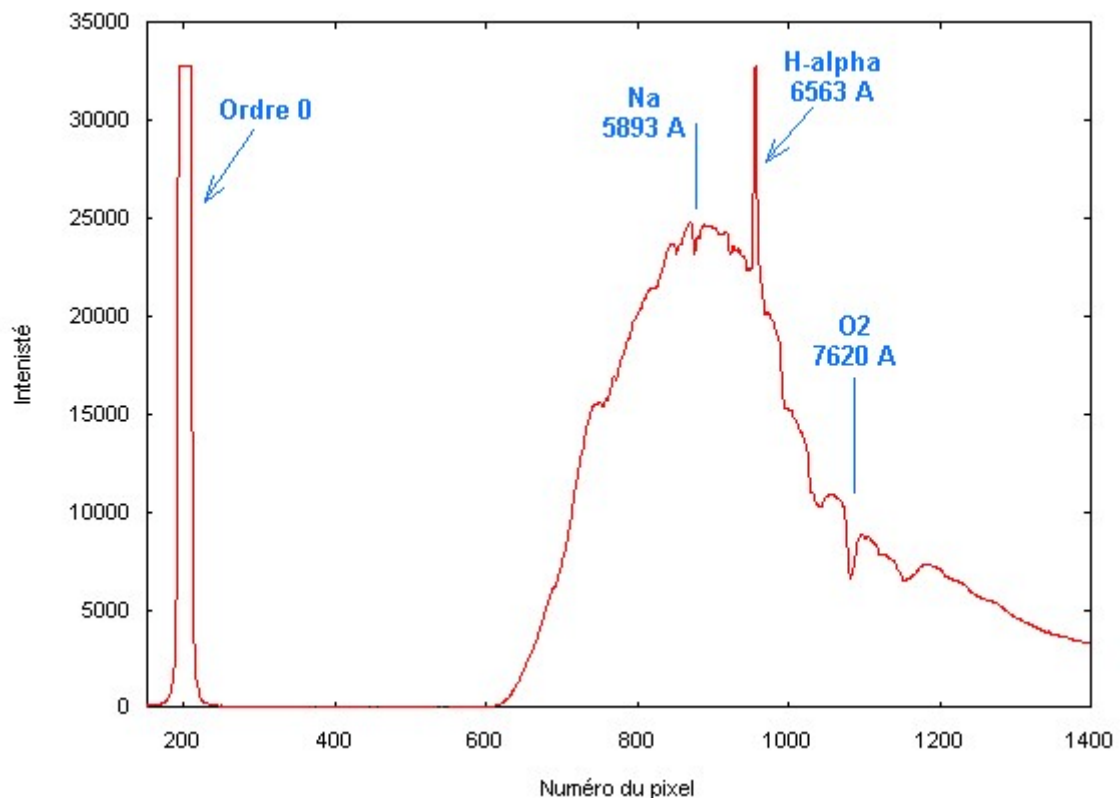
Christian - Perché la luce a 3800 Å è fastidiosa? E perché no allora le lunghezze d'onda di 3500 Å, 3000 Å, ecc.

Aude - La sensibilità del CCD diminuisce drasticamente per i raggi aventi una lunghezza d'onda inferiore a 3800 Å. Il CCD stesso funge da filtro per il blu molto profondo. Questo spiega perché lo spettro appare improvvisamente sul lato sinistro, non appena la luce diventa più rossa di 3800 angstrom.

Bene, per mostrarvi le potenzialità del nostro piccolo spettrografo, ecco lo spettro della stella Zeta Taurus acquisito con un reticolo Jeulin di 300 linee/mm con la stessa strumentazione di prima. Il campionamento è di 8,7 Å/pixel verso 6563 Å. Questo spettro è il risultato della somma di 10 immagini da 20 secondi:



Ed ecco il profilo fotometrico di questo spettro, quello che viene chiamato "profilo spettrale":



Alain - Cos'è quella riga che hai notato con Na?

Aude - Questo è il simbolo chimico del sodio. Questo elemento produce due linee gialle molto strette spesso chiaramente visibili nello spettro delle stelle.

Christian - La brillantezza della linea dell'idrogeno è spettacolare, parola mia!

Aude - In effetti, è molto intenso in questa stella, ti avevo avvertito. Con la risoluzione spettrale che abbiamo appena raggiunto, ci sono già molte informazioni in questo spettro. Puoi vedere gli spettri ad alta risoluzione di questa stella qui.

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

Oltre al numero di righe per millimetro, si ricorda che è sempre possibile regolare la dispersione modificando la distanza tra reticolo e CCD, ad esempio interponendo anelli di prolunga, come qui:



Raymond - Non ho capito bene come si calcola il "profilo spettrale"?

Aude - In realtà non l'ho spiegato. Dovrebbe essere chiaro che il grafico rappresenta l'intensità dei pixel che giacciono lungo l'asse di dispersione. Nella maggior parte dei software sono presenti funzioni che consentono di visualizzare una sezione fotometrica lungo una linea retta che viene tracciata in modo interattivo nell'immagine. Ma qui ho usato uno strumento leggermente più sofisticato. Invece di tracciare il profilo lungo una linea di un'immagine, ho perato aggiungendo l'intensità di più linee che sono coperte dallo spettro. È solo in un secondo passaggio che viene disegnato il profilo. Questo permette di sfruttare tutto il flusso della stella che si diffonde nella direzione perpendicolare alla dispersione. L'operazione di somma delle righe, che prende il nome di "binning", porta ad un risultato simile a quello che si osserverebbe se lo spettro fosse molto stretto lungo l'asse verticale dell'immagine. Il binning migliora in modo molto significativo la qualità che si può ottenere nei confronti del profilo spettrale calcolato.

Raymond - Ma in pratica come si fa?

Aude - Va bene, finirò su questo. Te lo sto facendo di fretta! Vi propongo di trattare lo spettro della stella V838 Monoceros effettuato il 30.8 marzo 2002 con il telescopio di 128 millimetri. Questa stella assomiglia a una nova di tipo raro e mostra uno spettro molto complesso con un forte continuum nel rosso. L'immagine sotto è la somma di 18 immagini da 6 secondi. Le singole immagini sono state ovviamente pre-elaborate: rimozione dell'offset, del segnale termico e divisione per flat-field. Ecco il risultato:

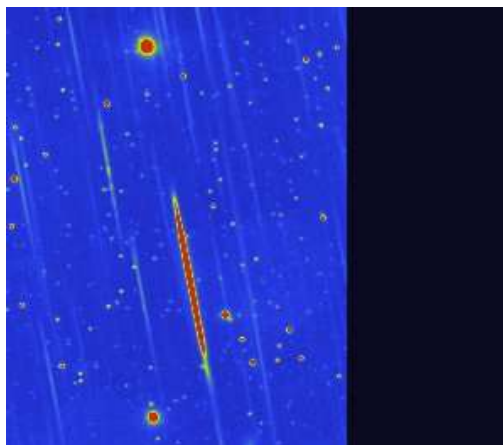


Christian - Ci sono un sacco di stelle e spettri!

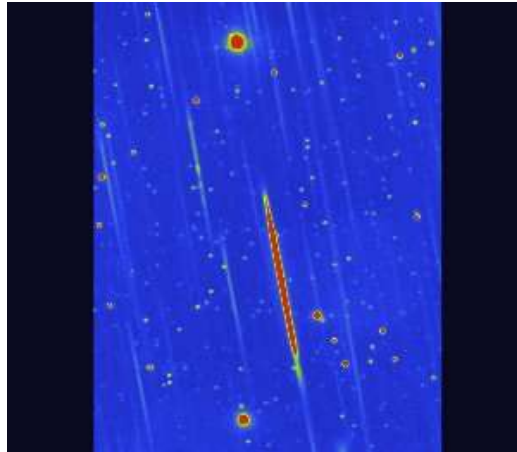
Aude - Questo campo si trova nella Via Lattea, il che spiega l'alta densità di stelle. V838 Mon è la stella più luminosa nella parte superiore dell'immagine. Il suo spettro è anche il più luminoso. In alcuni casi è necessario orientare il reticolo rispetto all'asse ottico dello strumento in modo che lo spettro non intercetta l'immagine di una stella. È un grado di libertà che ci si deve aspettare quando si studia il supporto del reticolo.

La prima operazione consiste nel portare l'asse della dispersione in orizzontale. Ecco una procedura in Iris, troverai funzioni simili in altri software:

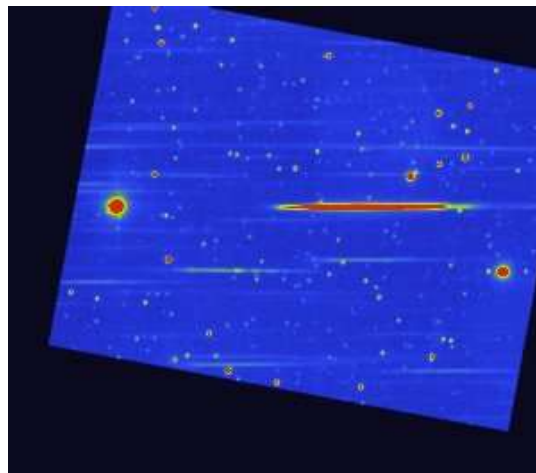
PADDING 600 512



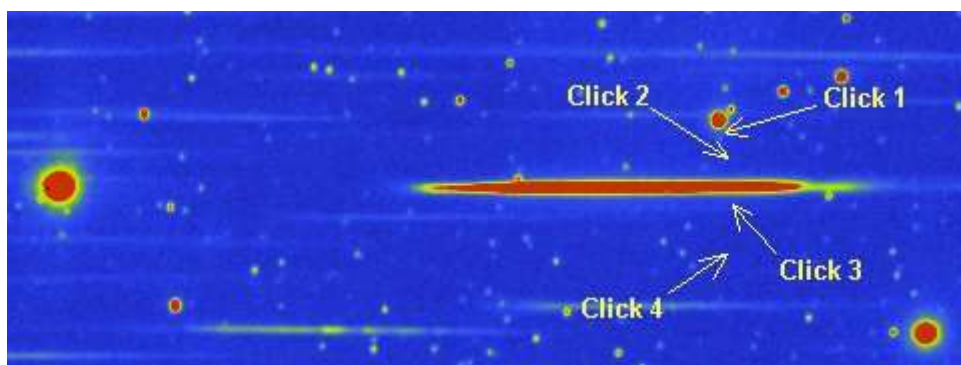
TRANS 100 0



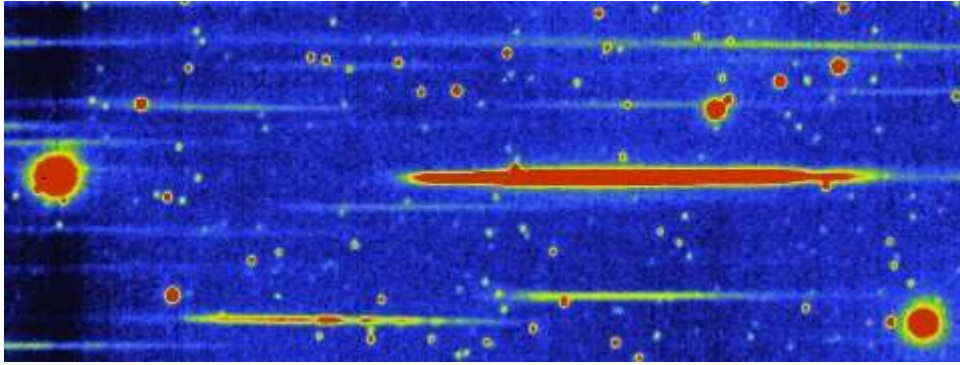
ROT 300 300 79.4



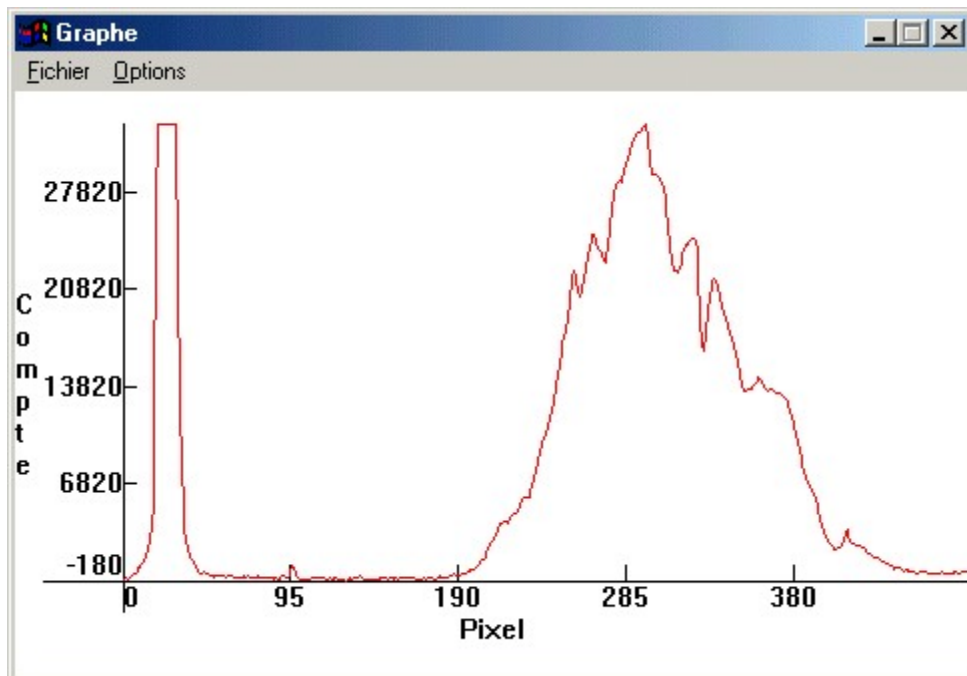
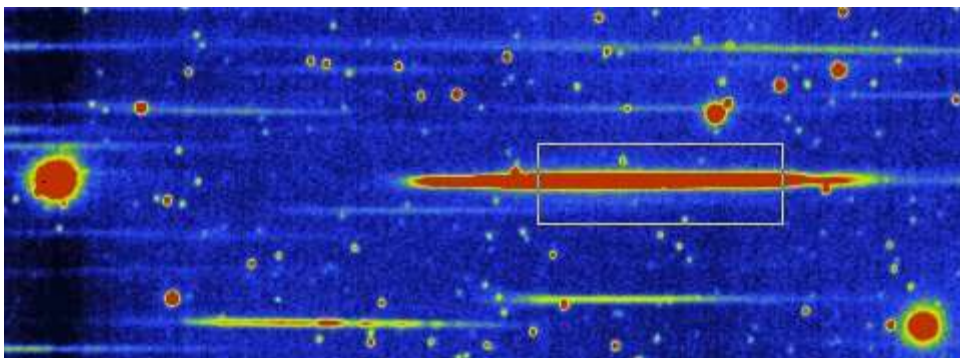
Lanciare quindi il comando `L_SKY2` che ha la funzione di sottrarre il valore del fondo del cielo locale in tutti i punti dello spettro. Per fare ciò, fare clic quattro volte in modo interattivo nell'immagine con il mouse per definire due zone senza grandi stelle su entrambi i lati dello spettro. È in queste zone che il software calcolerà un valore distinto del fondo del cielo per ogni colonna dell'immagine.



Dopo l'operazione, lo sfondo del cielo viene riportato a livello zero, come se al momento dell'osservazione il cielo fosse perfettamente nero. Notate incidentalmente lo spettro in basso a sinistra con larghe bande molecolari, caratteristico di una stella fredda, probabilmente di tipo spettrale M.



Passiamo al binning, che equivale a concentrare in un'unica riga tutto il segnale della stella che si diffonde verticalmente. Dopo aver definito una zona, inquadrando la parte più luminosa dello spettro con l'ausilio del mouse, lanciare il comando L_BIN2 (dalla versione 3.6 di Iris).



Infine è possibile esportare in un file il profilo spettrale calibrato, ovvero in cui ad ogni pixel è associata una lunghezza d'onda:

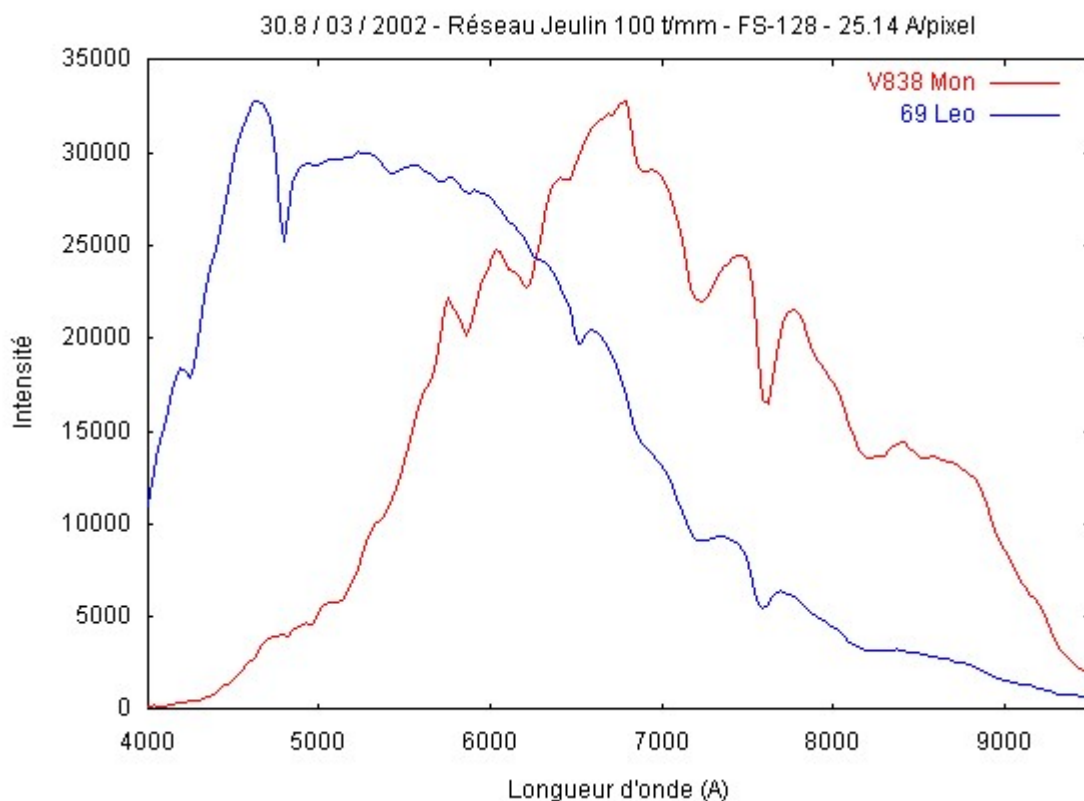
```
IMAGE2SPEC V838 100 35.58 27 9E-3
```

Questo comando produce il file V838.DAT su disco. Ciò è indicato dal primo parametro. Troviamo quindi il numero di linee per millimetro del reticolo, la distanza tra il reticolo e il CCD in millimetri,

la posizione dell'immagine di ordine zero lungo l'asse orizzontale dell'immagine e, infine, la dimensione dei pixel del CCD in millimetri. Ecco un estratto dal file V838.DAT, la prima colonna contenente la lunghezza in angstrom e la seconda, l'intensità dello spettro:

```
4422.313501 1108.000000
4447.534020 1302.000000
4472.753688 1344.000000
4497.972501 1517.000000
4523.190454 1772.000000
4548.407542 2061.000000
4573.623761 2372.000000
4598.839106 2603.000000
4624.053571 2770.000000
4649.267153 3040.000000
4674.479846 3450.000000
4699.691646 3792.000000
4724.902548 3913.000000
4750.112547 3942.000000
4775.321638 4034.000000
```

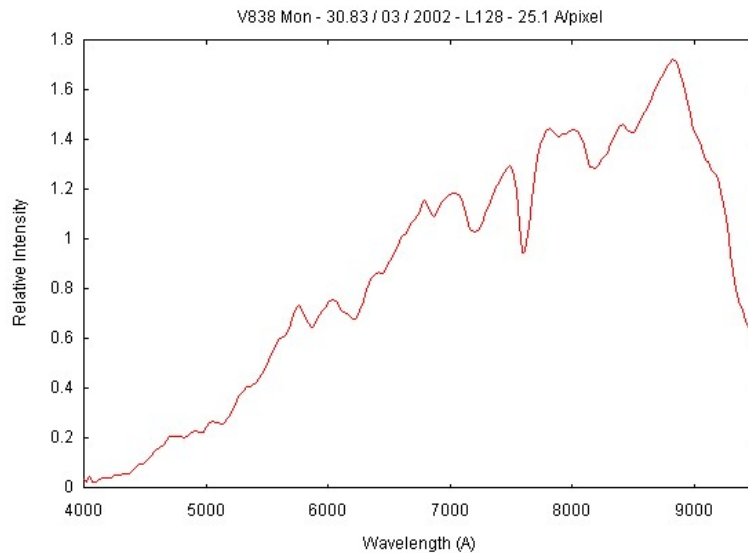
Ecco un grafico dello stesso file:



Il profilo spettrale del V838 Mon viene visualizzato in rosso. Ho aggiunto in questo grafico il profilo spettrale della stella 69 Leo, di tipo spettrale A0V. Quest'ultima stella è molto calda, mentre V838 Mon mostra un notevole eccesso di radiazione rossa e infrarossa. Ecco come con un piccolo reticolo da 30 euro sia possibile fare un po' di astrofisica!

Alain - È possibile effettuare misurazioni utili con tali spettri?

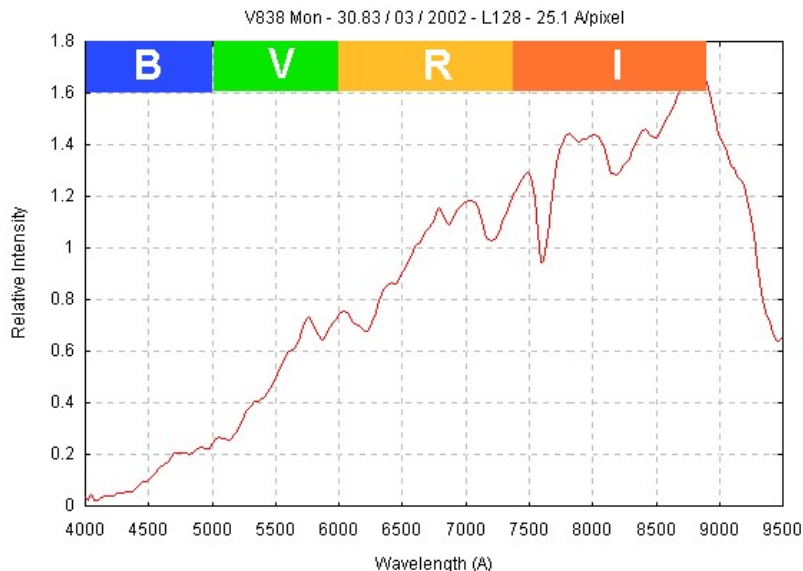
Aude - Certamente sì. Ma è necessario continuare la calibrazione dello spettro. In particolare, è necessario calibrarlo in flusso. Tornerò su questo durante la terza sessione di questo corso. Lo scopo di questo secondo tipo di operazione è rimuovere gli effetti strumentali che influiscono sull'aspetto dello spettro. Vi mostro solo un risultato dai dati precedenti per la stella V838 Mon. Questa curva è il vero flusso spettrale emesso dalla nova:



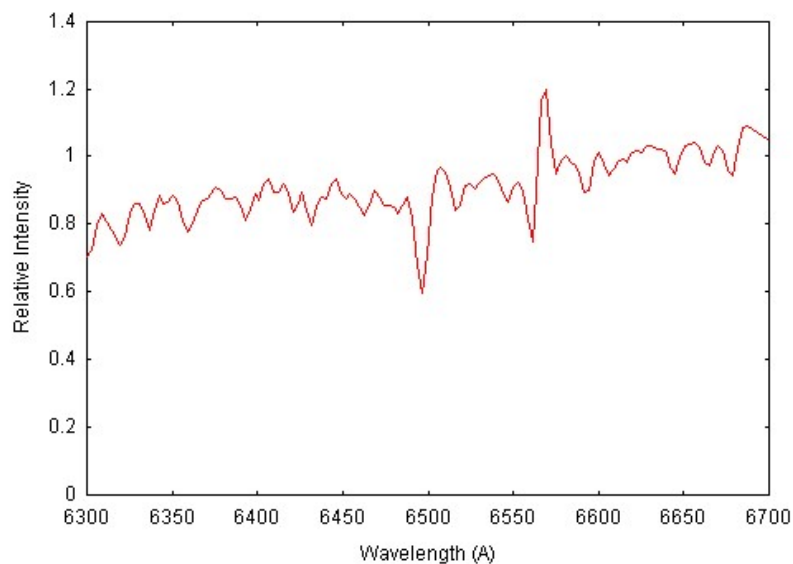
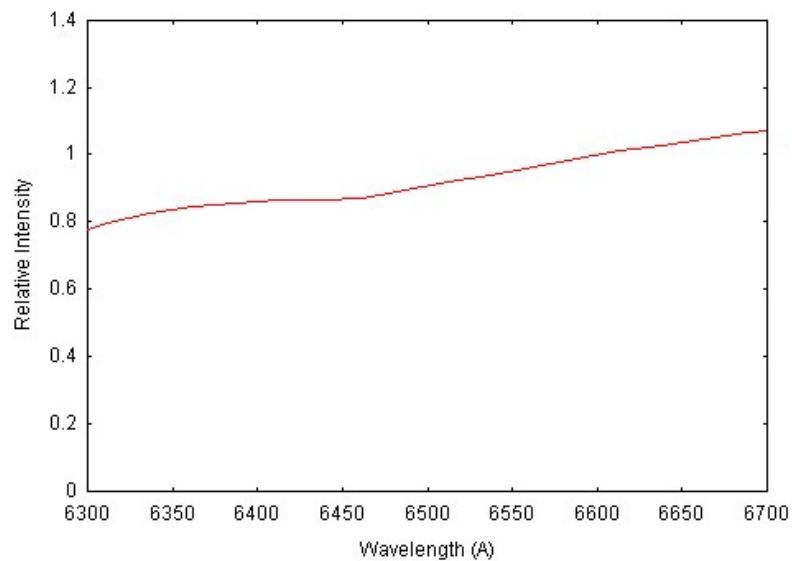
Misuriamo in questo spettro che il rapporto di flusso a 4000 Å e a 8500 Å è 58, che rappresenta una differenza di 4,4 magnitudo tra queste due regioni dello spettro, che non è poco, e mostra chiaramente l'arrossamento dell'oggetto.

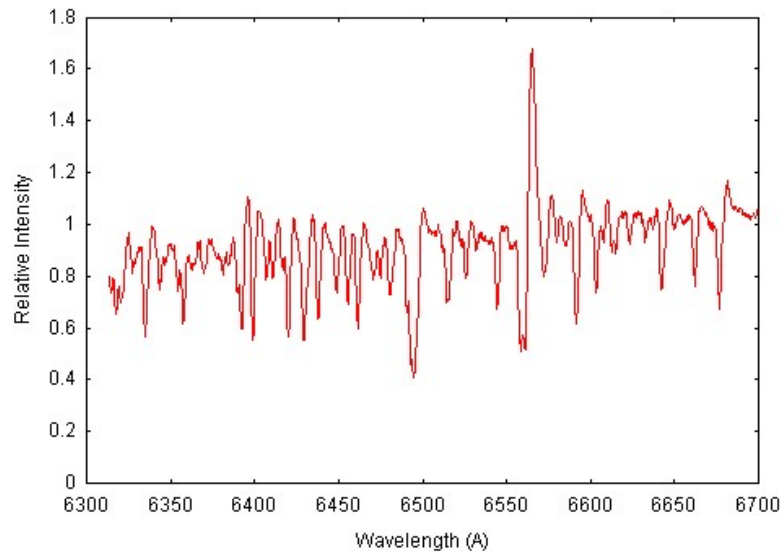
Alain - Quindi è possibile fare un lavoro di fotometria?

Aude - Sì, per esempio, probabilmente conosci il sistema fotometrico BVRI. Ebbene, nulla vieta di sommare i punti del profilo spettrale calibrato in flusso negli intervalli spettrali definiti in questo sistema, per arrivare all'equivalente del risultato di quattro successive osservazioni delle stelle attraverso i filtri colore BVRI. L'informazione spettrale viene quindi ridotta a 4 punti. Diciamo anche 4 canali spettrali. Le informazioni contenute in questi canali possono essere benissimo confrontate con quelle ottenute dai tradizionali osservatori fotometrici che lavorano con filtri colorati. Ma ovviamente l'informazione spettrale rimane molto più ricca, poiché abbiamo a nostra disposizione diverse centinaia di canali spettrali contemporaneamente: ogni pixel dello spettro.



Ecco, miei cari colleghi, un piccolo reticolo posizionato semplicemente a poche decine di millimetri davanti alla telecamera permetterà, con un semplice metodo, di catturare lo spettro di stelle variabili, supernove o anche quasar. Più che sufficiente per produrre un lavoro formativo e utile. Ma altre prospettive sono possibili facendo un piccolo sforzo tecnico per migliorare lo spettrografo. Guarda l'aspetto della stessa regione spettrale di V838 Mon con, dall'alto verso il basso, il risultato ottenuto con il reticolo Jeulin di 100 righe/mm nel fascio convergente (30.8/03/2002), con uno spettrografo in grado di risolvere 8 angstrom (22.8 / 03/2002) e con uno spettrografo in grado di risolvere 0,9 angstrom (20.9/03/2002). In tutti e tre i casi si tratta di elaborazioni amatoriali:





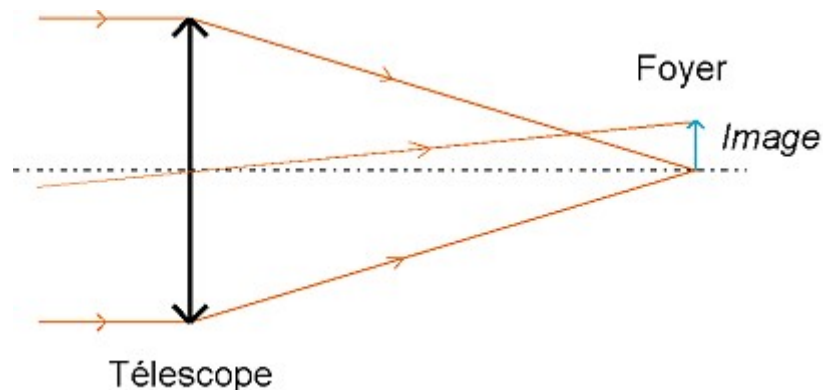
Lo spettrografo universale non esiste. L'array Jeulin rileverà lo spettro di oggetti di magnitudine 14 con un telescopio da 200 mm. Al contrario, uno spettrografo in grado di separare linee di 1 angstrom l'una dall'altra avrà accesso solo a stelle più luminose di magnitudine 8 con lo stesso telescopio. Devi specializzarti in modo chiaro.

Raymond - Ecco, hai detto moltissimo. La differenza tra questi spettri è davvero notevole. Vorrei che ci deste lo stesso qualche spunto per migliorare lo spettrografo, solo per vedere se è insormontabile o meno. Sai Aude che il fai da te non mi spaventa, quindi...

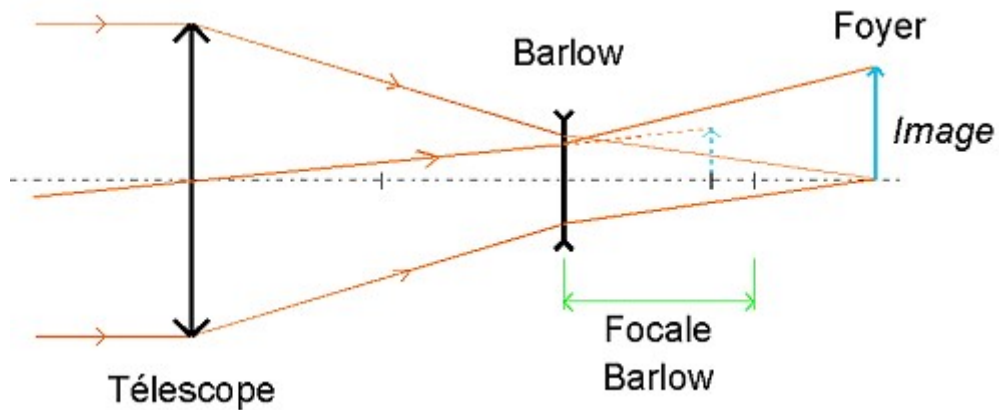
Aude - Va bene. Ti suggerisco di avvicinarti gradatamente verso la spettrografia strumentale, con i mezzi che hai a portata di mano. Miglioreremo sensibilmente la risoluzione dello spettrografo abbinando al reticolo Jeulin con un obiettivo fotografico da 50 mm comprato di seconda mano per poche centinaia di euro e un semplice obiettivo di Barlow...

Christian - Una lente di Barlow! Ma ne ho uno per ingrandire le mie immagini sul telescopio! È di questo che stai parlando?

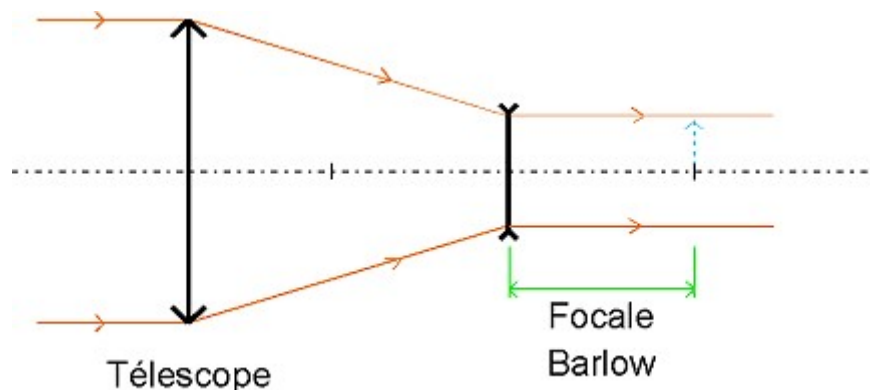
Aude - Sì. Quasi tutti gli astrofili hanno questo tipo di accessorio ottico nella loro collezione. Vi ricordo nei seguenti schemi il funzionamento di una lente di Barlow. Ecco prima di tutto come si formano le immagini in un telescopio: l'immagine di un oggetto all'infinito è focalizzata sul fuoco primario. È in questo piano focale che normalmente si trova la superficie sensibile del sensore CCD:



Ecco ora come si modifica il percorso dei raggi luminosi se interponiamo una lente di Barlow tra il fuoco e lo specchio o l'obiettivo del telescopio:



Il punto focale del telescopio è leggermente spostato indietro. È infatti la lunghezza focale dell'insieme formato dal telescopio e dalla lente di Barlow che aumenta, così che l'immagine al fuoco risultante aumenta di dimensione. Resta inteso che un obiettivo di Barlow è anche chiamato amplificatore di lunghezza focale. Il fattore dell'amplificatore, 2 volte, 3 volte, ecc., è correlato alla corretta lunghezza focale dell'obiettivo di Barlow e alla sua posizione rispetto al fuoco principale del telescopio. Ma c'è una disposizione molto particolare della lente di Barlow che andremo a sfruttare. Unendo la posizione del fuoco primario con quella del fuoco dell'obiettivo di Barlow (il suo fuoco negativo per essere più precisi), ecco cosa succede:



L'immagine di una stella al fuoco principale del telescopio viene proiettata all'infinito.

Raymond - A dire il vero, mi sembra che non ci siano più immagini!

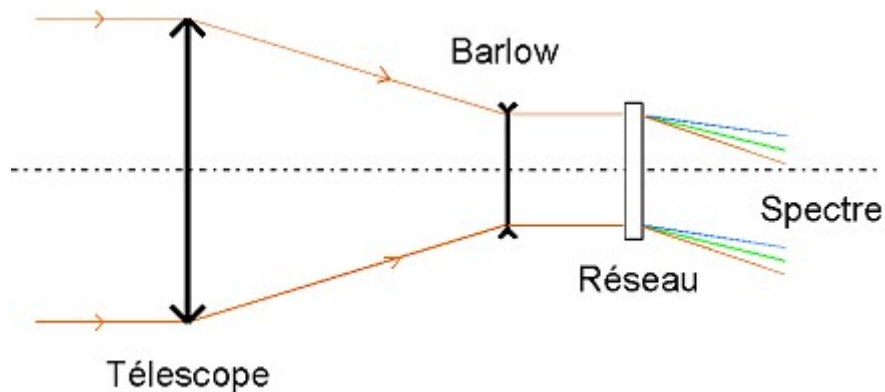
Aude - Sì, questa immagine esiste ma non è più formata su un piano focale. A dire il vero, lo strumento in questa configurazione non ha più focolare. Si dice che sia afocale. I raggi arrivano dall'infinito all'ingresso del telescopio (una stella è molto lontana!), e all'uscita tornano all'infinito.

Christian - OK, ma è quello che ci interessa per la spettrografia?

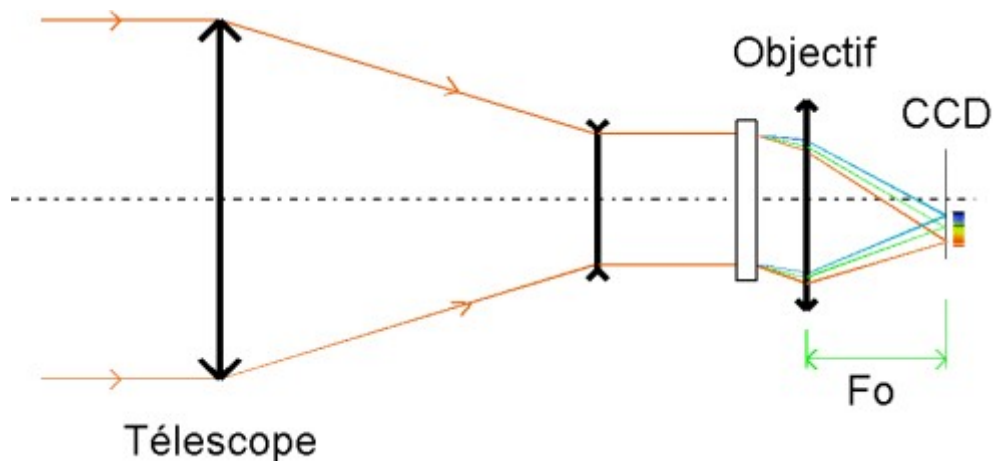
Aude - In precedenza ho usato l'espressione "eresia ottica" per qualificare il fatto che possiamo inserire il reticolo di diffrazione nel raggio convergente del telescopio. Ma cerchiamo di essere meno fondamentalisti. A costo di alcune concessioni sulla qualità ottica, e dal momento che il telescopio è più chiuso di $F/D=6$, questa è una valida opzione per creare spettri, l'ho mostrato prima attraverso alcuni esempi. Tuttavia, le numerose aberrazioni ottiche introdotte dal reticolo scompaiono come per magia se invece di essere illuminato da un fascio di luce convergente viene illuminato da un fascio di luce parallelo. Questo è esattamente ciò che abbiamo all'uscita del gruppo afocale: tutti i raggi provenienti da un punto nel campo dell'immagine del telescopio, ad esempio una stella, sono paralleli dopo la lente di Barlow.

Raymond - Ho capito! Mettere il reticolo Jeulin subito dopo la Barlow!

Aude - Giusto! Ecco come appaiono le cose



All'uscita del reticolo, la luce della stella viene dispersa in uno spettro. Ma questo spettro si forma all'infinito. Per farne un'immagine sul CCD occorre interporre una lente aggiuntiva...



Affinché lo spettro sia chiaro, poiché l'immagine proviene dall'infinito, il piano della superficie sensibile del CCD è posizionato nel punto focale dell'obiettivo.

Alain - È lì che usi l'obiettivo fotografico?

Aude - Assolutamente sì. Vi mostrerò tra un attimo un esempio con un vecchio obiettivo fotografico Fujinon da 55 mm di focale a $f/1.8$.

Alain - Queste caratteristiche della lente sono importanti?

Aude - Devi stare attento. Tutto dovrebbe essere chiaro se segui le formule matematiche che ho appena scritto, che descrivono la formazione dello spettro, qui basta sostituire la variabile D (la distanza tra il reticolo e il piano focale) con la lunghezza focale della lente, che ho indicato con F_o nella figura precedente.

Alain - Se ho capito bene, la dispersione dello spettro in angstrom per pixel del CCD sarà data da:

$$P = \frac{10^7 \cdot p \cdot \cos \theta}{k \cdot n \cdot F_o}$$

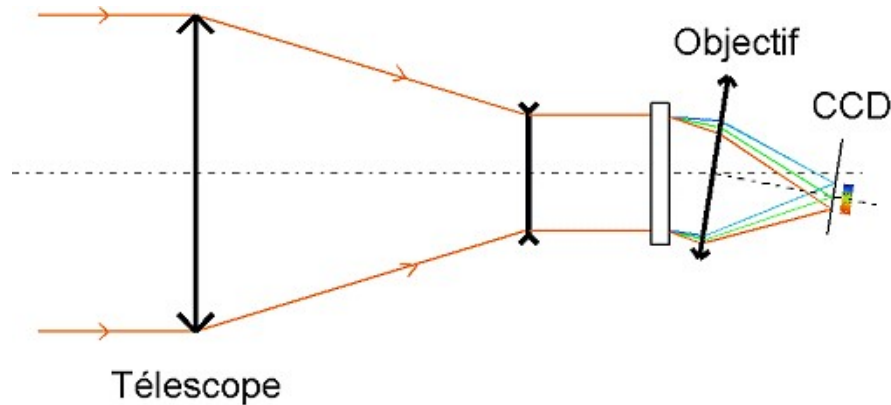
Aude - Esatto, sostituisci D con F_o in tutte le formule. Facciamo l'applicazione numerica per il calcolo della dispersione attorno alla riga dell'idrogeno a 6563 Å e con il reticolo Jeulin di 100 righe per millimetro:

$$P = \frac{10^7 \cdot 9 \cdot 10^{-3} \cdot \cos 3,763^\circ}{1 \cdot 100 \cdot 55} \simeq 16,3 \text{ A/pixel}$$

Sta iniziando a diventare una dispersione significativa. Se la lunghezza focale dell'obiettivo è troppo lunga, lo spettro diventerà così grande da traboccare il CCD. Inoltre non è sempre auspicabile avere una grande dispersione se devi osservare oggetti deboli, te lo ricordo.

Raymond - Ma mi sembra che sia possibile migliorare lo schema ottico dell'Aude inclinando l'obiettivo fotografico?

Aude - Ben detto:



Con un CCD del tipo KAF-0400 (768 x 512 pixel) sarà necessario ruotare il gruppo obiettivo - telecamera CCD di circa 2° . In questo modo avrete sulla stessa immagine sia lo spettro di 1° ordine che l'immagine di ordine zero, essendo quest'ultima importante per effettuare la calibrazione spettrale. Se si ha la fortuna di avere un grande CCD del tipo KAF-1600 (1536 x 1024 pixel) si può benissimo lasciare l'obiettivo nell'asse del telescopio, gli spettri di ordine 0 e 1 quindi verranno raccolti facilmente entrambi sulla superficie sensibile disponibile.

Christian - E per la Barlow, posso scegliere un modello 2x, un modello 3x, un modello 5x?

Aude - Se possibile, scegli il modello che offre il fattore di amplificazione più basso. Normalmente, l'obiettivo corrispondente sarà anche quello con la lunghezza focale più lunga.

Christian - Uh, così, non vedo il senso!

Aude - Innanzitutto ricorda che la lunghezza focale dell'obiettivo fotografico è di 55 mm. Supponiamo che la lunghezza focale dell'obiettivo di Barlow sia -55 mm. Metto un segno meno perché è una lente divergente. In questo caso, la dimensione delle stelle sul CCD sarà la stessa che si osserverebbe al fuoco diretto del telescopio. Adottiamo ora un obiettivo Barlow la cui focale è -110 mm. Bene, fidati di me, le stelle diventeranno due volte più sottili sul CCD. Ho quindi costruito un riduttore di focale che riduce l'ingrandimento dello strumento di un fattore 2. Se indico G questo ingrandimento e se F_b è la focale della lente di Barlow, avremo:

$$G = \frac{F_o}{F_b}$$

È molto importante avere un basso ingrandimento, cioè G minore di uno, perché poi le stelle sono di piccole dimensioni lineari sul CCD, il che aumenta la risoluzione spettrale. Ricorda, è come guardare lo spettro attraverso un piccolo foro. Al contrario, una lente di Barlow che avesse una lunghezza focale maggiore di quella dell'obiettivo deteriora la risoluzione spettrale. Quest'ultima configurazione è assolutamente da evitare!

Alain - Ma come faccio a sapere la focale di un Barlow, l'unica informazione che abbiamo è il fattore di amplificazione?

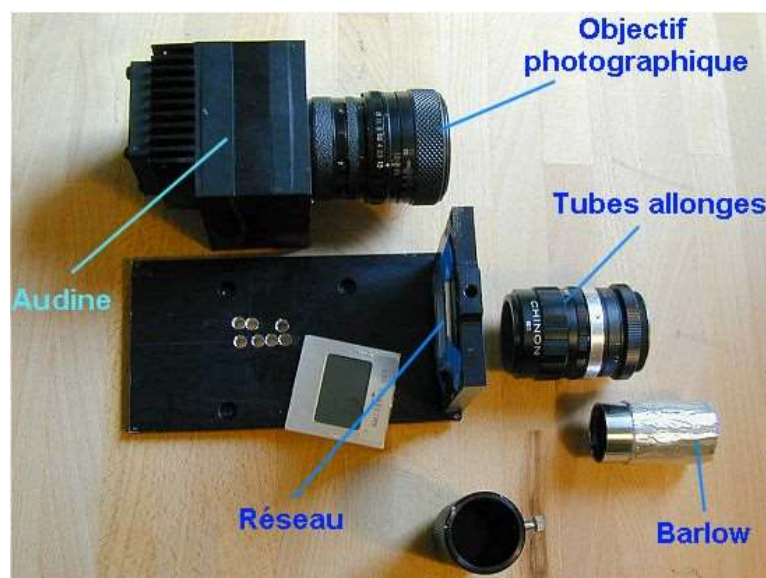
Aude - È una difficoltà. Non esiste una relazione diretta tra lunghezza focale e fattore di ingrandimento. Solo le misurazioni ottiche che non approfondirò qui, consentono di trovare la lunghezza focale. Ti darò solo i valori sugli obiettivi Barlow che sono stato in grado di misurare effettivamente. Provengono da un grande marchio: TeleVue, e sono facili da trovare. La lunghezza focale dell'obiettivo del modello 1.8X è di circa -124 mm. Quella del modello 2.5X è di circa -64 mm. Poiché utilizzo un obiettivo fotografico da 55 mm, queste due Barlow sono quindi adatte. Ho una piccola preferenza per il modello 1.8X che fornisce un ingrandimento di 0.43. Ovviamente puoi anche usare un obiettivo fotografico con una focale più corta, un 35 mm per esempio. Ma non esagerare nemmeno qui: riducendo all'estremo la focale complessiva dello strumento, ne aumenti anche la luminosità. Ciò significa che lo sfondo del cielo su cui si proietta lo spettro, diventa sempre più intenso e finisce per offuscare le informazioni delle deboli stelle. Questo è un problema che può diventare serio in città. Ad esempio, se $G=0.5$ le stelle saranno sicuramente due volte più brillanti rispetto alla messa a fuoco diretta, ma il livello dello sfondo del cielo aumenterà di un fattore 4!

Raymond - Cosa si dovrebbe fare allora?

Aude - Cerca di non scendere sotto $G=0,5$ se il tuo cielo è inquinato. In campagna è ovviamente un po' diverso. La vera soluzione a questo problema di fondo del cielo parassita consiste nell'adottare uno spettrografo comprendente una fenditura. La luce della stella analizzata viene fatta passare attraverso questa fenditura, ma è abbastanza sottile da bloccare buona parte della luce proveniente dal fondo del cielo. Una tale disposizione non è possibile con il nostro spettrografo con lente di Barlow. Questo è un cosiddetto assemblaggio senza fenditura. Non lasciare che questo sia un problema per te: disposizioni simili si trovano su strumenti molto costosi come il Very Large Telescope o il telescopio spaziale della NASA. Sono spettrografi a fenditura, specializzati per acquisire contemporaneamente lo spettro di molti oggetti deboli nel campo dell'immagine, come quasar, galassie lontane, ecc. Ti offrirò uno spettrografo a fenditura nel prossimo corso.

Christian - E come metti insieme tutto questo?

Aude - Ecco come appare:

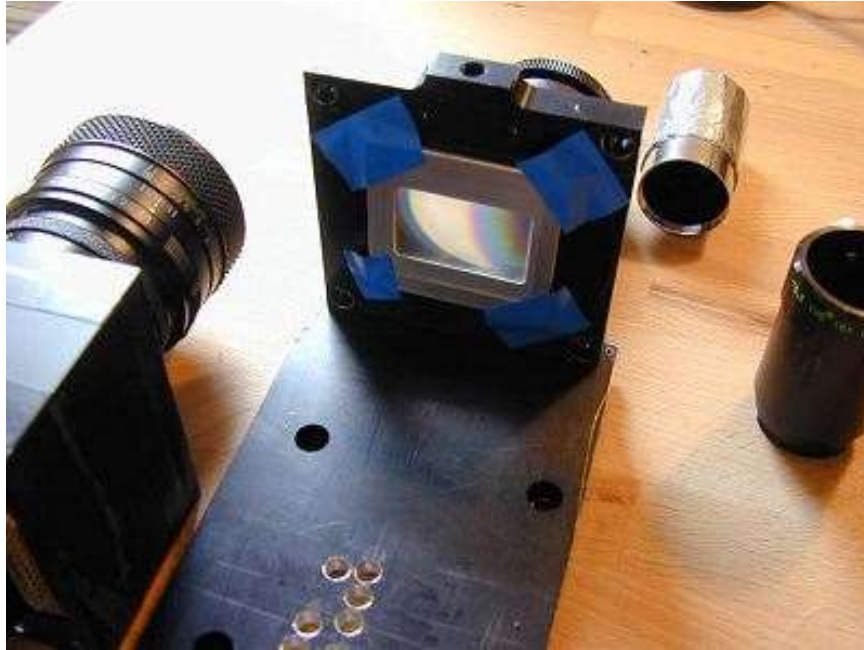


Il montaggio è sostenuto da una staffa metallica, ma il materiale potrebbe essere anche il legno. Ho usato la parte frontale di una camera Audine per avere un'interfaccia con il telescopio con un anello di 42 mm di diametro. La lente di Barlow è alloggiata in un gruppo tubo di prolunga per la fotografia macro. Un po' di nastro adesivo in alluminio ha permesso di ingrandire le dimensioni del tubo in acciaio inox della Barlow in modo da poterla montare senza giochi all'interno dei tubi

di prolunga. La fotocamera Audine è dotata del suo obiettivo fotografico. Questo è disposto in modo tale da fornire un'immagine a fuoco quando la fotocamera è puntata nella direzione di un oggetto situato a grande distanza. Questa è l'unica regolazione da effettuare con questo spettrografo.

Raymond - La rete Jeulin si monta semplicemente sulla staffa?

Aude - Sì, l'ho fatto molto velocemente, con i mezzi a disposizione, te lo ricordo. Un rotolo di nastro adesivo, e via:



Ed eccolo assemblato:



È importante notare che la parte anteriore dell'obiettivo deve essere il più vicino possibile al reticolo per non perdere luce a causa della vignettatura. Inoltre, la lente di Barlow deve essere montata nella giusta direzione, esattamente come lo usi, ad esempio, in visuale.

Raimondo - Quanto pesa?

Aude - Circa 1,5 kg. La maggior parte della massa proviene ovviamente dalla fotocamera e dall'obiettivo.

Non resta che montare lo spettrografo sul telescopio e puntare alla prima stella...



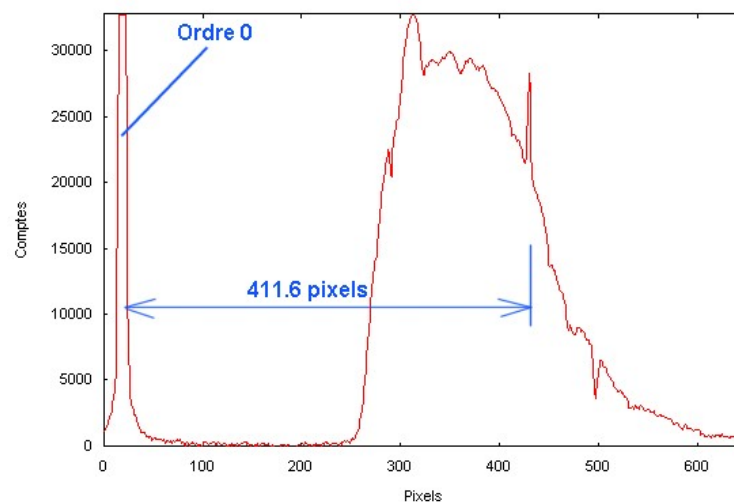
o a una fila di lampioni...



Cristian - Aspetta!

Aude - I lampioni sono feroci nemici degli astronomi, ma a volte sono alleati degli spettroscopisti. Il loro spettro presenta numerose righe di emissione, ideali per lo sviluppo della strumentazione. Devono essere scelti molto distanti in modo che la lampada appaia praticamente puntiforme. Qui possiamo già giudicare se il nostro spettrografo con Barlow fornisce spettri molto buoni, con linee molto sottili.

Piccola revisione ora. Ecco il profilo spettrale della stella Kappa Dragon ottenuto il 13 aprile 2002 con il nostro rudimentale montaggio, ma comunque efficace, questo è ciò che vedremo:



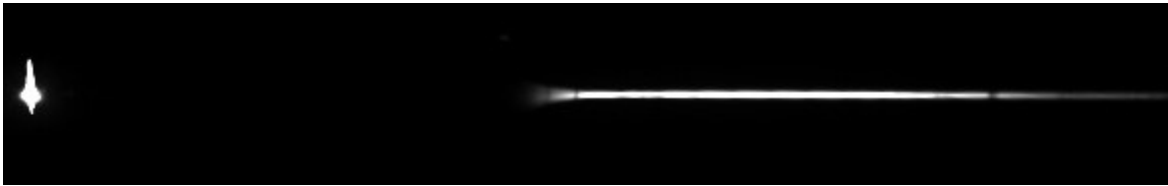
Alain - È una stella Be?

Aude - Sì, fa parte della piccola lista di stelle che ti consiglio di seguire se hai qualche problema con l'identificazione delle linee. La distanza tra il centro dell'immagine di ordine zero e la linea rossa dell'idrogeno, in emissione ben visibile, è di 411,6 pixel, ovvero 3,704 mm poiché i pixel hanno un lato di 0,009 mm. Possiamo trovare la lunghezza focale dell'obiettivo fotografico facendo:

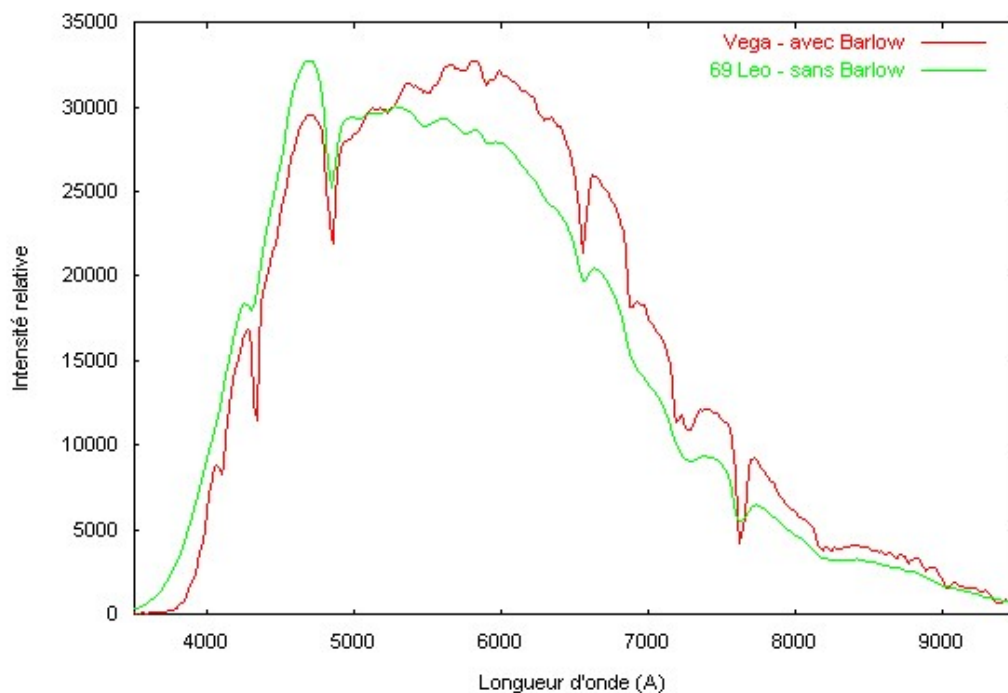
$$F_O = \frac{X}{\tan \theta} = \frac{3,704}{\tan 3,763^\circ} \simeq 56,32 \text{ mm}$$

Il risultato non è esattamente il 55 mm previsto. La differenza è in parte dovuta a problemi di distorsione ottica dell'obiettivo. È la distanza focale determinata sperimentalmente che dovremo utilizzare per effettuare la calibrazione spettrale, e non il valore teorico. La dispersione è di 15,95 Å/pixel intorno a 6563 Å.

Ecco ora lo spettro della brillante stella Vega prodotta con il reticolo Jeulin di 100 linee/mm e la lente di Barlow. Lo spettro è molto più regolare in larghezza di quanto non fosse durante l'assemblaggio nel fascio convergente. Si allarga solo intorno ai 4000 Angstrom, a causa del cromatismo dell'ottica:



Nel grafico seguente ho tracciato, per confronto, lo spettro di 69 Leo realizzato con il reticolo Jeulin nel fascio convergente e lo spettro di Vega con questo stesso reticolo, ma utilizzando la configurazione con la lente di Barlow e l'obiettivo fotografico. Queste due stelle sono di un tipo spettrale simile. È notevole il guadagno in risoluzione conferito dal nuovo set-up: le linee sono molto più contrastate e profonde.



Il piccolo sforzo in più per mettere a punto le prestazioni dello spettrografo non è stato vano! E il costo è molto ragionevole...

Christian - Ehm... usi ancora apparecchiature particolarmente sofisticate. Un telescopio alla fluorite da 128 mm non è uno strumento che definirei economico!

Aude - È vero, e non voglio dare l'impressione che questo tipo di strumento sia essenziale per affrontare la spettrografia. Diciamo che mi piacciono i rifrattori, ma un buon vecchio tubo ottico Celestron 8, da 200 mm di diametro e 20 anni, può dare ottimi risultati.

Alain - E con un guadagno di quasi una grandezza rispetto a un rifrattore da 128 mm se sbaglio!

Aude - Esattamente. Ecco il nostro spettrografo con lente di Barlow montato direttamente sul fuoco $F/D=10$ del Celestron 8. Qui sto usando un reticolo Jeulin di 300 linee/mm e un obiettivo fotografico con lunghezza focale di 80 mm per ottenere una dispersione di 3,7 angstrom/pixel :



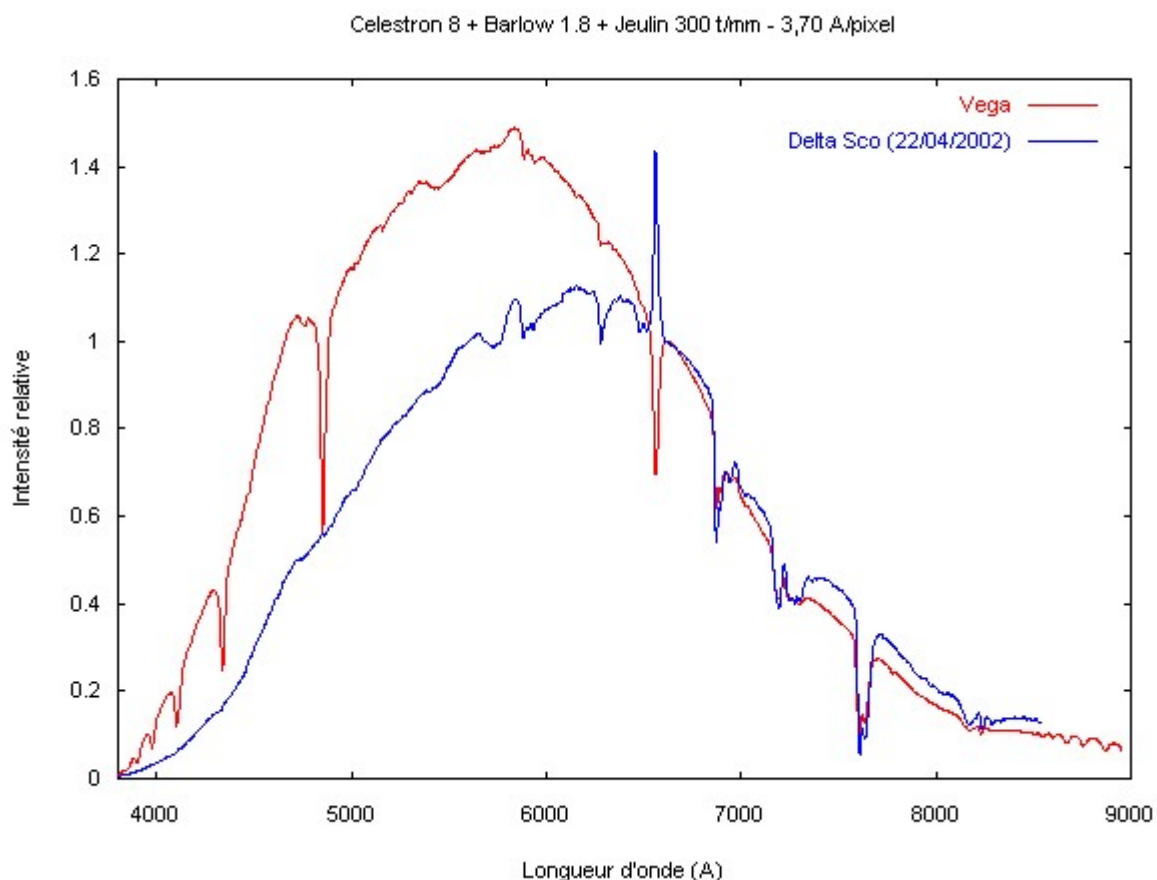
Il peso dello spettro con la fotocamera è di 1,6 kg. Si noti che un drappo nero è un accessorio molto utile per impedire l'ingresso di luce diffusa durante le lunghe esposizioni:



Ecco gli spettri tipici ottenuti con questo set-up. Il possibile impasto delle stelle causato dalla lunga focale del telescopio (2 metri) è ben compensato dall'associazione della lente di Barlow e dell'obiettivo che riduce la focale dell'insieme risultante a:

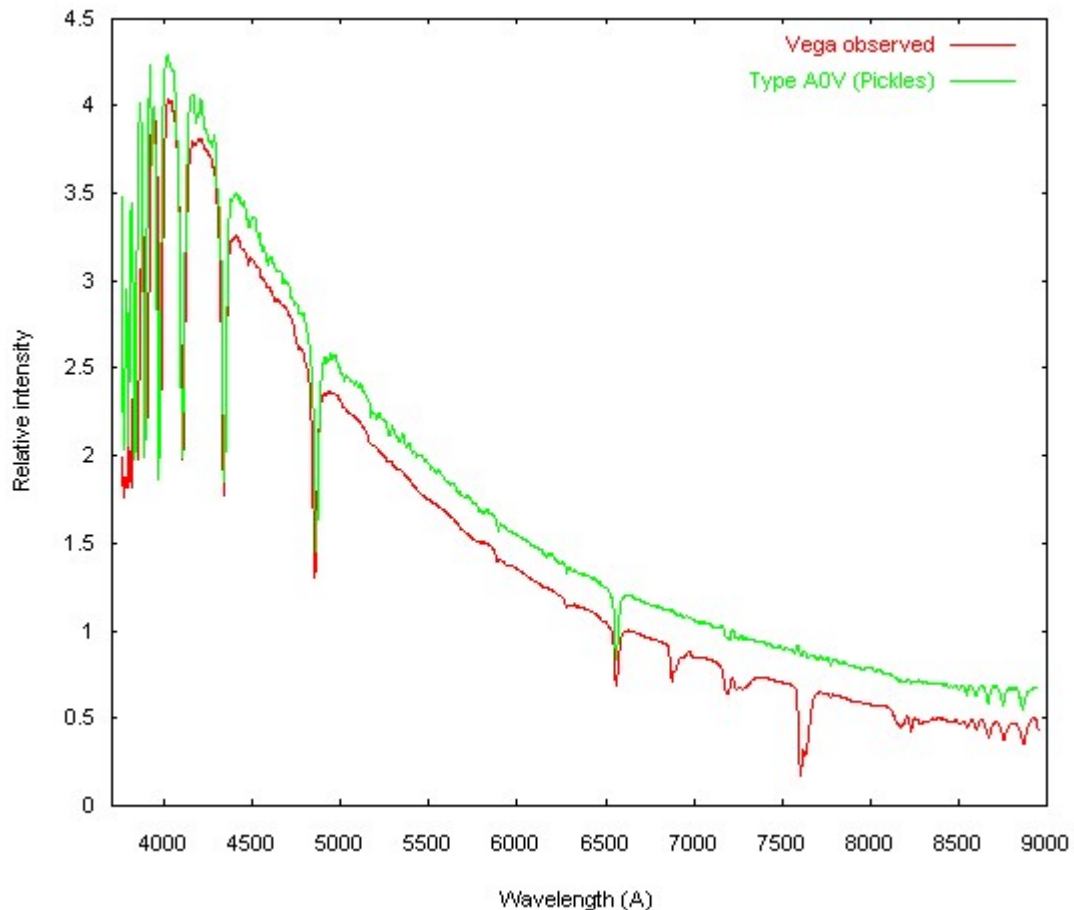
$$Focale\ telescope \cdot \frac{Focale\ objectif}{Focale\ Barlow} = 2000 \cdot \frac{80}{124} \simeq 1290\ mm$$

Ho tracciato sullo stesso grafico il profilo spettrale della stella Vega e di una famosa stella Be: Delta Scorpion. La notevole profondità delle linee dell'idrogeno è il segno che la risoluzione è molto buona. In questa configurazione è possibile catturare lo spettro chiaramente leggibile di stelle di magnitudine 8 ottenendo un tempo di esposizione cumulativo di circa 30 minuti. Per Delta Scorpion ho aggiunto 15 pose da 30 secondi di integrazione ciascuna.



Raymond - Un C8 alla fine dà un risultato equivalente a quello di un buon fluorite?

Aude - Sì, è molto vicino con una dispersione simile. C'è anche un vantaggio significativo per il C8 nel blu profondo dovuto alla mancanza di cromatismo del telescopio. Questo è chiaramente visibile nel grafico precedente in cui le righe spettrali rimangono ben contrastate per lunghezze d'onda inferiori a 400 nm. Vi mostro nel grafico seguente lo spettro di Vega su cui abbiamo praticato una correzione, detta "in flusso", che corregge il profilo spettrale osservato della risposta dello strumento. Questa è un'operazione che descriverò in dettaglio in un altro corso. Direi solo qui che il profilo calcolato è come lo si osserverebbe con uno strumento ideale e ipotetico sensibile allo stesso modo per tutti i fotoni, siano essi blu, verdi o rossi. Ho messo a confronto lo spettro osservato corretto di Vega e lo spettro di un database di riferimento che mostra l'aspetto teorico di un profilo spettrale dello stesso tipo di quello di Vega:



L'operazione esalta la parte blu dello spettro che era fortemente attenuata al momento dell'acquisizione a causa della scarsa sensibilità del sensore CCD in questo dominio spettrale. La serie di righe dell'idrogeno nello spettro visibile, nota come serie di Balmer, è molto ben definita fino alla lunghezza d'onda di 3780 angstrom. Nota l'inizio della serie Paschen per l'idrogeno nell'infrarosso. Le grandi righe presenti nello spettro osservato e non nello spettro sintetico sono dovute all'atmosfera terrestre (molecole O_2 e H_2O). Si noti che lo spettro osservato è un mosaico di due spettri, uno che copre la parte blu e l'altro la parte rossa. Per acquisire quest'ultimo, è stato posizionato un filtro rosso subito dopo il reticolo Jeulin per evitare la sovrapposizione degli ordini intorno agli 8500 Angstrom. Questo filtro è chiamato "filtro dell'ordine".

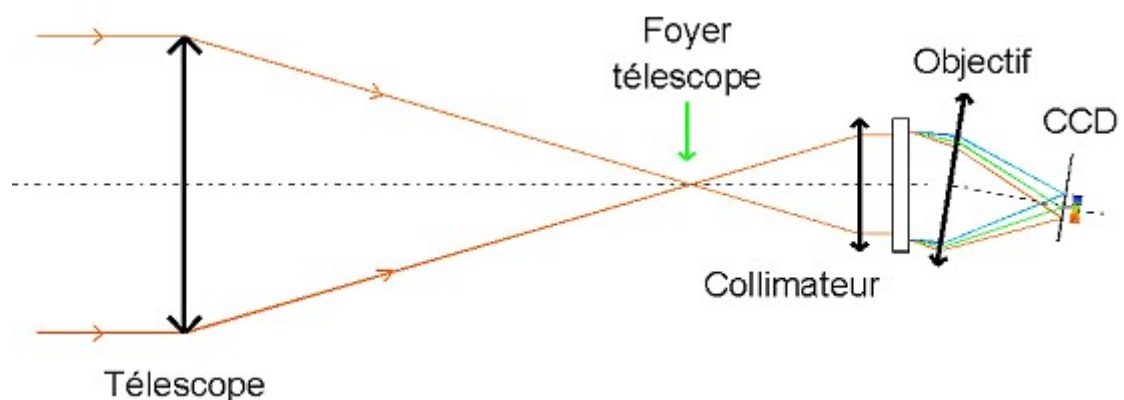
Christian - In definitiva la più costosa è la camera CCD raffreddata! Un kit Audine costa lo stesso 800 euro. Cosa possiamo invece aspettarci di fare con una webcam?

Aude - Ci sono alcune possibilità... Guarda il seguente montaggio sul rifrattore da 128 mm:



Christian - Mi sembra di vedere una webcam alla fine del tuo strumento... più impressionante di qualsiasi cosa che tu ci abbia mostrato finora.

Aude - La webcam è il modello Philips ToUcam Pro. È vero, questo spettrografo è più lungo del precedente. Mi sono riservato qui la possibilità di disporre una fenditura al fuoco del telescopio. Ti dirò di più sull'importanza di una fenditura in un corso futuro. Non utilizzo fenditura in quel che segue. Ecco lo schema ottico:



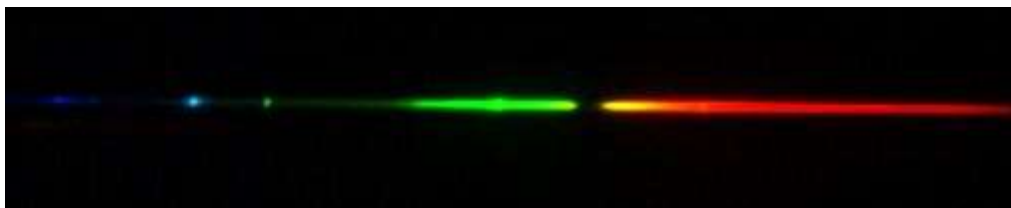
Semplicemente, l'obiettivo di Barlow è stato sostituito da un obiettivo fotografico con focale di 135 mm. Si chiama collimatore. Ciò consente l'accesso al punto focale del telescopio per predisporre un foro o una fenditura lì. Per il resto è lo stesso. Il reticolo è un modello Jeulin da 300 linee/mm da 45 euro. L'obiettivo fotografico, proprio davanti alla Webcam, ha una lunghezza focale di 80 mm. Ricorda la regola: la lunghezza focale del collimatore deve essere maggiore o

uguale a quella dell'obiettivo della telecamera CCD. Questo è il caso qui: 135 mm contro 80 mm. Ecco come si presenta, la struttura può essere basata su legno e cornici:



Raymond - Ho sentito che ci sono telecamere con webcam modificate per consentire lunghe esposizioni. Questo è il tuo caso?

Aude - No, non qui. Il mio modello è quello che puoi acquistare dal venditore. Ma ovviamente una webcam modificata aumenta di dieci volte le prestazioni, senza tuttavia eguagliare una fotocamera raffreddata e appositamente ottimizzata per l'osservazione astronomica. Così com'è, ecco cosa ottieni quando punti a un lampione lontano dall'illuminazione pubblica:



Raymond - È la versione a colori delle immagini che ci hai mostrato prima?

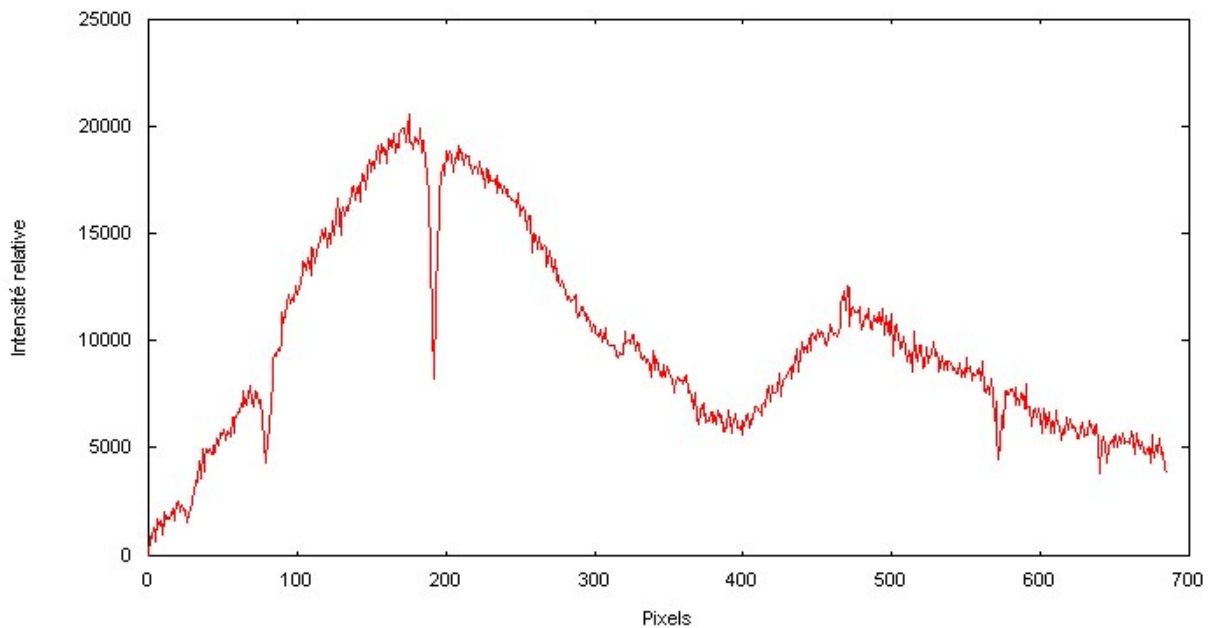
Aude - Assolutamente sì! Il colore porta una dimensione visiva spettacolare, anche se in termini di sfruttamento degli spettri, i CCD a colori che equipaggiano le webcam portano più problemi che vantaggi.

Alain - Cosa intendi con questo?

Aude - Analizziamo questo spettro della brillante stella Vega:



Si tratta di un mosaico di 3 serie di immagini che rappresentano ciascuna la somma di 45 immagini elementari scattate con il tempo di esposizione più lungo possibile (circa 1/5 di secondo). Come prima informazione, con un'apertura di soli 128 mm di diametro è possibile ottenere uno spettro completo di questa stella. Si noti che le linee dell'idrogeno sono visibili molto chiaramente. Vista la dispersione abbastanza generosa e l'utilizzo di una webcam di base, niente male direi. Ora, disegniamo il profilo spettrale:



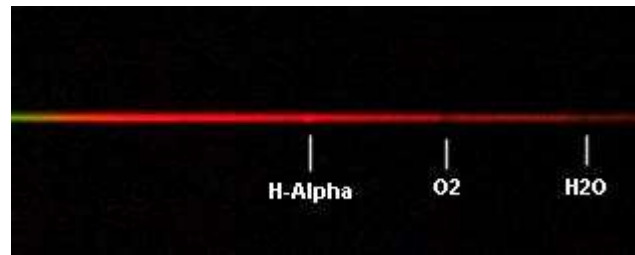
Le grandi fluttuazioni del profilo spettrale non sono specifiche delle stelle, ma causate dalle caratteristiche dei piccoli filtri colorati disposti davanti al CCD. Il significativo calo intorno ai 390 pixel è dovuto ad un problema di connessione tra il filtro rosso e il filtro verde. È questo tipo di incidente che crea problemi con i CCD a colori per uso scientifico, anche se le operazioni di calibrazione consentono di appianare gli effetti.

Christian - Qual è la risoluzione limite di questa installazione?

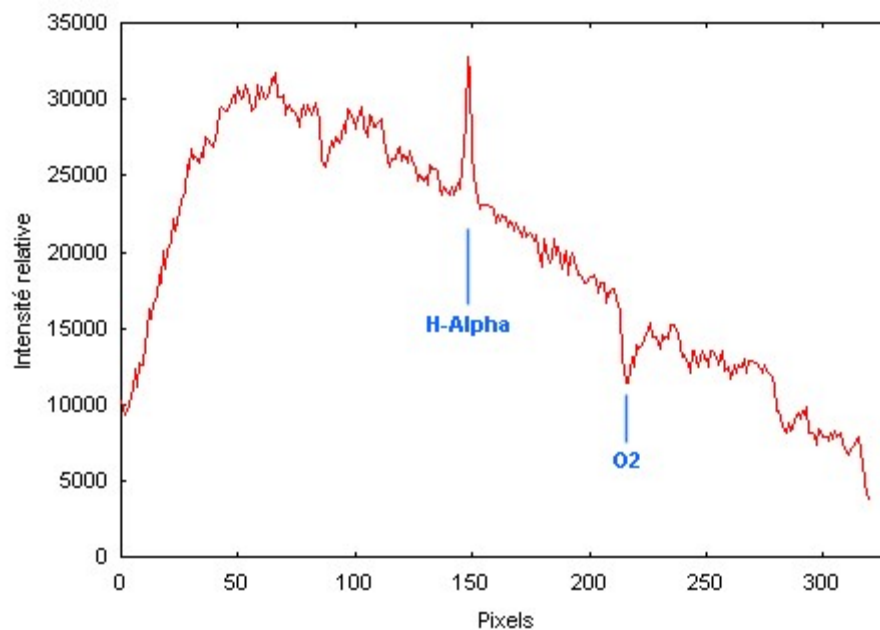
Aude - La dispersione qui è di circa $3,7 \text{ \AA}/\text{pixel}$. In questo caso, con un telescopio da 128 mm, possiamo sperare di vedere stelle di magnitudine 3. Ma questo non significa molto. Con un telescopio da 200 mm guadagnerai una magnitudine. Puoi puntare a una dispersione più piccola, dell'ordine di $10 \text{ \AA}/\text{pixel}$, che ti consente di raggiungere una grandezza aggiuntiva. E se in più la webcam ti permettesse di fare lunghe esposizioni... Ma sarebbe più corretto parlare in termini di rapporto segnale/rumore.

Non affronto qui questa domanda piuttosto complessa.

Come applicazione, ti mostro la parte rossa dello spettro della stella Delta Scorpi, che abbiamo già conosciuto in precedenza. È una stella Be in forte eruzione al momento dell'osservazione, nell'aprile 2002. Ho aggiunto 350 immagini elementari per ottenere questo risultato:



La linea dell'idrogeno H-Alfa è chiaramente visibile in emissione. Il grafico seguente mostra il profilo spettrale di Delta Scorpi utilizzando solo la componente R dell'immagine RGB prodotta dalla fotocamera:



Non male come risultato ottenuto quando lo spettrografo è dotato di una fotocamera da poche centinaia di franchi.

Nei prossimi corsi proporrò di andare ancora oltre e approfondiremo il problema della calibrazione degli spettri. Ma ora hai già in mano uno strumento potente.

Quindi buone osservazioni!

PARTE 2^: LA COSTRUZIONE DI UNO SPETTROGRAFO

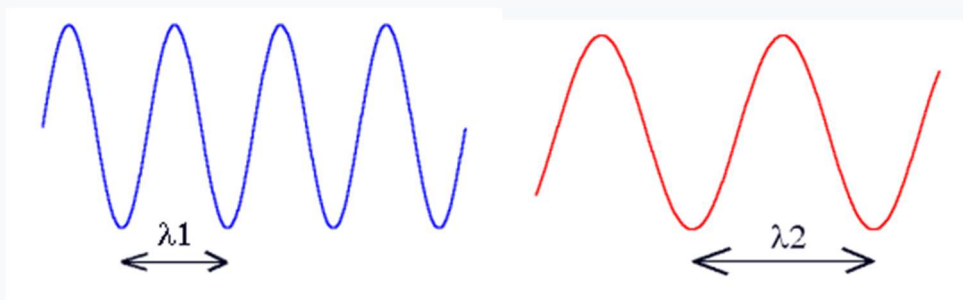
Aude - Ciao Christian, Raymond, Alain. Avete visto nella sessione precedente di questo corso che è possibile eseguire analisi spettrali di oggetti astronomici senza troppi sforzi. In questa sessione impareremo come progettare e utilizzare uno spettrografo leggermente più avanzato, che offrirà come vedrete, nuove possibilità.

Raymond - Chic, mi piace. Con una macchina del genere ho il potere di osservare il Sole, le stelle, le nebulose, le galassie...

Aude - Ti fermo Raymond. Mi sembri molto entusiasta e non voglio deluderti. Ma sappi che il grande dilemma nella spettrografia è il compromesso tra la risoluzione spettrale e la capacità di osservare oggetti deboli. Abbiamo riscontrato questo problema durante la prima sessione.

Christian - Prima di fare tecnica, vorrei che ci dicessi di più sul significato fisico dei colori che vediamo in uno spettro.

Aude - Ok, è importante - farò alcuni promemoria ed entrerà un po' più nel dettaglio. Il colore tradisce una caratteristica fondamentale della luce. La percezione visiva dei colori è legata al modo in cui l'occhio traduce questa caratteristica fisica. Invece di parlare di sfumature di colore, nozione piuttosto soggettiva, abbiamo già visto che i fisici preferiscono parlare di lunghezza d'onda. Spesso rappresentano la luce come un'onda sinusoidale che viaggia nello spazio a 299.792,458 km/s. È la distanza percorsa in un periodo di questa sinusoide che viene chiamata lunghezza d'onda. Questa quantità è solitamente indicata dalla lettera greca λ (lambda). Ecco ad esempio due onde luminose con lunghezze distinte λ_1 e λ_2 :



Le lunghezze d'onda corte sono associate al colore blu nello spettro visibile, mentre le lunghezze d'onda più lunghe producono la sensazione del rosso. Quello che è veramente importante capire è che ogni colore percepito dall'occhio è associato a una lunghezza d'onda. Ecco i soliti valori di questa lunghezza per lo spettro visibile in nanometri (1 nanometro = $1,10^{-6}$ mm).



Ad esempio, un raggio di luce con una lunghezza d'onda di 450 nm sarà visto dall'occhio come un blu estremamente profondo. Questa lunghezza è piccola: 0,45 micron, o se preferisci 450 miliardesimi di metro! Un comune sensore CCD può rilevare la luce fino a una lunghezza d'onda di 1000 nm, che praticamente raddoppia la gamma spettrale osservabile rispetto a quella che vede l'occhio.

Alain - Ci hai detto che la lunghezza d'onda potrebbe essere espressa in un'unità diversa, in angstrom. Giusto?

Aude - Sì, assolutamente. L'angstrom è un'unità di lunghezza ampiamente utilizzata dagli spettrometri. È indicato dalla lettera Å. Esiste una semplice relazione tra l'angstrom e il

nanometro: $1 \text{ \AA} = 0,1 \text{ nm}$. Nella metà dello spettro visibile siamo quindi a una lunghezza d'onda di circa 5700 angstrom.

Christian - Tutti gli oggetti luminosi hanno quindi uno spettro?

Aude - Sì, ma l'aspetto di questo spettro può essere molto diverso da un oggetto all'altro. Per la maggior parte delle stelle, una rapida occhiata allo spettro mostra che cambia regolarmente dal blu al rosso, senza interruzioni di colore. Lo spettro si dice continuo. Guardando più da vicino, vediamo che lo spettro comprende generalmente aree ristrette in cui la luce è praticamente assente. Queste aree sono chiamate linee di assorbimento. Sono la firma spettrale degli elementi chimici presenti nell'atmosfera della stella. In determinate condizioni fisiche le linee appaiono in emissione, cioè più luminose del continuum che le circonda. Lo spettro simulato di seguito mostra sia le righe di assorbimento che una riga di emissione in rosso, quest'ultima, a una lunghezza d'onda di 6563 angstrom, quasi certamente causata da atomi di idrogeno.



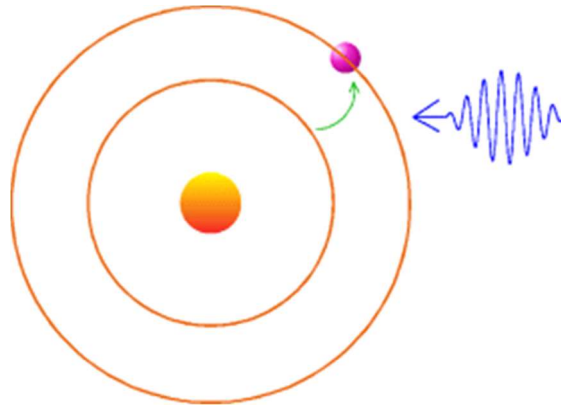
La registrazione degli spettri permette di identificare a distanza, gli elementi che costituiscono l'oggetto osservato e le condizioni fisiche prevalenti nel mezzo in cui questa luce viene prodotta. Ciò dimostra il notevole interesse della spettrografia, soprattutto in astronomia...

Christian - Ti fermo Aude. Cosa ti permette di dire che una linea è associata all'idrogeno nel tuo esempio?

Aude - Sono stato un po' frettoloso. Per capire, devi penetrare nella struttura intima dell'atomo. Prendi l'esempio dell'atomo di idrogeno, il più semplice. È costituito da un nucleo attorno al quale orbita un elettrone in un'orbita circolare ad una certa distanza dal nucleo. È una visione semplicistica e molto colorata di cosa sia un atomo, ma corretta per spiegare molti dei fenomeni osservati nella spettrografia. L'elettrone può cambiare la sua orbita in determinate condizioni, ma i raggi di queste orbite non possono essere arbitrari. I raggi delle orbite sono codificati, in fisica diciamo, quantizzati. Un elettrone potrà quindi circolare in modo stabile solo su poche orbite predefinite. Gli atomi di tutti gli elementi chimici seguono orbite dello stesso tipo, ma a seconda dell'elemento chimico, i raggi di queste orbite stabili non saranno gli stessi. Questa differenza è fondamentale, perché è ciò che permette di distinguere tanti e tali elementi chimici in uno spettro analizzando la posizione delle righe.

Christian - Ok, ma ancora non vedo cosa produce queste linee!

Aude - Sto arrivando. Affinché un elettrone passi da un'orbita stabile inferiore a un'orbita stabile più alta, cioè verso un raggio maggiore, è necessario trasmettergli energia. È la stessa energia che devi spendere quando sali un gradino di una scala. Ora, si scopre che la luce porta dentro di sé questa energia necessaria, che è, è importante, tanto maggiore quanto la lunghezza d'onda è corta. Ora, quando un raggio di luce passa vicino ad un atomo può trasferire una parte molto precisa della sua energia all'elettrone, quanto basta per portarlo da un'orbita inferiore ad una data orbita superiore. Questa energia si trasforma in un certo senso in uno sforzo meccanico per far salire l'elettrone e poi scompare come luce, perché viene assorbita dall'atomo. Il colore corrispondente nello spettro apparirà nero. Questa è una linea spettrale. Ecco un'illustrazione di ciò che sta accadendo. Il nucleo è in arancione e l'elettrone in viola. A seguito di una fornitura di energia, sotto forma di un'onda luminosa, l'elettrone sale su una delle orbite consentite.



Christian - Allora questo colore è sempre lo stesso?

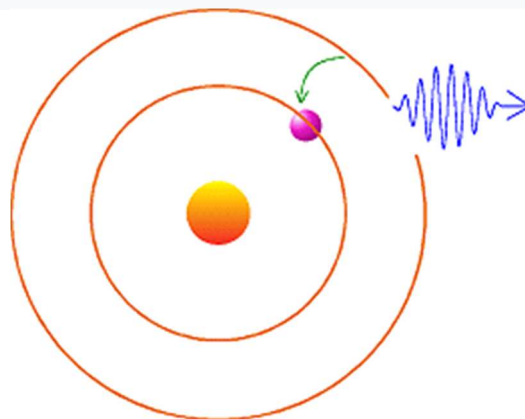
Aude - Sì, per un dato elemento chimico e un dato cambio di stadio. Ma nello stesso atomo, ad esempio, un elettrone può saltare direttamente dallo stadio 1 allo stadio 3. Per fare ciò, dovrà assorbire più energia, allo stesso modo in cui ci vorrà più energia per salire due gradini di una scala piuttosto che uno solo. Nello spettro apparirà una nuova linea, corrispondente all'energia necessaria per effettuare questo cambio di orbita. Sono possibili molte combinazioni. Ad esempio, un elettrone può passare dall'orbita 3 all'orbita 4 o direttamente dall'orbita 2 all'orbita 4 e così via. Ognuna di queste combinazioni è associata a una specifica linea spettrale nello spettro.

Raymond - Quindi tutte queste linee sono visibili simultaneamente nello spettro!?

Aude - No, è più complicato. Innanzitutto deve essere disponibile l'energia che permette di far saltare un elettrone da un piano più basso a un piano molto più alto, ma non è sempre così. In determinate condizioni di pressione e temperatura, alcuni cambiamenti di livello, noti anche come transizioni atomiche, sono più probabili di altri. La non presenza delle righe di un elemento chimico nello spettro non significa necessariamente che tale elemento sia assente dal corpo studiato, semplicemente, le condizioni fisiche non sono favorevoli affinché la sua "firma" spettrale sia visibile. Questo spiega perché gli spettri delle stelle fredde e delle stelle calde sono così diversi, mentre la composizione chimica di tutte le stelle è relativamente simile.

Christian - E poi l'origine delle righe di emissione?

Aude - È il processo inverso. Quando l'elettrone passa da un'orbita più alta a un'orbita più bassa, emette una specie di lampo di energia che prende la forma di un'onda di luce, che si chiama anche quanto di luce o fotone. L'energia trasportata nell'onda corrisponde ad una linea avente una posizione precisa nello spettro, prevista nell'ambito di una disciplina della fisica chiamata meccanica quantistica. Nell'illustrazione ti mostro la creazione di un'onda luminosa a seguito del passaggio di un elettrone da un'orbita superiore a un'orbita inferiore:



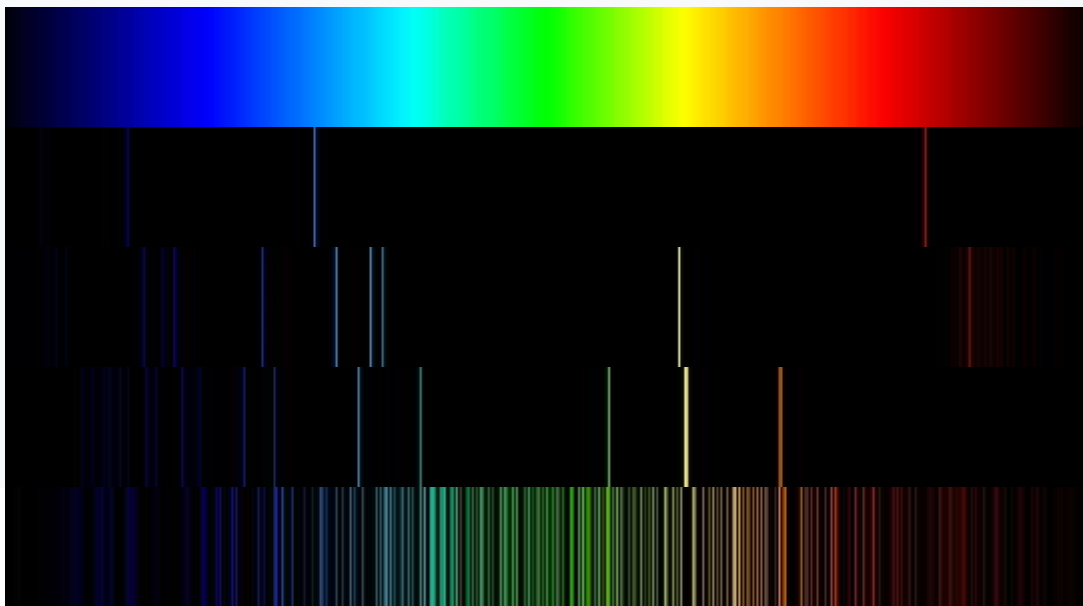
Questa onda trasporta un'energia molto precisa prevista dalla meccanica quantistica per la transizione dell'elettrone in questione. Puoi anche vedere la luce come un granello di energia che si muove a circa 300.000 km/s. Questo grano è la particella chiamata fotone. Per effettuare il collegamento con lo spettro si può attribuire un colore ad un fotone: un fotone blu sarà più energetico di un fotone rosso.

Christian - Con le righe in emissione, seguendo l'orbita di partenza e l'orbita di arrivo, la lunghezza d'onda della luce sarà diversa, proprio come per l'assorbimento?

Aude - Esattamente. Ma ogni atomo di un elemento chimico produce il proprio spettro d'onda, una vera impronta digitale, che è del tutto distinta da quelle degli altri elementi.

Alain - Hai qualche esempio?

Aude - Sì. Guarda questi spettri. Il primo è uno spettro continuo, senza linee. Quindi dall'alto verso il basso hai lo spettro di emissione di idrogeno, elio, sodio e argon. Nessuno è uguale.



Cristian - Davvero!

Alain - Lo spettro dell'argon contiene un numero incredibile di righe! Dopotutto, sembra semplice identificare un elemento chimico in uno spettro. Basta avere il suo schema di linee.

Raymond - Quindi ci sono cataloghi di righe spettrali?

Aude - È vero che la firma spettrale degli elementi chimici è molto diversa. Si trovano nelle tabelle o in alcuni cataloghi software di tutte le linee per elemento chimico. Ma bisogna immaginare la complessità del problema dell'identificazione se l'oggetto studiato contiene potenzialmente tutti gli elementi chimici. È quindi probabile che i singoli spettri vengano fusi in uno solo. Non è facile riconoscere le linee in tutta questa abbondanza, credetemi. È davvero uno sport difficile, riservato agli specialisti. Come dilettanti, normalmente non dovrai fare l'analisi chimica in un corpo sconosciuto. Sarà comunque bene poter riconoscere la presenza degli elementi chimici più comuni negli oggetti del cielo, come l'idrogeno ad esempio. Il tuo lavoro consiste piuttosto nello studiare solo una manciata di linee, di cui si conosce in anticipo quali siano gli elementi chimici che le producono e quali siano le loro lunghezze d'onda.

Alain - Adesso capisco il processo di produzione delle linee, ma lo spettro continuo con tutte queste sfumature di colori, non vedo da dove venga!

Aude - Uno spettro lineare è possibile solo se gli atomi sono immersi in un gas molto diluito. Questa è una condizione riscontrata, ad esempio, nella cromosfera o nella corona di una stella. Se la densità della materia aumenta e anche al limite, quando l'oggetto diventa un solido, è

l'agitazione termica degli atomi la causa delle transizioni atomiche. È dimostrato che in questo caso il corpo emette una gamma continua di energia. A seconda che il corpo sia caldo o freddo, lo spettro di energia emesso favorirà rispettivamente i raggi blu o rossi. Questa è l'origine del colore delle stelle.

Alain - Basta che un corpo sia caldo per emettere luce?

Aude - Sì, e questo vale ovviamente per i solidi. Ad esempio, non sorprenderti se ti dico che i vostri corpi emettono luce. Ma questa luce non è visibile, perché corrisponde alla gamma spettrale dell'infrarosso. Se i miei occhi fossero sensibili agli infrarossi, ti vedrei dalla continua emissione di infrarossi che produci in ogni momento, anche in una notte buia!

Per essere completo, direi che è probabile che un altro meccanismo, relativo alle vibrazioni delle molecole, produce uno spettro di righe. Nel caso delle stelle, le molecole esistono solo se la temperatura è relativamente bassa, all'incirca inferiore a 3000 K. Quando la temperatura è più alta, la struttura delle molecole, che è un'associazione di atomi, si rompe. Troviamo anche la presenza dello spettro delle molecole nelle atmosfere planetarie, gas metano ad esempio nel caso di Giove. Le linee molecolari appaiono molto numerose e attaccate tra loro in pacchetti detti bande.

Raymond - Vediamo come nascono gli spettri. Ma prima Christian ti ha fatto una domanda sulla nozione di risoluzione spettrale e luminosità di uno spettrografo. Suppongo che siano caratteristiche dello strumento che permettono di vedere meglio lo spettro. Puoi specificare?

Aude - Una caratteristica importante dello spettrografo sarà la sua capacità di separare linee vicine tra loro, in modo, ad esempio, da distinguere meglio l'impronta dei vari elementi chimici che compongono l'oggetto osservato. Chiamiamo potere risolutivo spettrale la minima distanza tra due linee che permette di distinguere la duplicità. Ad esempio, un potere risolutivo di 1 angstrom rileverà la presenza di due linee distanti 1 angstrom nello spettro. Se la distanza tra queste due linee è minore, l'osservatore ne vedrà solo una, i due componenti vengono uniti. Si dice che le linee non sono separate. Quindi c'è una sorta di confusione di informazioni in questo caso.

Raymond - Il miglior spettrografo sarà quindi quello che permetterà di separare meglio le linee. È come con un telescopio di qualità che ti permetterà di vedere i minimi dettagli sul disco del pianeta Giove.

Aude - A prima vista è infatti nel nostro interesse puntare a un potere risolutivo che permetta di separare il più possibile le linee. Tuttavia, torno alla tua analogia con l'osservazione visiva di Giove. Per risolvere correttamente i dettagli dovrai lavorare con un ingrandimento elevato. Ma se mantieni questo stesso ingrandimento per osservare una debole galassia rischi di non vedere nulla. In effetti, l'ingrandimento dello strumento è tale da diluire la pallida luce della galassia nel campo dell'oculare. Naturalmente sarai costretto ad adottare un ingrandimento molto più basso. Ciò andrà a scapito della nitidezza dei dettagli percepiti, ma almeno la galassia diventerà visibile, che è la cosa principale. Abbiamo lo stesso problema in spettrografia: o scegliamo una risoluzione spettrale molto alta, che ci limiti allo studio di oggetti brillanti, oppure scegliamo una risoluzione spettrale bassa e privilegiamo la luminosità, che ci permetterà di cogliere lo spettro degli oggetti deboli.

Alain - In effetti, troviamo quindi la nozione di ingrandimento in uno spettrografo...

Aude - Sì, tranne per il fatto che si tratta di una specie di ingrandimento spettrale. Purtroppo c'è un problema tecnico: non è facile cambiare "l'oculare" di uno spettrografo. Generalmente sarà uno strumento piuttosto specializzato per studiare tale tipo di oggetto con tale risoluzione. Lo spettrografo universale che permette di fare tutto non esiste.

Alain - Lo trovo con i telescopi. A seconda del loro design, sono più o meno in grado di analizzare oggetti deboli o brillanti ad alta risoluzione.

Aude - Esatto.

Raymond - Vuol dire che devi specializzarti?

Aude - Sì, vista la necessaria ottimizzazione dello strumento in funzione della brillantezza degli oggetti studiati; ma anche perché l'argomento è vastissimo e la tua carriera di astronomo non ti basterà! Ma nulla ti impedisce di costruire diversi spettrografi se lo desideri...

Alain - Allora cosa consigliate come spettrografo e per che tipo di osservazioni?

Aude - Propongo uno spettrografo con un potere risolutivo relativamente modesto, che può separare linee di circa 10 Angstrom l'una dall'altra. Il vantaggio è che puoi montare questo spettrografo direttamente al fuoco di un telescopio relativamente modesto, diciamo della classe di un LX200 da 8 pollici, come il tuo Christian. Sarà abbastanza luminoso da poter registrare spettri interpretabili di stelle di almeno magnitudine 13, sempre con un telescopio da 200 mm. Questo dà accesso a un buon numero di stelle! Hai quindi una potenza sufficiente per studiare lo spettro di un numero molto elevato di stelle variabili, novae, comete luminose. Puoi anche prendere gli spettri delle nebulose diffuse e planetarie. D'altra parte, la maggior parte delle supernove sarà fuori portata... a meno che non utilizzate un telescopio di classe 500 o 600 mm. Allo stesso modo, la risoluzione spettrale sarà insufficiente per studiare finemente il movimento dei gas attorno a stelle con dischi, come la categoria delle stelle Be. Tuttavia, per quest'ultima tipologia di oggetti, potrai fornire misure spettrofotometriche di primaria importanza.

Christian - Pensi che questa sia l'opzione migliore per iniziare la spettroscopia?

Aude - Ovviamente è un po' soggettivo perché non tutti hanno gli stessi gusti. La classe di prestazioni che ho appena descritto mi sembra un buon compromesso tra il prezzo dello spettrografo e la facilità d'uso da un lato, e l'ampiezza delle osservazioni ottenibili dall'altro. La parola chiave del dimensionamento che vi propongo è compattezza e minor peso possibile. Ad ogni modo cercherò di darti lo schema di base di uno spettrografo, e da lì sarà facile calcolare lo strumento che ti sembra più appropriato.

Raymond - Di cosa è fatto esattamente uno spettrografo?

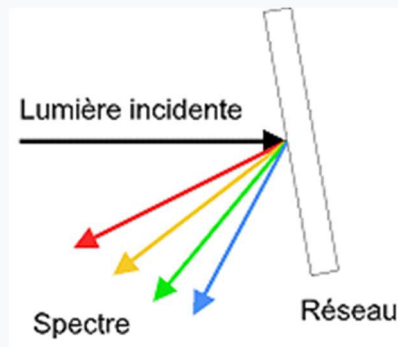
Aude - Il cuore dello strumento è un componente ottico che disperde la luce incidente nei colori dell'arcobaleno. Puoi usare un prisma di vetro per questo. Tieni il prisma a debita distanza e osserva un paesaggio attraverso:



Gli oggetti appaiono improvvisamente iridescenti con i colori dell'arcobaleno. Hai appena costruito uno spettrografo molto primitivo! Ma la semplicità del prisma nasconde anche molti difetti. Un prisma disperde la luce in modo relativamente modesto e diverso a seconda della lunghezza d'onda. Queste considerazioni causano non pochi problemi quando si realizza uno spettrografo reale e quando si tratta di analizzare gli spettri. Sebbene sia del tutto possibile progettare uno spettrografo con un prisma, mi concentrerò su un altro dispositivo chiamato reticolo di diffrazione.

Cristiano - Dannazione!

Aude - Un reticolo di diffrazione è una parte ottica su cui sono incise scanalature rettilinee molto vicine, tipicamente con una densità di diverse centinaia di linee per millimetro. Supponiamo che l'incisione sia eseguita su una superficie riflettente. Quando la luce bianca arriva su una tale struttura, invece di partire con un angolo di riflessione pari all'angolo di incidenza, come per uno specchio, subisce un fenomeno di diffrazione a cui si aggiunge un fenomeno di interferenza. La conseguenza è la comparsa di uno spettro come mostrato nella figura seguente:



Puoi facilmente vedere come funziona un reticolo osservando la luce di una lampada che si riflette su un Compact Disk. Un disco ottico ha una sorta di sottilissimo solco che ne avvolge tutta la superficie e che otticamente si comporta come le linee di un reticolo. Orientando correttamente il disco si osserverà inevitabilmente uno spettro.

Facciamo un po' di matematica per vedere meglio come funziona un reticolo.

Christian - Ahi!

Aude - Non aver paura Christian, c'è praticamente solo una formula da sapere. Questa è la cosiddetta formula del reticolo. Supponiamo che la luce incidente sia monocromatica, cioè costituita da una singola lunghezza d'onda...

Raymond - Questo è il tipo di luce che si trova all'uscita dei laser, vero?

Aude - Esatto. Sia λ_0 la lunghezza d'onda di questa luce. Arriva sul reticolo con l'angolo di incidenza θ_1 . L'angolo di incidenza è l'angolo che il raggio forma quando arriva sul reticolo con la normale al piano del reticolo, tutto contato nel piano di incidenza.

Christian - (sigh) La normale, il piano di incidenza?

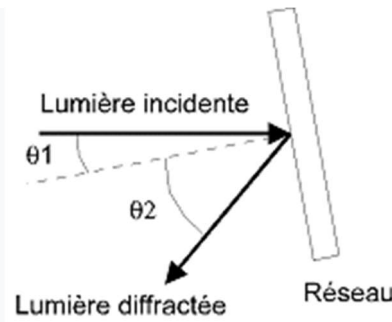
Aude - La normale è una retta perpendicolare alla superficie del reticolo. Il piano di incidenza è un piano che passa attraverso il raggio incidente e il raggio diffratto. Nella mia figura, il piano di incidenza è la superficie del foglio.

Christian - (rassicurato) Capisco!

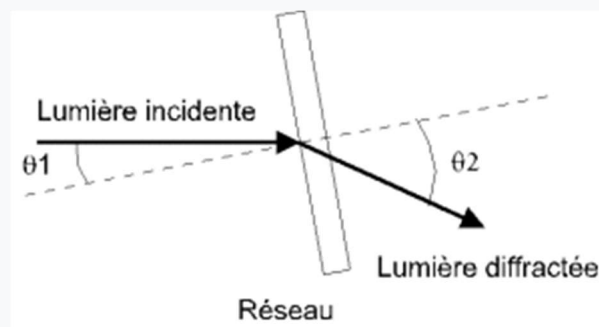
Aude - L'orientamento delle linee del reticolo è perpendicolare al piano del foglio, è importante. Dopo la diffrazione, la luce esce formando l'angolo θ_2 rispetto alla normale, tale che:

$$\sin\theta_2 = k \cdot n \cdot \lambda - \sin\theta_1$$

con n il numero di linee incise per millimetro, λ la lunghezza d'onda della luce in millimetri e k un coefficiente che può assumere tutti i valori interi...-3, -2, -1, 0, 1, 2, ... chiamiamo k "ordine dello spettro". I vari valori di k sono sempre validi, il che significa che il raggio diffratto è infatti un insieme di raggi corrispondenti ai vari valori di k . La figura seguente mostra la definizione degli angoli:



La figura che ho appena disegnato mostra un cosiddetto reticolo in riflessione: le linee sono incise su una superficie riflettente, costituita ad esempio, da un sottile strato di alluminio. C'è un'altra disposizione in cui le linee sono incise su un supporto trasparente. Il comportamento del reticolo è simile tranne per il fatto che la luce lo attraversa, come mostrato in questa figura:



Facciamo alcuni esempi numerici. Si consideri un reticolo inciso con una densità di 600 linee per millimetro. La lunghezza d'onda della luce incidente è 5700 Angstrom, o $0,57 \cdot 10^{-3}$ millimetri. Infine, assumiamo che l'angolo di incidenza sia 10° . Ecco il risultato dell'angolo θ_2 per alcuni valori di k :

$K=-2$:

$$\theta_2 = \arcsin(-2 \cdot 600 \cdot 0,57 \cdot 10^{-3} - \sin 10^\circ) \simeq -59,0^\circ$$

$K=-1$:

$$\theta_2 = \arcsin(-1 \cdot 600 \cdot 0,57 \cdot 10^{-3} - \sin 10^\circ) \simeq -31,0^\circ$$

$K=0$:

$$\theta_2 = \arcsin(0 \cdot 600 \cdot 0,57 \cdot 10^{-3} - \sin 10^\circ) \simeq -10^\circ$$

$K=+1$:

$$\theta_2 = \arcsin(+1 \cdot 600 \cdot 0,57 \cdot 10^{-3} - \sin 10^\circ) \simeq 9,7^\circ$$

$K=+2$:

$$\theta_2 = \arcsin(+2 \cdot 600 \cdot 0,57 \cdot 10^{-3} - \sin 10^\circ) \simeq 30,7^\circ$$

$K=+3$:

$$\theta_2 = \arcsin(+3 \cdot 600 \cdot 0,57 \cdot 10^{-3} - \sin 10^\circ) \simeq 58,5^\circ$$

Ecc.

Quando gli angoli di incidenza e di diffrazione hanno gli stessi segni, significa che i raggi sono dalla stessa parte della normale al reticolo.

Se ora modifichi il valore della lunghezza d'onda, otterrai un altro valore dell'angolo di diffrazione. Ecco il perché uno spettro colorato si diffonde angularmente all'uscita del reticolo quando la luce incidente è bianca.

L'angolo tra il raggio incidente e il raggio diffratto per una certa lunghezza d'onda è dato da:

$$A = \theta_1 - \theta_2$$

Il risultato per $k=0$ è particolare perché, da un lato, qualunque sia la lunghezza d'onda incidente, il raggio diffratto ha sempre lo stesso angolo, dall'altro, l'angolo di incidenza e l'angolo di diffrazione sono identici ma di segno opposto. Per $k=0$, il reticolo si comporta quindi come un semplice specchio.

Raymond - Trovo difficile da capire. Hai calcolato diversi valori dell'angolo del raggio dopo che è passato attraverso il reticolo. Questo significa che la luce monocromatica che arriva si divide in altrettanti raggi?

Aude - Sì, se proietti la luce restituita dal reticolo su uno schermo, vedrai effettivamente diverse immagini. Guarda il seguente esperimento. Ho illuminato un reticolo di trasmissione con un laser che emette luce costituita da un'unica lunghezza d'onda: un bellissimo raggio rosso. Dopo aver attraversato il reticolo, si osserva una grande quantità di immagini arrivare sullo schermo. Una di queste immagini corrisponde al passaggio diretto per $k=0$, le altre corrispondono alle deviazioni calcolate per i valori $k=-2$, $k=-1$, $k=1$, $k=2$, ecc.



Ora, se immagini un laser che emette luce di lunghezza d'onda leggermente diversa, anche la posizione dei punti di impatto sullo schermo sarà leggermente diversa. Se ora estendete il ragionamento per una luce che non è più monocromatica, ma policromatica, che contiene contemporaneamente un ampio spettro di lunghezze d'onda continue, osserverete sullo schermo tanti spettri colorati quanti sono gli ordini.

Raymond - Ma cosa ci faccio con tutti questi spettri? Ce n'è solo uno che mi interessa a priori, giusto?

Aude - Esatto, dovremo scegliere un ordine e considerare gli altri come parassiti. Sono, inoltre, parassiti su due livelli. Innanzitutto, possiamo mostrare con la formula del reticolo che per determinati ordini e determinate lunghezze d'onda gli spettri si sovrappongono da un ordine all'altro. Ad esempio, nella posizione nello spettro associata alla lunghezza d'onda di 8000 Angstrom per l'ordine +1 si trova anche la luce corrispondente alla lunghezza d'onda di 4000 Angstrom dell'ordine +2. Quindi, la luminosità degli spettri viene attenuata poiché la quantità di luce incidente è distribuita nei diversi ordini. Per risolvere quest'ultimo problema, i produttori di reticoli incidono le linee con un profilo particolare che consente di concentrare un massimo di luce in un dato ordine, e anche in una certa regione spettrale di tale ordine. Questo è chiamato il "blaze" del reticolo. Ad esempio, se nel catalogo di un produttore si trova l'espressione "blazed

at 5000 angstrom for order 1" significa che il reticolo concentra un massimo di energia nell'ordine 1 attorno alla lunghezza d'onda di 5000 angstrom, e ciò a scapito di altri ordini.

Christian - Tutti i reticoli hanno questa proprietà?

Aude - No, purtroppo. A volte i reticoli molto economici non sono orientati, il che rende il loro utilizzo molto problematico in astronomia a causa della bassa luminosità. Un reticolo orientato correttamente, ad esempio, concentrerà l'80% della luce in un determinato ordine, mentre la versione senza orientamento invierà solo una piccola percentuale nei diversi ordini, la maggior parte della luce passa attraverso l'ordine zero, che non è molto utile.

Raymond - Torno alla mia domanda, quale spettro dovrei scegliere?

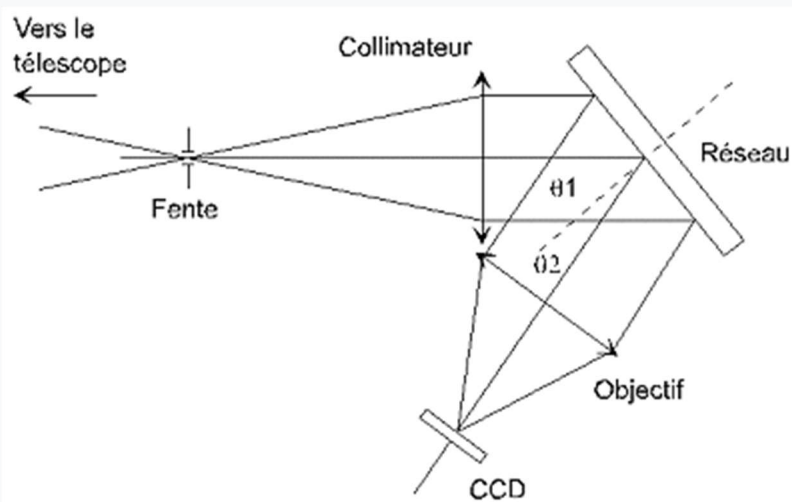
Aude - La differenza tra uno spettro di ordine 1 e uno spettro di ordine 2 è che il secondo è distribuito su una superficie doppia del primo. Sulla carta, lo spettro del 2° ordine è il più interessante poiché offre una migliore risoluzione spettrale. Ma in astronomia devi giocare anche con la bassissima luminosità delle stelle, e la risoluzione spettrale non è necessariamente il parametro preponderante di uno spettrografo, come ti ho già fatto notare. Si può anche notare che nell'ordine 2 gli angoli di rifrazione sul reticolo sono maggiori rispetto all'ordine 1, il che nel primo caso rende necessario l'utilizzo di reticoli di grandi dimensioni e quindi costosi. Infine, la regione spettrale che beneficia dell'effetto blaze è più stretta nell'ordine 2 che nell'ordine 1.

Ad esempio, un reticolo blaze per l'ordine 1 a una lunghezza d'onda di 5000 angstrom sarà utilizzabile con la corretta efficienza per l'intero spettro visibile.

Al contrario, lo stesso reticolo utilizzato nell'ordine 2 sarà efficace solo in una regione spettrale due volte più stretta. Tutti questi motivi significano che generalmente è meglio lavorare al 1° ordine piuttosto che agli ordini alti. Se si vuole agire sul valore della dispersione angolare, invece di giocare con gli ordini di diffrazione, è preferibile scegliere un reticolo avente il numero di righe per millimetro opportuno. Esistono reticoli incisi in commercio con densità che vanno da 100 a 2400 linee/mm.

Alain - Suppongo che in uno spettrografo non ci sia un solo reticolo?

Aude - Sarebbe troppo facile! Guarda il seguente diagramma:



Seguendo la direzione della luce, trovi prima una fenditura che isola una piccola regione di cielo al fuoco del telescopio. Questa fenditura è seguita da una prima lente che invia l'immagine della fenditura all'infinito. Per fare ciò, il punto focale della lente, che in questo caso viene chiamato collimatore, coincide con la posizione della fenditura. Si tratta di un fascio di luce parallelo che quindi arriva sul reticolo.

Raymond - Questa lente è davvero essenziale? Non sarebbe possibile mettere il reticolo appena dietro la fenditura, che semplificherebbe molto lo spettrografo mi sembra?

Aude - Per ragioni ottiche, qui un po' difficili da spiegare, bisogna ammettere che ai sistemi dispersivi non piace affatto ricevere un raggio di luce che arriva sotto forma di cono. Ciò introduce aberrazioni ottiche che distruggono la qualità dello spettro. Se è assolutamente necessario posizionare un reticolo in un fascio convergente, ad esempio, ciò deve essere fatto in condizioni molto specifiche. Ad esempio, il reticolo deve essere molto vicino al fuoco dello strumento e avere poche linee al millimetro. Ma nella sua forma più tradizionale, ricorda che uno spettrografo include sempre un collimatore, che è l'insieme costituito dalla lente di collimazione e dalla fenditura.

Raymond - Qual è esattamente la funzione della fenditura?

Aude - Hum, questa è una domanda complicata, riserverò la risposta per dopo!

Dopo essere passato attraverso il collimatore, sul reticolo arriva quindi un fascio di luce parallelo. Questo diffrange la luce e quindi ci ritroviamo con diversi spettri corrispondenti ai diversi ordini. Si noti che nella figura precedente, le linee del reticolo sono incise perpendicolarmente alla carta. Una seconda lente, chiamata obiettivo della telecamera, è posizionata di fronte al reticolo, davanti a uno degli spettri. Lo spettro corrispondente viene quindi formato sulla superficie sensibile del sensore CCD, che si trova al fuoco dell'obiettivo.

Vi ricordo che si sceglie preferibilmente lo spettro del primo ordine. Per fare ciò devono essere rispettati angoli precisi tra il raggio in arrivo dal collimatore, la normale al reticolo e la direzione dell'asse ottico dell'obiettivo. In riferimento alla definizione degli angoli θ_1 e θ_2 nel diagramma dello spettrografo, secondo voi, se il reticolo è a 600 linee/mm e se l'angolo di incidenza del fascio è di 10° , quale dovrebbe essere l'angolo tra l'asse del collimatore e l'asse dell'obiettivo?

Christian - (orgoglioso) Ho la risposta! È $A = \theta_1 - \theta_2$. Poiché l'angolo di incidenza è 10° , abbiamo $\theta_1 = 10^\circ$. Secondo i calcoli precedenti, se uso l'ordine 1, ho $\theta_2 = 9,7^\circ$. Quindi la risposta è $10^\circ - 9,7^\circ = 0,3^\circ$.

Aude - Ben detto Christian, ma c'è un problema. Osserva il diagramma dello spettrografo. Hai l'impressione che l'angolo tra l'asse del collimatore e l'asse dell'obiettivo sia $0,3^\circ$, cioè un valore praticamente nullo?

Christian - (deluso) Non proprio, deve essere intorno ai 45° . Il tuo spettrografo non funziona!!!

Aude - Funziona perfettamente se invece di prendere l'ordine +1 prendi l'ordine -1. In questo caso hai $\theta_1 = 10^\circ$, ma questa volta $\theta_2 = -31^\circ$. L'angolo desiderato è quindi $10^\circ - (-31^\circ) = 41^\circ$. Questo è molto più coerente con ciò che mostra la figura.

Christian - Sei forte Aude (occhio scintillante)!

Raymond - Gli ordini -1 e +1 sono davvero equivalenti?

Aude - Sì e no. Sì perché la dispersione angolare dello spettro è simile per questi due ordini. No, perché la scelta dell'ordine -1 permette di aprire sufficientemente l'angolo tra il collimatore e l'obiettivo per poter posizionare fisicamente le lenti. Questo non sarebbe possibile qui lavorando all'ordine +1. Ovviamente devi regolare i valori di θ_1 e θ_2 in base al numero di linee per millimetro del reticolo e alla dimensione fisica delle tue lenti.

Ti mostro nella vita reale come appare uno spettrografo. Non è molto complicato però. Penso che riconoscerai facilmente gli elementi, tranne per il fatto che la fessura è assente qui:



In questo esempio il reticolo ha 1200 linee per millimetro e ho scelto i valori dell'angolo $\theta_1=35^\circ$ e $\theta_2=4.3^\circ$ per la lunghezza d'onda di 5700 Angstrom nell'ordine +1. La differenza angolare tra l'asse dell'obiettivo e l'asse del collimatore è quindi qui uguale a $A=35^\circ-4.3^\circ=30.7^\circ$. In questo modo i raggi luminosi della lunghezza d'onda di 5700 angstrom arriveranno al centro del sensore CCD. Ovviamente puoi selezionare un'altra lunghezza d'onda centrale, ad esempio 6563 angstrom, se desideri studiare la linea rossa dell'idrogeno. Per questo si ha o la scelta di modificare leggermente il valore dell'angolo A durante la costruzione dello spettrografo, oppure la scelta di ruotare il reticolo. Quest'ultima soluzione permette di modificare la lunghezza d'onda centrale durante l'osservazione, cosa molto pratica. L'asse di rotazione deve passare per il piano ed essere parallelo alle incisioni del reticolo.

Sempre per quanto riguarda gli angoli, controllerai che lo spettrografo precedente funzioni in modo simile se fai $\theta_1=4.3^\circ$ e $\theta_2=35^\circ$. Tuttavia, per un motivo che non svilupperò qui, è sempre meglio scegliere la combinazione di angoli per i quali θ_2 è minore di θ_1 . Ciò migliora la qualità degli spettri.

Christian - Ammettiamolo... (dubbioso)

Aude - Se ti assicuro, è perché è un problema di anamorfosi.

Christian - ana..che? OK, ti credo!

Aude - Davvero te lo assicuro. Nei calcoli che abbiamo fatto all'inizio avevamo la coppia $\theta_1=10^\circ$ e $\theta_2=-31^\circ$ per l'ordine -1. Consiglio di scambiare i valori dell'angolo facendo $\theta_1=-31^\circ$ e $\theta_2=10^\circ$.

Raymond - Vedo che usi obiettivi fotografici come lenti...

Aude - Questa è una buona soluzione perché la qualità dell'immagine generalmente non è male, in ogni caso molto migliore di quella fornita da semplici lenti sottili. Il vantaggio di un obiettivo fotografico è che è relativamente ben corretto per il cromatismo, almeno nella parte visibile dello spettro. Inoltre, offre un campo ampio per rapporti di apertura relativamente elevati. Questo è ciò di cui abbiamo bisogno!

Raymond - Ho un'intera scorta di obiettivi fotografici in soffitta. Posso usarne qualcuno?

Aude - No, ci sono regole di costruzione. È particolarmente importante controllare il valore della dispersione lineare in angstrom per pixel nell'immagine CCD. Ecco la formula da sapere. Se P è questa dispersione in angstrom per pixel, abbiamo:

$$P = \frac{10^7 \cdot p \cdot \cos\theta_2}{k \cdot n \cdot f_2}$$

con p la dimensione dei pixel del CCD in millimetri e f_2 la lunghezza focale dell'obiettivo. Supponiamo ad esempio di utilizzare un reticolo con 600 linee per millimetro ($n=600$) al primo ordine ($k=1$) e che la fotocamera sia dotata di un CCD Kodak KAF-0400 di 768x512 pixel di 9 micron lato ($p=9,10^{-3}$ mm). L'angolo θ_2 per la lunghezza d'onda di 5700 angstrom è 10° . Infine, scegliamo di utilizzare un obiettivo fotografico standard con focale di 50 mm ($f_2=50$). L'applicazione numerica fornisce:

$$P = \frac{10^7 \cdot 9 \cdot 10^{-3} \cdot \cos 10^\circ}{1 \cdot 600 \cdot 50} \simeq 2,95 \text{ angstroms/pixel}$$

Se il CCD è orientato in modo che lo spettro si diffonda lungo la dimensione più grande della superficie sensibile, l'estensione spettrale visibile in un'immagine sarà $768 \times 2,95 = 2266$ Angstrom. Se la lunghezza d'onda al centro dello spettro acquisito è 5700 angstrom, le lunghezze d'onda osservabili estreme sono:

$$\lambda_1 = 5700 - \frac{2266}{2} = 4567 \text{ angstroms}$$

e

$$\lambda_2 = 5700 + \frac{2266}{2} = 6833 \text{ angstroms}$$

Questo intervallo spettrale copre buona parte dello spettro visibile. Le importanti linee di idrogeno a 6563 Å (H α) e 4761 Å (H β) sono quindi direttamente osservabili.

Raymond - E se invece di usare un 50 mm adotto un 100 mm di focale, secondo la tua formula, la dimensione dello spettro aumenta, vero?

Aude - Utilizzando un obiettivo con una lunghezza focale doppia, la dispersione lineare raddoppia ovviamente, ma anche il dominio spettrale esplorato nella stessa immagine CCD diminuisce di un fattore due. È una questione di compromesso. Attaccheremo nel nostro piccolo spettrografo a un obiettivo con lunghezza focale di 50 mm.

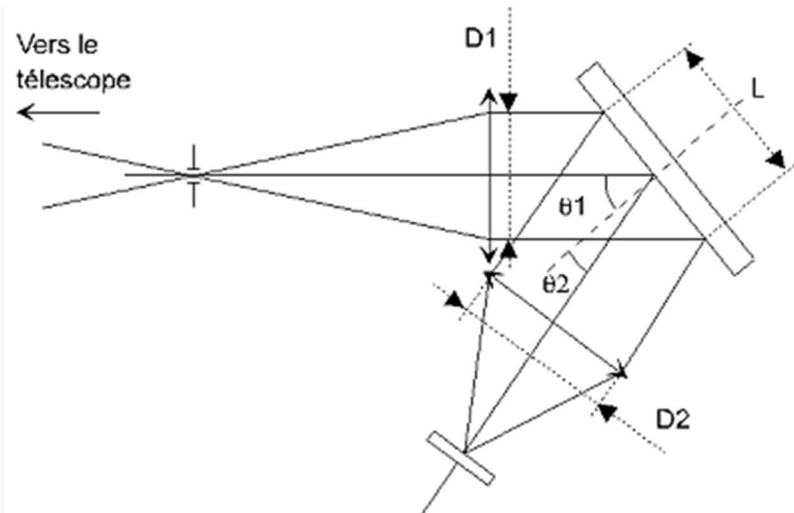
Raymond - E per il collimatore...

Aude - La scelta è molto più libera. Una regola pratica assoluta però c'è. La lunghezza focale del collimatore deve essere almeno uguale o maggiore di quella dell'obiettivo. Nel nostro esempio, la lunghezza focale della lente del collimatore deve essere uguale o maggiore di 50 mm. Se violi questa regola i tuoi spettri non saranno di buona qualità: perderanno risoluzione.

Qui sceglierò un obiettivo fotografico con una lunghezza focale di 135 mm. Un ottimo standard per le lunghezze focali fotografiche, e sono sicuro che Raymond ne l'hai uno in una scatola.

Raymond - Esatto, hai indovinato. Ho un buon vecchio obiettivo da 135 mm aperto a 2,8.

Aude - Hai ragione a parlare del rapporto di apertura. Devo dirti una cosa importante su questo. Ridisegno il diagramma dello spettrografo mostrando il diametro dei fasci ottici:



Ho mostrato il diametro del raggio D_1 all'uscita del collimatore, la larghezza L del raggio nel piano di incidenza sul reticolo, e il diametro D_2 del raggio all'ingresso dell'obiettivo.

La formula che dà il diametro D_1 è:

$$D_1 = \frac{f_1}{N}$$

con f_1 la lunghezza focale del collimatore e N il rapporto di apertura del telescopio. Assumiamo che il telescopio sia uno Schmidt-Cassegrain dotato di un riduttore di focale che fornisce un rapporto di apertura di $F/D=6,3$. Per un collimatore con lunghezza focale di 135 mm, troviamo quindi:

$$D_1 = \frac{135}{6,3} \simeq 21,4 \text{ mm}$$

In questa fase occorre verificare che alcune parti del fascio ottico proveniente dal telescopio non vengano intercettate da elementi meccanici della lente del collimatore, provocando così la vignettatura ottica. Questo non è il caso qui poiché il tuo obiettivo, Raymond, è più aperto del telescopio ($f/2.8$ per $f/6.3$), c'è anche un buon margine. Se paragono il teleobiettivo ad un semplice obiettivo, il suo diametro è pari a $135/2.8=48\text{mm}$. Questo è più che sufficiente per trasmettere un raggio ottico di 21,4 mm di diametro.

La quantità L ci informa sulla dimensione minima da dare al reticolo di diffrazione affinché non vi sia vignettatura. Si calcola con la formula:

$$L = \frac{f_1}{N \cdot \cos\theta_1}$$

con $\theta_1=31^\circ$ troviamo:

$$L = \frac{135}{6,3 \cdot \cos 31^\circ} \simeq 25,0 \text{ mm}$$

Un reticolo di 30x30 mm di superficie incisa sarebbe qui una buona scelta, con un margine soddisfacente.

Dobbiamo ancora calcolare il diametro minimo D_2 che la lente deve avere. Ecco la formula per calcolarlo:

$$D_2 = \frac{f_1}{N} \cdot \frac{\cos\theta_2}{\cos\theta_1}$$

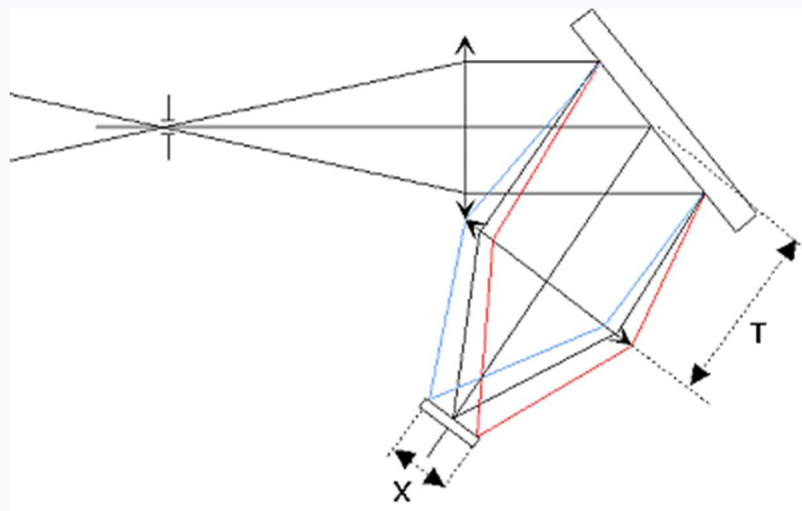
Facciamo l'applicazione numerica:

$$D_2 = \frac{135}{6,3} \cdot \frac{\cos 10^\circ}{\cos 31^\circ} \simeq 24,6 \text{ mm}$$

Se assumiamo che l'obiettivo fotografico da 50 mm sia aperto a $f/1.8$, può essere paragonato a un unico obiettivo singolo con un diametro di $50/1.8=27.8$ mm. Questo diametro è sufficiente per raccogliere il raggio collimato di 24,6 mm proveniente dal reticolo, ma è lontano da esso, il margine è di soli 1,6 mm sul raggio.

Alain - La vita è bella!

Aude – Attento però! Il diametro del fascio che abbiamo appena calcolato è valido solo per una lunghezza d'onda, ovvero 5700 Angstrom. Sai che dopo la diffrazione sulla superficie del reticolo si forma uno spettro. Sono tutti i raggi provenienti da questo spettro che devono essere recuperati possibilmente con l'obiettivo, almeno quelli che corrispondono all'intervallo spettrale delimitato dalla dimensione del CCD. Nella figura seguente, il diametro utile dell'obiettivo deve essere sufficiente a raccogliere sia i raggi rossi che quelli blu in modo da non vignettare alcune parti dello spettro.



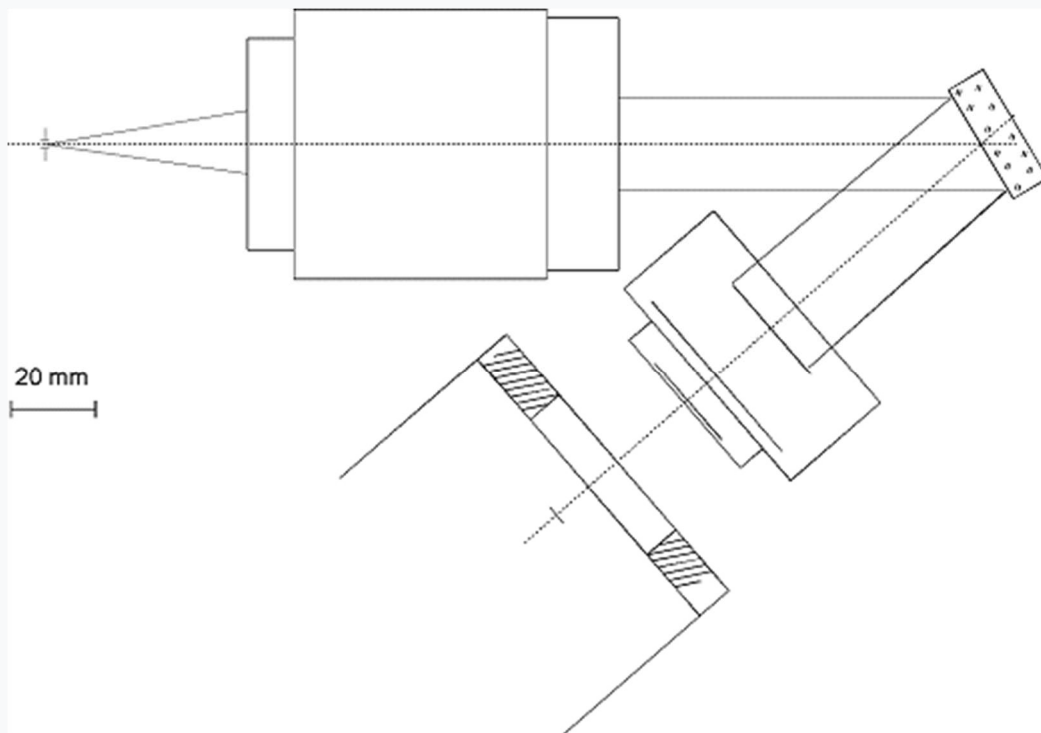
Il problema è tanto più critico quanto più la lente frontale dell'obiettivo è lontana dalla superficie del reticolo.

La formula completa per calcolare un valore approssimativo della dimensione D_2 tenendo conto della dispersione angolare è:

$$D_2 = \frac{f_1}{N} \cdot \frac{\cos\theta_2}{\cos\theta_1} + \frac{T \cdot X}{f_2}$$

con T la distanza tra la lente frontale dell'obiettivo e la superficie del reticolo e con X la dimensione lineare del CCD lungo l'asse della dispersione. Quest'ultima quantità è pari a 6,9 mm con un CCD KAF-0400.

Notiamo che c'è davvero tutto l'interesse a ridurre il valore T, cioè avvicinarsi dell'obiettivo al reticolo. Per determinare fino a che punto è possibile arrivare, ti consiglio di realizzare uno schizzo ottico utilizzando il tuo software di disegno preferito o anche tagliando piccoli fogli in scala. È necessario considerare attentamente il contorno meccanico dei componenti ottici. Ecco un esempio che corrisponde alle impostazioni strumentali del nostro esempio. Ho usato le dimensioni reali di un obiettivo da 135 mm e un obiettivo da 50 mm (marca Nikon). Da non dimenticare nemmeno la sagoma della telecamera CCD, qui un Audine:



Si può notare in questo disegno che il valore di T non può essere molto inferiore a 67 mm. In queste condizioni, eseguiamo il calcolo numerico di D2:

$$D_2 = \frac{135}{6,3} \cdot \frac{\cos 10^\circ}{\cos 31^\circ} + \frac{67 \cdot 6,9}{50} \simeq 33,8 \text{ mm}$$

La pupilla d'ingresso dell'obiettivo fotografico essendo solo $50/1.8 = 27.8$ mm, risulta che al di fuori di una regione al centro dello spettro, sta progressivamente vignettando andando verso il bordo del campo.

Alain - Ma basta usare un obiettivo fotografico più aperto. Se non sbaglio, con un obiettivo da 50 mm a f/1.2, il diametro del raggio accettato è di quasi 42 mm. Ci salva.

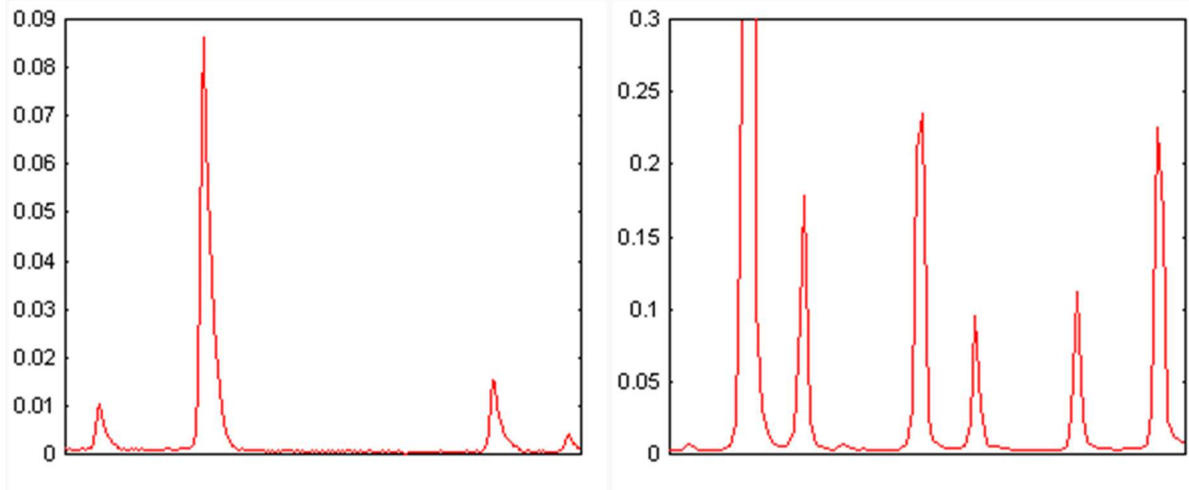
Raymond – Come ben sai, Alain, un obiettivo del genere può essere molto costoso. Fai attenzione al budget dello spettroscopio!

Aude - Alain ha ragione, il modo più diretto per risolvere il problema è avere una lente molto aperta. Ma in realtà, potrebbe essere piuttosto costoso da acquistare. Per rendere l'idea, al prezzo del nuovo, un obiettivo Nikon 50mm f/1.8 costa circa 250 euro, mentre la versione f/1.4 si aggira sui 480 euro. Oltre al vantaggio di risolvere in alcuni casi il problema della vignettatura

ottica, il secondo obiettivo dovrebbe in linea di principio fornire immagini di qualità migliore, cioè linee leggermente più fini.

Alain - Come si manifesta?

Aude - Un impasto delle linee spettrali o una forma asimmetrica di queste stesse linee. Ecco la sezione nello spettro di emissione del gas neon osservato ai margini dell'immagine CCD. A sinistra usando un obiettivo Nikon 50mm f1.8 e a destra usando il modello Nikon f1.4:



È abbastanza sottile, ma l'immagine a destra è leggermente migliore. La risoluzione spettrale è leggermente superiore e soprattutto la forma ben simmetrica delle linee permette una migliore calibrazione spettrale. Vedremo questa operazione più avanti.

Alain - Bene, ma se non potessimo investire una somma così grande?

Aude - Nessun problema. Le differenze tra le ottiche sono tutte ugualmente modeste in termini di qualità, e in questo sei un po' fortunato: non è raro che un'ottica costosa presenti gravi difetti dovuti ad un controllo qualità un po' sommario da parte del produttore. Quando possibile, scegli obiettivi di grandi marche per ridurre un po' questo tipo di inconveniente. Per quanto riguarda i problemi di vignettatura, puoi conviverci. Nel nostro esempio con un obiettivo della fotocamera aperto a F1.8, il difetto di vignettatura causerà una perdita di circa il 20% del flusso alle estremità dello spettro. Non del tutto soddisfacente, ma nemmeno assolutamente drammatico. La correzione del flusso degli spettri, che vedremo nelle sessioni successive, consentirà di correggere senza troppi problemi l'effetto fotometrico indotto dalla vignettatura.

Un'altra soluzione è quella di adottare un collimatore con una focale leggermente inferiore. Qui un obiettivo da 90 a 100 mm sarebbe perfetto.

Aumentare il rapporto di apertura del telescopio è un'altra soluzione. In questo caso, un telescopio aperto a $F/D=8$ eliminerebbe la vignettatura ottica. Ma non è sempre possibile giocare con questo parametro.

Infine, come abbiamo visto, resta la possibilità di utilizzare un obiettivo più aperto ($f/1.4$). In generale, va ricordato che è l'obiettivo che segue il reticolo che pone più problemi in uno spettrografo, perché generalmente deve essere molto aperto.

Christian - E la fenditura?

Aude - Ok sto arrivando. Supponiamo che un foro di diametro s sia posto all'ingresso dello spettrografo e che sia illuminato da una sorgente di luce monocromatica. Lo spettro sul CCD restituisce l'immagine del foro in una posizione precisa lungo l'asse della dispersione corrispondente alla lunghezza d'onda monocromatica. Ora illuminiamo il foro con una luce a spettro continuo, con in aggiunta sottili linee scure in assorbimento. Come prima, le righe nello

spettro che si forma sul CCD sono altrettante immagini monocromatiche del buco. La larghezza di queste linee è strettamente legata al diametro del foro, o più precisamente al diametro s' dell'immagine del foro di ingresso sul CCD. Più piccola è questa dimensione, migliore è il potere risolutivo dello spettrografo. Il valore di s' è dato da:

$$s' = s \cdot \frac{f_2}{f_1} \cdot \frac{\cos\theta_1}{\cos\theta_2}$$

e con i parametri numerici del nostro spettrografo:

$$s' = s \cdot \frac{50}{135} \cdot \frac{\cos 31^\circ}{\cos 10^\circ} \simeq 0,322 \cdot s$$

Dato un diametro del foro di ingresso di 50 micron, la sua immagine sul CCD ha un diametro di 0,322. 50 = 16 micron. In questo caso, la larghezza delle righe spettrali è approssimativamente uguale a due pixel del CCD, che è corretta a livello di campionamento dello spettro.

Raymond - Campionamento?

Aude - Un noto teorema dice che per poter distinguere un dettaglio in un'immagine, questo dettaglio deve essere coperto da almeno due pixel. Se sono presenti meno di due pixel, si dice che il dettaglio è sottocampionato e non può essere risolto. Se invece i pixel sono piccoli rispetto alla dimensione del dettaglio che desideriamo vedere, diciamo che quest'ultimo è sovracampionato. Il sovracampionamento di solito non fa mai male quando è moderato, diciamo di un fattore 3 o 4. La situazione di due pixel per elemento dell'immagine che vogliamo risolvere è il caso limite del campionamento e sufficiente per separare il dettaglio in questione. È più chiaro Raymond?

Raymond - Bene, bene.

Cristian - Se ho capito bene, in precedenza è stato calcolato che la dispersione spettrale è di 2.95 Angstrom per pixel e poiché la larghezza delle righe dovuta al diametro del foro è di 2 pixel, deduco che la risoluzione spettrale è 2. 2.95 = 5.9 Angstrom. Giusto ?

Aude...

Christian - Corretto, Aude?

Aude...

Alain - Ciao Aude!!!

Aude - Scusa, stavo pensando al lavoro che facciamo insieme. Penso che stiamo facendo buoni progressi e questo mi rende felice.

Raymond, Alain, Christian - Anche noi Aude!

Aude - Beh..., Christian, hai quasi ragione, la risoluzione spettrale dovrebbe essere vicina a 6 angstrom. Occorre però tenere in considerazione le aberrazioni ottiche dei componenti dello spettrografo, che tendono a degradarlo. Si parla di risoluzione strumentale quando si tratta dell'effetto sulla qualità dell'immagine da parte delle stesse componenti dello spettrografo, a parte il foro o la fenditura d'ingresso. Possiamo aspettarci qui una risoluzione spettrale da 7 a 8 angstrom alla fine, che corrisponde bene all'obiettivo iniziale cercato.

Colgo l'occasione per introdurre un termine che incontrerete spesso in spettrometria: il potere risolutivo, che è generalmente indicato dalla lettera R. Supponiamo che in prossimità della lunghezza d'onda di 5700 angstrom la larghezza delle righe sia 8 angstrom. Più precisamente, questa larghezza deve essere misurata a metà dell'ampiezza della linea. Questo è anche chiamato FWHM, dall'inglese Full Width Half Maximum. Quindi il potere risolutivo è $R=5700/8=712$, valore che viene arrotondato a 700. In pratica, per R inferiore a 1.000 si parla di bassa risoluzione

spettrale, tra 1000 e 10.000 si parla di media risoluzione e, al di sopra, alta risoluzione. Spettrografi professionali di grandi dimensioni possono avere poteri risolutivi di oltre 100.000.

Raymond - Presumo che all'aumentare della risoluzione lo spettrografo diventi più grande?

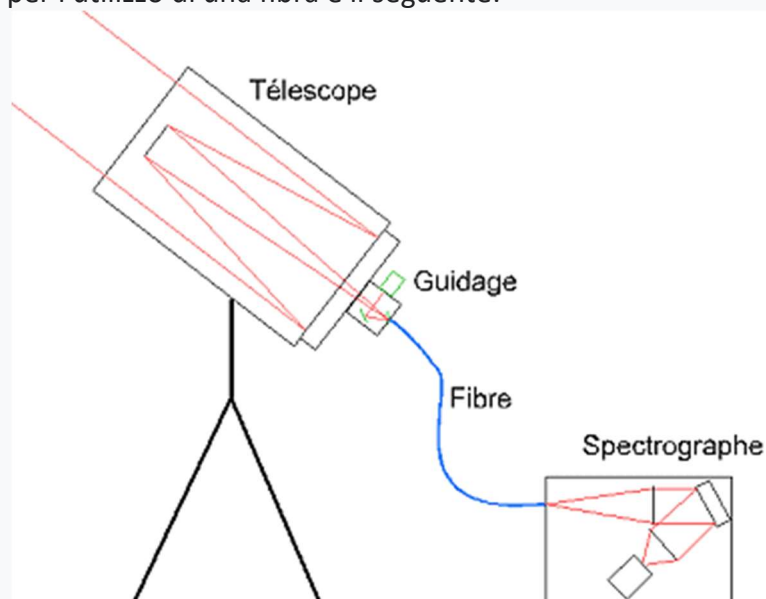
Aude – Assolutamente sì. Inoltre, se lo spettrografo è davvero molto ingombrante, non può più essere montato sul telescopio e bisogna utilizzare una fibra ottica per convogliare il fascio ottico dal fuoco del telescopio allo spettrografo, situato ad esempio in una camera con aria-climatizzata. L'uscita della fibra prende quindi il posto del foro di ingresso dello spettrografo ed è il diametro della fibra che viene assimilato al diametro di questo foro. Le fibre di diametro più piccolo che possono essere ragionevolmente utilizzate hanno un diametro di 100 micron. Con il nostro piccolo spettrografo l'immagine della fibra copre ora 32 micron, e qui la risoluzione spettrale inizia a degradarsi in modo significativo. In una situazione del genere, l'unica leva su cui possiamo agire è il rapporto f_2/f_1 come mostrato dall'ultima formula. Richiede che la lunghezza focale della lente del collimatore sia lunga rispetto alla lente dell'obiettivo. Ma il corollario è che l'ottica sarà di grande diametro e quindi costosa. Anche lo spettrografo aumenterà di dimensioni.

Alain - La dimensione non è più così importante poiché stai usando una fibra ottica che evita di dover attaccare lo spettrografo al telescopio!

Aude - Hai perfettamente ragione. Dal momento in cui lo spettrografo diventa imponente, non può essere adattato al punto focale del telescopio e deve essere spostato in prossimità dello strumento. Ma nel caso del piccolo spettrografo che abbiamo appena dimensionato e fino a circa $R=7000-8000$, possiamo ancora prevedere il montaggio diretto sul telescopio. Tra poco suggerirò una soluzione ottica che permetta di compattare ulteriormente il nostro strumento.

Raymond - Tuttavia, puoi dirci di più sull'uso delle fibre?

Aude - Lo schema per l'utilizzo di una fibra è il seguente:



L'ingresso della fibra ottica è posto al fuoco del telescopio e lo scopo della soluzione è portare la luce della stella all'interno di questa fibra. Non è un compito facile quando il diametro di detta fibra è di soli cento micron. Deve essere installato un dispositivo di guida che consenta di vedere contemporaneamente l'ingresso della fibra e la stella. Quando la stella scompare dal campo, la sua luce entra nella fibra. L'obiettivo è quindi raggiunto. È possibile guidare a occhio durante il tempo di esposizione, ma è terribilmente noioso. Una macchina fotografica sarà la benvenuta. Una webcam, ad esempio, farà il trucco se stai puntando a stelle luminose.

Il diametro della fibra deve essere adattato alla dimensione delle stelle al fuoco e alle caratteristiche dello spettrografo. La tendenza naturale è quella di utilizzare una fibra di grande diametro per essere sicuri che tutta la luce entri in essa, anche in presenza di forti turbolenze

atmosferiche o di piccoli problemi di guida. Ma attenzione, una fibra di grandi dimensioni non è senza conseguenze sulla risoluzione spettrale dello spettrografo. Bisognerà scegliere un compromesso. Con telescopi amatoriali con lunghezze focali fino a due metri, una fibra da 100 a 200 micron è una buona scelta. L'implementazione di fibre inferiori a 100 micron è piuttosto problematica. Da evitare.

Christian - Quale può essere la lunghezza massima della fibra? Mi preoccupa vedere il debole bagliore di una stella trasportata in un tubo così piccolo.

Aude - Non ci sono problemi in questo, la trasmissione della maggior parte delle fibre, in particolare quelle in silice, permette di trasportare con perdite trascurabili il flusso senza impedimenti su una lunghezza di diversi metri. Alcune fibre di materiale organico assorbono un po' più di luce in alcune regioni dello spettro, ma per il visibile non c'è davvero alcun problema.

Raymond - È facile usare una fibra per un dilettante?

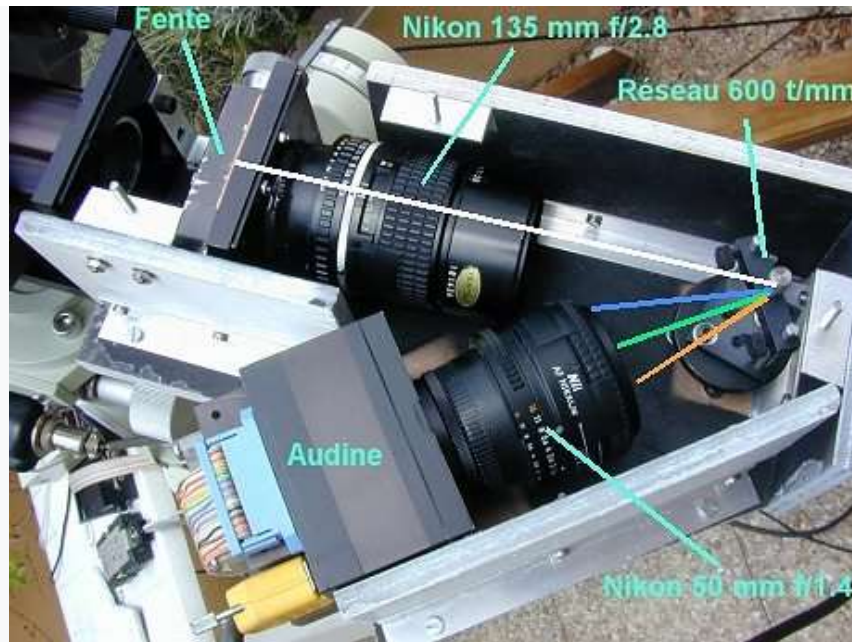
Aude - Una difficoltà delle fibre, oltre alla guida che deve essere adattata, deriva dalla necessità di avere estremità molto piatte e perfettamente levigate perché altrimenti si hanno grosse perdite per riflessi in entrata e in uscita. È inoltre necessario prestare attenzione al rapporto di apertura del raggio che viene iniettato. Un telescopio aperto a $F/D=4$ o 5 sarà l'ideale. Con un telescopio più chiuso, diciamo da $F/D=10$, l'efficienza della fibra diminuisce rapidamente, a volte di diverse decine di percento. Quando il telescopio è troppo chiuso, c'è la possibilità di aggiungere una piccola lente di focalizzazione proprio davanti alla fibra, ma questa è una complicazione tecnica. Il problema dell'apertura si ritrova all'uscita della fibra: senza l'aggiunta di una piccola lente qualche millimetro davanti all'apertura della fibra, lo spettrografo deve essere progettato per accettare fasci senza vignettatura aperti a $f/4$ o $f/5$. Segnalo inoltre che esistono due tipi di fibra: monomodale e multimodale. Solo i secondi sono utilizzabili per la nostra applicazione. Aggiungo anche che una fibra è fragile: non si può camminarci sopra a meno che non sia rivestita da una guaina molto robusta. Attenzione anche alla manipolazione: una fibra non si piega a 90° perché si rompe!

Alain - Allora dimmi, sto seguendo la tua conversazione e non credo che la tua storia di fibre sia un regalo!

Aude - Sì, ma le fibre sono un prerequisito per l'utilizzo di spettrografi su larga scala, meccanicamente molto stabili, che consentono di eseguire lavori di alta precisione e generalmente con grande dispersione spettrale. L'utilizzo delle fibre consente inoltre di risolvere elegantemente problemi come la calibrazione della lunghezza d'onda o la misura del livello del fondo del cielo attorno alla stella in studio. Sono operazioni che analizzeremo nella terza sessione di questo corso.

Nonostante tutto, l'uso delle fibre rimane abbastanza delicato, lo ammetto. In particolare, il sistema di guida su una stella all'ingresso della fibra non è un dispositivo di facile realizzazione. È necessario ad esempio, in determinate configurazioni, poter praticare un minuscolo foro in uno specchio riflettente attraverso il quale viene fatta passare la fibra. Inoltre, anche con una realizzazione di qualità, l'efficienza complessiva di una fibra non è del 100% e bisogna ammettere che in genere si perde il 30% di un flusso che normalmente sarebbe entrato nello spettrografo. Per un piccolo spettrografo come quello che utilizziamo come esempio, l'uso di una fibra non è giustificato. Lo spettrografo completamente equipaggiato con la camera CCD pesa circa 3 kg, il che gli permette di essere fissato senza troppe difficoltà alla messa a fuoco di molti telescopi amatoriali.

A titolo di recensione, ecco una realizzazione dove tutta la struttura è realizzata in legno (compensato da 20 mm per la base per garantire una certa rigidità).



Alcune staffe metalliche completano il set. Bisogna fare attenzione alla tenuta alla luce (la vernice nera opaca è di rigore). L'obiettivo da 135 mm per il collimatore è stato acquistato di seconda mano per 120 euro. L'obiettivo della fotocamera è il modello Nikkor 50 mm f/1.4 (480 euro nuovo, ma lo si può trovare di seconda mano). L'obiettivo è montato sulla fotocamera Audine utilizzando un cappuccio di protezione posteriore in plastica della Nikon Photo optics (questo ne fa una baionetta economica). Questo cappuccio è forato e incollato con Araldite su un macroanello per fotocamera da 42 mm (facile da trovare su il mercato dell'usato, ad esempio Boulevard Beaumarché a Parigi). La fenditura è una parte di movimento micrometrica recuperata da un vecchio dispositivo, è costituita da due lame di rasoio. Il reticolo di diffrazione è un Edmond Industrial Optics, modello NT46-075. La sua dimensione è 30x30 mm. La superficie incisa ha 600 linee/mm ed è blazed (ottimizzata) per la lunghezza d'onda di 5000 angstrom. Il prezzo di questa parte ottica è di 110 euro. Escludendo la camera CCD, il totale è di 760 euro, sapendo che il grosso del budget è per l'obiettivo della fotocamera... questa potrebbe essere già in uno dei vostri cassetti. Oltre a questo corso, clicca qui per indirizzarti ad una pagina che mostra un modulo illustrato per calcolare velocemente i parametri di questo spettrografo.

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

Christian - E tutto questo può essere montato su un telescopio?

Aude - Sì, e te lo dimostro!



Ci sono tutte le taglie. Va notato che una configurazione con un vecchio Celestron 8 su una montatura GP-DX (in alto) regge perfettamente. In basso, lo spettrografo è montato sul telescopio Pic du Midi da 60 cm, con una combinazione ottica adattata per tenere conto della grande apertura relativa di questo strumento.

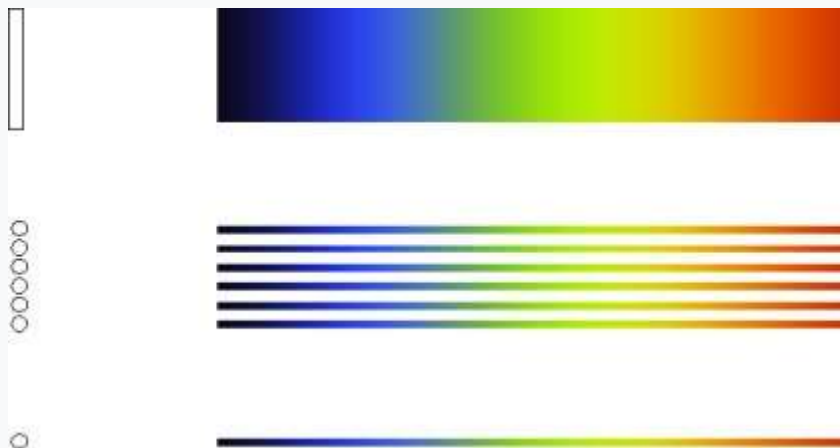
<http://www.astrosurf.com/buil/us/mission/mission.htm>

Fare clic qui per ulteriori informazioni dettagliate su questo spettrografo.

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

Alain - Tutto questo sembra ragionevolmente fattibile. Tuttavia, vorrei tornare su un punto tecnico che ancora un po' mi infastidisce. All'inizio ci parlavi di fenditura d'ingresso, poi di buco e poi di fibra. Trovo difficile vedere chiaramente. Perché usare esattamente una fenditura?

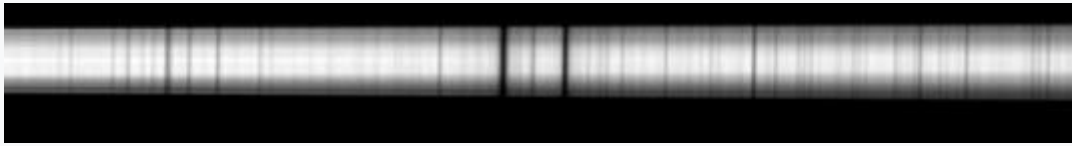
Aude - È vero, ho deviato un po'. Devo assolutamente parlarti della funzione di una fenditura in uno spettrografo. Una fenditura è come un buco allungato! Immagina la fenditura come un insieme di fori allineati uniti lungo un asse perpendicolare alla dispersione. Ecco la forma dello spettro osservato in base alla forma dell'apertura di ingresso dello spettrografo:



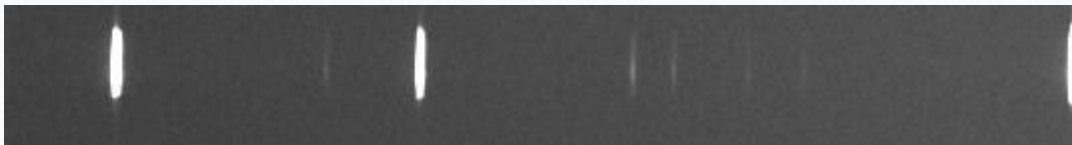
In fondo, abbiamo un unico foro e lo spettro corrispondente che è una linea colorata semplice e molto stretta. Al centro, c'è una serie di fori allineati e ognuno fornisce uno spettro sul CCD. Questi buchi potrebbero essere gli arrivi di altrettante singole fibre ottiche, una delle fibre che punta ad una stella, l'altra allo sfondo del cielo vicino, l'altra ancora ad una lampada di calibrazione spettrale, ... così ci saranno più spettri registrati contemporaneamente. In alto troviamo uno spettro a fenditura. La larghezza dello spettro lungo l'asse perpendicolare alla dispersione è direttamente funzione dell'altezza della fenditura. La risoluzione spettrale è essa stessa legata alla finezza di questa fenditura. Quest'ultima configurazione è chiamata fenditura lunga.

L'interesse per una fenditura rispetto a un semplice foro è che durante l'installazione è tollerato uno spostamento dell'oggetto studiato lungo detta fenditura, cioè lungo l'asse trasversale alla dispersione. Lo spettro sarà quindi allargato nella direzione perpendicolare alla dispersione, ma ciò non è grave perché vedremo durante la seconda sessione che è semplice ridurre ad uno spettro filiforme mediante l'elaborazione dell'immagine.

Ecco ad esempio lo spettro tipico di una stella osservata con uno spettrografo, utilizzando una lunga fenditura, col doppietto di sodio, nella parte gialla. Lo spettro è distribuito lungo l'asse trasversale alla dispersione, ma la risoluzione spettrale rimane intatta:



Dopo aver osservato la stella, puoi illuminare la fenditura con una lampada spettrale, che emette un insieme di linee in posizioni determinate con molta precisione le cui lunghezze d'onda si trovano nelle tabelle, qui lo spettro del neon:



Se non si tocca lo spettrografo tra queste due immagini, la loro analisi permette di calibrare in modo molto preciso lo spettro della stella in termini di lunghezza d'onda, ovvero di assegnare a ciascun pixel un valore di lunghezza d'onda.

Inoltre, con una lunga fenditura, viene prodotto lo spettro di tutti i punti dell'immagine al fuoco del telescopio lungo questa fenditura. Ad esempio, è possibile studiare l'aspetto del lungo spettro di una sezione di un oggetto esteso, come una nebulosa o una cometa.

Christian - Quanto al foro, più sottile è la fenditura, migliore è la risoluzione spettrale?

Aude - Sì, ma il limite è la quantità di luce che entra effettivamente nello spettrografo. Ad esempio se la proiezione sul cielo della fenditura sottende un angolo di 2 secondi d'arco e se il seeing è di 2 secondi d'arco...

Raimondo - Seeing???

Aude - Sì, è un termine inglese quasi intraducibile. Definisce la diffusione delle immagini stellari dovute alla presenza di turbolenze atmosferiche. Un seeing di 2 secondi d'arco significa sostanzialmente che la larghezza delle stelle a metà della loro intensità massima, il FWHM, sottende un angolo di 2 secondi attraverso il cielo. Se la larghezza della fenditura è anche di 2 secondi d'arco si mostra che si perde il 33% del flusso dell'oggetto studiato. Se inoltre la guida non è perfetta, la tua resa fotometrica semplicemente per la presenza della fenditura potrebbe benissimo scendere del 50%!

Raymond - In effetti il problema della guida del telescopio è tanto critico quanto quello di una fibra.

Aude - Sì, ma su un unico asse: quello lungo la larghezza della fenditura. Tuttavia, sarà necessario adottare un dispositivo di guida piuttosto sofisticato. Con una fessura, a volte, è possibile rendere riflettenti le due lame, il che offre alcune facilitazioni per svolgere questa funzione. Oppure, come nel mio caso, ci fidiamo dell'inseguimento del telescopio e pratichiamo esposizioni individuali relativamente brevi (da 1 a 2 minuti).

Christian - E se la fessura si allarga troppo?

Aude - Se l'oggetto studiato è una stella, arriva un momento in cui la fenditura è più larga della dimensione della stella al fuoco del telescopio. In questo caso è il valore del seeing che definisce la risoluzione spettrale, cioè la nitidezza della stella a fuoco.

Christian - È una configurazione praticabile?

Aude - Questa è un'ottima domanda, Christian, e grazie per averla posta! Questa è una soluzione praticabile con strumenti amatoriali in cui la definizione delle immagini è spesso ottimizzata per le esigenze della spettrografia. Ad esempio, con un telescopio da 200 mm aperto a $F/D=6,3$ e un seeing medio di 3 secondi d'arco, la dimensione delle immagini a fuoco è solo di circa 18 micron. È più sottile di qualsiasi fibra ottica e probabilmente qualsiasi cosa tu possa fare con le fenditure di design artigianale. La soluzione di una fenditura allargata è quindi abbastanza efficace. Tutto diventa chiaro se paragoni le stelle a semplici punti nel cielo e se lo confronti con la soluzione che consiste nell'isolare gli oggetti con un buco.

Christian - Ma potremmo quindi eliminare qualsiasi fenditura in queste condizioni!?

Aude - Sì, infatti, perché in termini di risoluzione non ha alcun impatto dal momento che è più largo dell'apparente disco della stella. Tuttavia, ha una funzione importante in quanto impedisce di avere uno sfondo del cielo molto luminoso nell'immagine. Ciò migliora il contrasto degli spettri degli oggetti deboli. Ti mostrerò un esempio più tardi, credo.

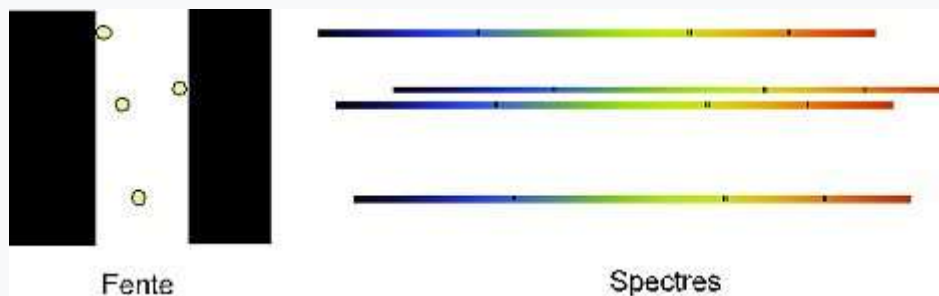
Alain - Vedo un problema. Se durante l'esposizione si riscontra un difetto di inseguimento, l'immagine della stella si sposterà nel campo e questo offuscherà lo spettro, un po' come se la stella fosse molto grande o mal messa a fuoco.

Aude - Questo è uno dei problemi con l'osservazione a fenditura larga. Ma come ho detto prima, facendo esposizioni relativamente brevi riduciamo i rischi. E poi c'è il trucco di orientare lo spettrografo in modo che la stella si muova in ascensione retta nella direzione trasversale allo spettro. Pertanto, un errore periodico di errore del motore di azionamento del telescopio estenderà lo spettro lungo questo asse ma non influirà sulla risoluzione spettrale. Funziona molto bene!

Alain - Ci sono altri problemi?

Aude - L'altro grosso problema è che non è possibile eseguire una calibrazione della lunghezza d'onda usando la luce di una lampada spettrale. Infatti, questa sorgente luminosa illuminerebbe una fenditura molto allargata e di conseguenza il suo spettro non sarebbe assolutamente risolto. Le soluzioni sono due: o utilizzare le righe individuabili nello spettro dell'oggetto studiato per effettuare la calibrazione, oppure utilizzare l'immagine di ordine zero praticamente contemporaneamente all'osservazione dello spettro. Quest'ultima tecnica è del tutto particolare, ne parlerò ancora durante la terza sessione del nostro corso.

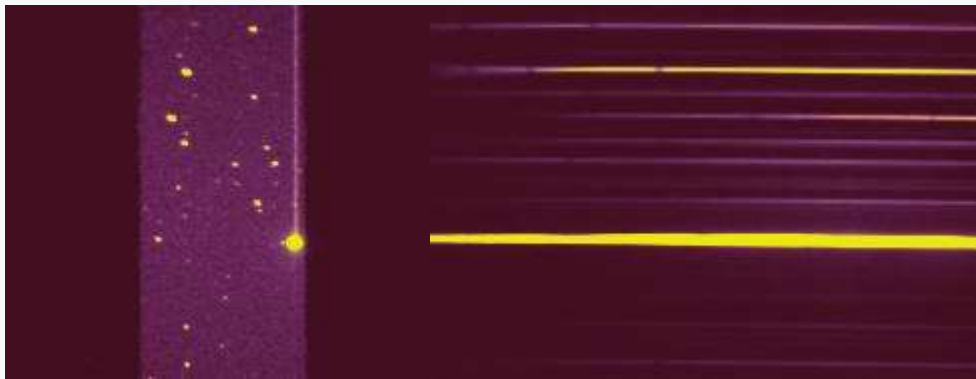
Un grande vantaggio della tecnica della fenditura larga è che non ci sono grandi difficoltà nel puntare un oggetto, anche quando è relativamente piccolo. Non c'è bisogno di posizionarlo entro pochi micron, deve solo essere da qualche parte all'interno dello campo e poiché può facilmente essere largo pochi millimetri, è abbastanza semplice da effettuare. Questo permette anche di ottenere lo spettro di più oggetti nel campo contemporaneamente come mostrato nella figura seguente, con 4 stelle nell'ampia fenditura:



Inoltre, questa configurazione consente una più facile identificazione degli oggetti. Questo è abbastanza importante con il nostro piccolo spettrografo che è ancora in grado di creare spettri di stelle di magnitudine da 10 a 11 con un telescopio di 200 mm di diametro. I rischi di riprendere l'oggetto sbagliato sono grandi. Con un'ampia fenditura e un po' di pratica, è abbastanza facile

riconoscere il campo dell'oggetto cercato. Spesso, se si tratta ad esempio di una nova, lo spettro molto caratteristico consentirà la sua identificazione immediata rispetto agli oggetti vicini. La possibilità di realizzare anche un'immagine diretta del campo in luce bianca è un altro potente mezzo di tracciamento. Per fare questo c'è un trucco: bisogna poter ruotare il reticolo in modo tale da inviare l'immagine di ordine zero all'obiettivo della camera CCD. Il reticolo si trasforma in uno specchio, poco riflettente per via della luminosità, ma comunque sufficiente per dare un'immagine diretta del campo mirato attraverso la fenditura. In pratica è come se avessi messo la fotocamera direttamente al fuoco del telescopio.

Ecco come appare nel caso reale su un campo stellare a fenditura larga. A sinistra hai l'immagine diretta usando l'ordine zero e a destra lo spettro di tutti gli oggetti nel campo.



Christian - Se ho capito bene il principio e tutte le formule precedenti, il fatto di utilizzare un collimatore con una focale maggiore rispetto all'obiettivo della fotocamera costituisce una specie di riduttore di focale nel rapporto $f1/f2$. Questo deve andare nella direzione della semplificazione del punteggio?

Aude - ... e anche in termini di luminosità dell'intero strumento, che è preziosa quando si desidera creare lo spettro di oggetti estesi e deboli, ad esempio una cometa. Ad esempio, se il telescopio è un Celestron 8 con una lunghezza focale di 1000 mm, utilizzando lo spettrografo che fungeva da filo conduttore, la lunghezza focale risultante è $1000 \times 50 / 135 = 370$ mm. Il nostro Celestron di base è quasi diventato un telescopio Schmidt con $F/D=1.8$!

Alain - Ok, ma se voglio fare lo spettro di una nebulosa, mi serve comunque una fenditura?

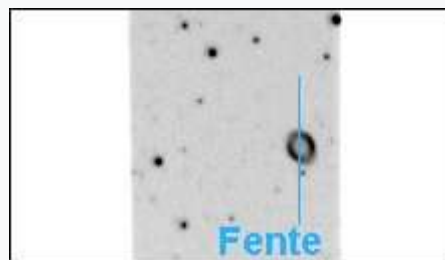
Aude - In questo caso sempre! Osserva il caso della nebulosa planetaria M57, osservata con il telescopio da 100 mm. Come sempre, metto a sinistra l'immagine diretta dell'ampia fenditura e a destra lo spettro corrispondente:



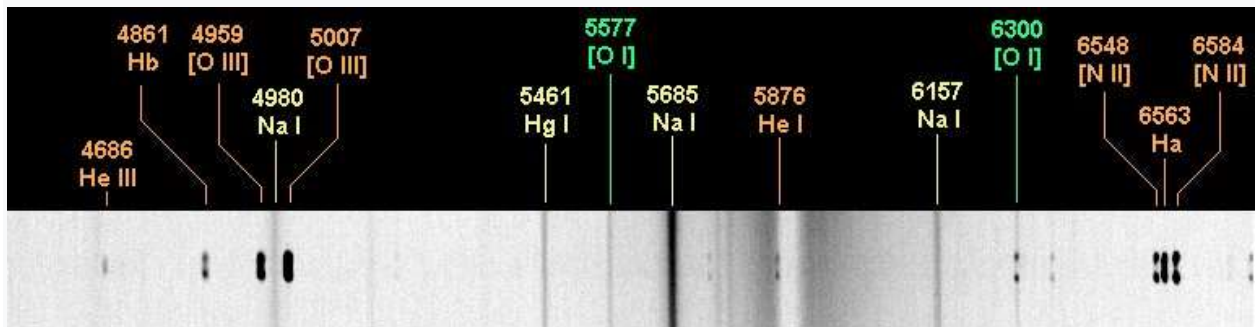
Sorprendentemente, la nebulosa anulare di Lyra, come la maggior parte delle nebulose, produce uno spettro di linee di emissione. Non c'è praticamente alcun continuum. Lo spettrografo fornisce quindi diverse immagini monocromatiche dell'anello, dove emette la nebulosa. Nella parte destra dello spettro, abbiamo la linea rossa dell'idrogeno, con attaccate linee di azoto. Nella parte sinistra abbiamo una linea verde intensa causata dall'ossigeno.

Alain - Davvero molto dimostrativo. Ma se la nebulosa è molto grande, ognuno di questi punti formerà uno spettro e il risultato sarà una grande confusione, giusto?

Aude - Hai ragione. Inoltre, questo problema di mescolamento comincia ad apparire nello spettro di M57, dove diverse linee si sovrappongono perché la nebulosa ha un diametro apparente consistente. Per questo consiglio, per rendere lo spettrografo il più flessibile possibile, di dotarlo di una fenditura regolabile in larghezza. La fenditura sarà ampia quando si osservano le stelle mentre, di tanto in tanto, durante il passaggio di una cometa ad esempio, lo spettrografo verrà utilizzato con una fenditura stretta per dettagliare lo spettro di questo tipo di oggetto. Ecco un esempio concreto, sempre sulla Nebulosa Lyra. La linea verticale blu rappresenta la posizione che occuperà la fenditura di ingresso dello spettrografo (questo è il modello appena descritto, montato su un telescopio di 128 mm di diametro a F/D=8):



Ecco lo spettro ottenuto in queste condizioni quando la fenditura è molto stretta (immagine in negativo). Le linee strette prodotte dai gas delle nebulose sono ora ben separate:



Raymond - Presumo che acronimi e numeri identifichino gli elementi chimici e la loro lunghezza d'onda. Non facile da decodificare!

Aude - Sono infatti gli elementi chimici (idrogeno, elio, azoto, ossigeno...) e la lunghezza d'onda delle righe corrispondenti in angstrom che sono effettivamente indicati in questo spettro nei commenti. Gli elementi chimici si presentano con vari livelli di ionizzazione (perdita di uno o più elettroni). La situazione qui è complicata dal fatto che lo spettro è stato ottenuto in un ambiente urbano, con un cielo molto inquinato. Le linee indicate in giallo, che derivano dalla luminosità dello sfondo del cielo lungo la fessura, sono tutte artificiali (illuminazione a sodio delle nostre città). Le linee contrassegnate in verde provengono dalla fluorescenza dell'alta atmosfera terrestre. È un fenomeno naturale. Le linee in rosso sono emesse dalla nebulosa stessa. Per saperne di più sull'identificazione delle linee e sull'inquinamento luminoso, clicca qui.

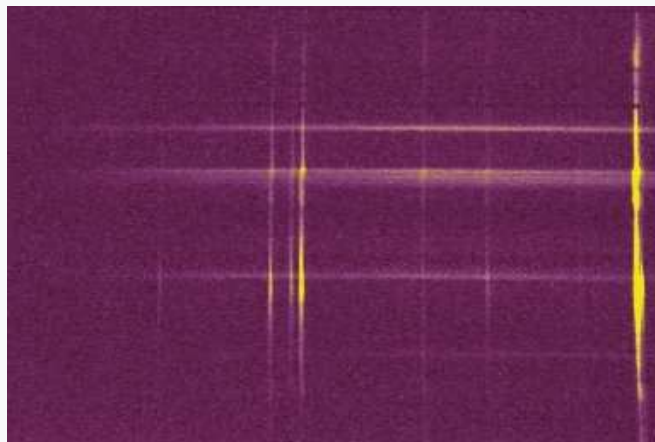
<http://www.astrosurf.com/buil/us/spe2/hresol4.htm>

Raymond - Ehi, ehi, anche l'inquinamento urbano si fa sentire qui...

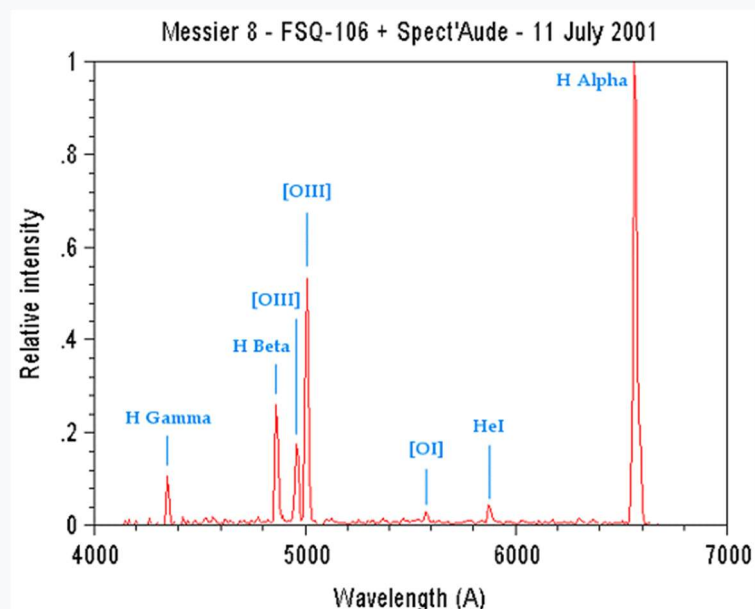
Aude - Non c'è tempo per quello! Un semplice trattamento elimina la luce proveniente dallo sfondo del cielo. Lo vedremo in dettaglio in una sessione successiva. Ma ecco un'anteprima dello spettro ripulito dall'inquinamento, proprio come se lo avessimo osservato in un cielo nero come l'inchiostro. Questo è un risultato molto importante e facile da ottenere, che dimostra che possiamo praticare la spettrografia in città



Di seguito, un altro esempio di spettro di una grande nebulosa, Messier 8, che è possibile solo con una fenditura stretta. La linea rossa dell'idrogeno è all'estrema destra. Riconosciamo anche qui la linea dell'ossigeno, un po' a sinistra del centro:



Notiamo che la nebulosa occupa l'intera altezza della fenditura! Le linee orizzontali sono spettri di stelle che si trovano nella fenditura. Ecco ora una sezione fotometrica in questo spettro. È il valore dell'intensità dei pixel lungo un asse orizzontale nell'immagine precedente. Avremo l'opportunità di manipolare questo tipo di grafico durante la terza sessione. Vi ho indicato le origini di alcune linee caratteristiche delle nebulose diffuse e planetarie. Alcune righe provengono da atomi che hanno perso alcuni dei loro elettroni a seguito di un'eccitazione molto forte. Questo è il cosiddetto stato di ionizzazione.



Christian - H-alfa, H-beta, H-gamma, che cos'è esattamente?

Aude - Questa è una serie di linee prodotte dall'idrogeno. La prima riga della serie, l'H-alfa, in rosso, alla lunghezza d'onda di 6563 Angstrom, è famosa e spesso spettacolare nello spettro degli oggetti del cielo quando si lavora nel campo del visibile.

Ti faccio un ultimo esempio con il telescopio da 100 mm piuttosto particolare, che richiede l'uso di una fenditura vista l'estensione relativamente grande dell'oggetto. Questa è l'osservazione della galassia attiva Messier 82. A sinistra, la galassia M82 osservata in modalità diretta e un'ampia fenditura per effettuare il centraggio. A destra, la fenditura è stretta e lo strumento è in modalità spettrografia.



Lo spettro continuo del disco della galassia è visibile al centro come una linea orizzontale molto diffusa. I due punti visibili all'estrema destra sono le linee H-alfa di idrogeno e azoto ionizzati emessi dal nucleo molto attivo di questa galassia. Le lunghe linee verticali corrispondono a un'emissione della nostra stessa atmosfera che illumina debolmente il cielo... una sorta di inquinamento luminoso naturale.

Non appena lo spettrografo è dotato di una fenditura stretta, diventa possibile la tradizionale calibrazione spettrale. Ad esempio, qui pongo una piccola luce notturna al neon da elettricista davanti all'apertura del telescopio, subito dopo aver preso lo spettro di M82. Questo mi permette di acquisire uno spettro di riferimento nelle stesse condizioni della galassia. Non ho nemmeno cambiato l'orientamento del telescopio per non soffrire di problemi di flessione differenziale. È un po' una seccatura, ma funziona!



Sul montaggio che segue affianco lo spettro di M82 allo spettro di emissione del gas neon. La calibrazione spettrale permette di misurare con uno spettrografo così modesto il redshift della galassia. La linea H-alfa, invece di essere misurata alla sua lunghezza d'onda di riposo a 6563 angstrom, è qui osservata a 6568 angstrom, cioè una velocità di recessione di circa 230 km/s



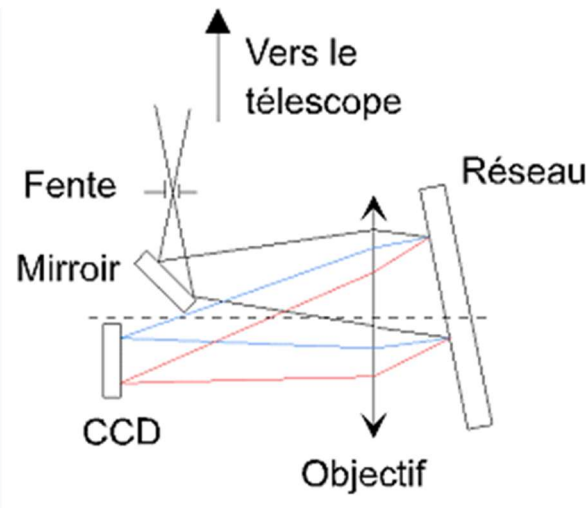
Descriverò infine lo schema di uno spettrografo simile a quello appena discusso, ma con una modifica significativa che consente di ottimizzare un po' le dimensioni e la massa. Nella foto seguente vi mostro come appare questo spettrografo di dimensioni ridotte, con un potere risolutivo di circa 700, associato ad un telescopio da 4 pollici su montatura GP-DX. Descriverò questo layout con alcuni dettagli:



Sfrutto qui gli angoli che abbiamo calcolato per l'ordine +1 all'inizio di questa sessione. L'angolo di incidenza e l'angolo di diffrazione per la lunghezza d'onda di 5700 Å sono simili, circa 10°, e soprattutto dello stesso segno.

Christian - Ops, questo significa che la direzione dei raggi di luce che vanno al reticolo e quelli che tornano è la stessa. Quindi non puoi liberare spazio per inserire sia un obiettivo collimatore che un obiettivo, ricordo la lezione!

Aude - Esatto. Ma riusciamo a farla franca usando la stessa lente sia come collimatore che come obiettivo. Ecco uno schema di base:



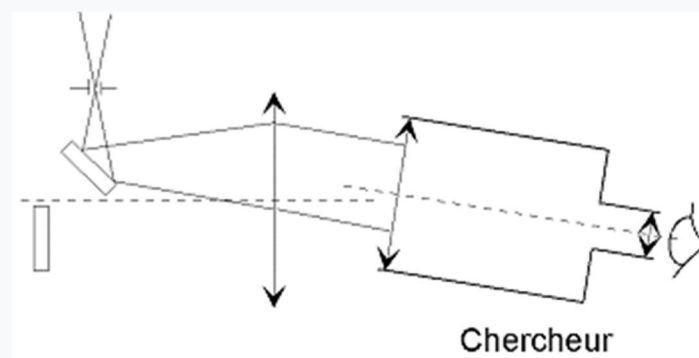
La fenditura d'ingresso e il CCD sono leggermente sfalsati rispetto all'asse ottico. Questo è ciò che rende possibile utilizzare la stessa ottica per la funzione di collimazione e la funzione di imaging dello spettro sul CCD. È stato aggiunto un piccolo specchio di deviazione in modo che la meccanica della fenditura e la telecamera CCD possano coesistere contemporaneamente.

Come abbiamo visto, gli angoli di incidenza e di diffrazione sono quasi uguali e di piccoli valori. Questa configurazione è chiamata montaggio Littrow. Questo tipo di montaggio permette di ottimizzare la superficie utilizzata del reticolo, ed è anche in questa situazione che funziona meglio il blaze del reticolo, cioè la resa dell'assieme è la migliore. Salviamo una lente, da qui il guadagno in massa e volume.

In pratica, rispetto allo schema principale che ho appena mostrato, il reticolo viene ruotato di 90° in modo che le linee incise siano parallele al piano del foglio. Allo stesso modo, l'asse principale della fenditura viene ruotato di 90° . Così la dispersione non avviene più nel piano del foglio, ma lungo un asse perpendicolare. Questo non cambia il principio di funzionamento, ma dà un po' più di margine per il passaggio del fascio ottico.

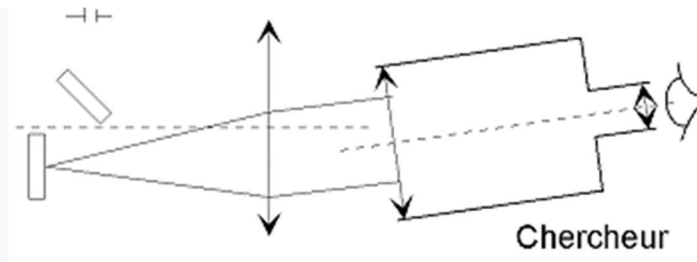
Alain - Puoi dirci una parola su come regolare uno strumento del genere?

Aude - Hai solo bisogno di uno strumento: un buon cercatore e accuratamente impostato all'infinito puntando su un oggetto distante. Rimuovi il reticolo e punti la fenditura con il mirino, come ti mostro qui:



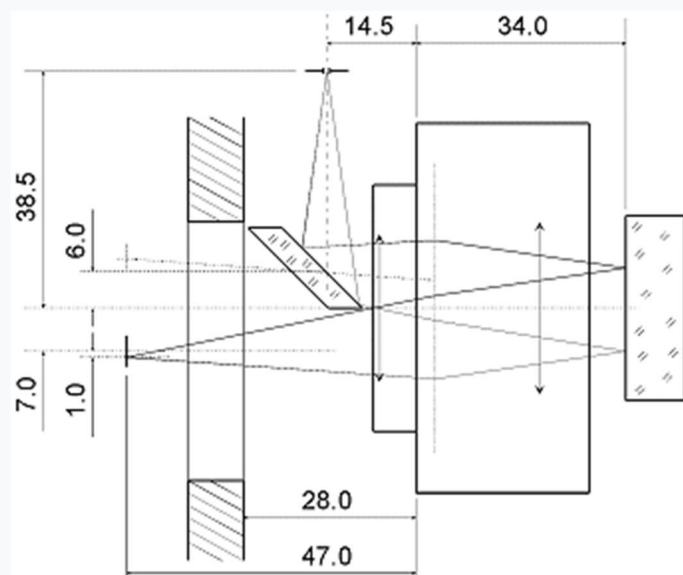
È necessario regolare la distanza tra l'obiettivo fotografico e la fenditura in modo che quest'ultima appaia nitida. Ciò significa che la fenditura è al centro dell'obiettivo. Per effettuare questa regolazione si può agire sulla ghiera di messa a fuoco dell'obiettivo, ma una volta fatta non si deve più toccarla.

Quindi indirizzi il cercatore come segue:

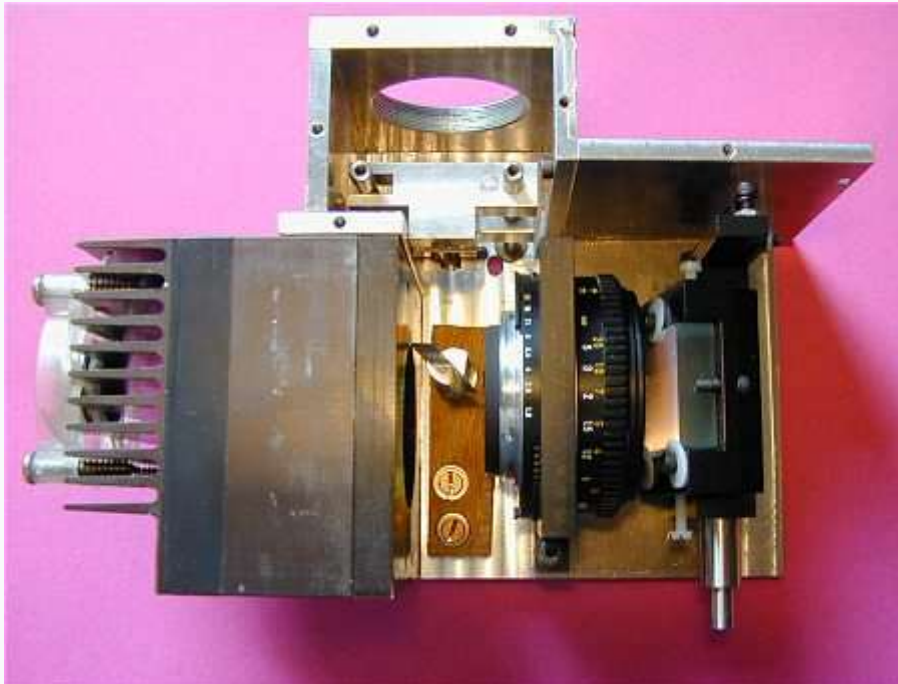


In questo modo sarai in grado di osservare la superficie del CCD. Regolare la distanza tra l'obiettivo e la telecamera CCD facendo scorrere quest'ultima lungo l'asse ottico in modo che i pixel appaiano nitidi. A sua volta, la fotocamera è quindi al centro dell'obiettivo.

Reinserire il reticolo nel suo supporto. Attenzione, è un componente ottico estremamente fragile. Se metti una semplice impronta digitale sulla superficie incisa, considera che puoi buttare il reticolo nel cestino perché non è possibile pulirlo. Alcuni reticoli economici, realizzati sull'equivalente della pellicola fotografica, sono protetti da sottili lame di vetro che li racchiudono. Qui, non ci sono problemi di gestione. Ma ripeto, con i reticoli incisi su un supporto di vetro, che sono i migliori, bisogna prendere infinite precauzioni. È inoltre assolutamente vietato strofinare la superficie per rimuovere la polvere. Anche un panno molto morbido è vietato. Se hai polvere, è meglio lasciarla in posizione. Semplicemente, evita di esporre il reticolo alle correnti d'aria per molto tempo. Una volta che la custodia dello spettrografo è stata sigillata ermeticamente per impedire l'ingresso di luce diffusa, il problema della polvere è generalmente risolto. Con un reticolo blazed ci sono due possibili orientamenti delle linee, a 180° l'uno dall'altro. Una freccia disegnata su un campo del substrato di vetro spesso indica la direzione di montaggio. Ma anche un piccolo ragionamento mentale, esaminando la brillantezza dei diversi spettri diffratti, esclude rapidamente l'ambiguità. Resta da regolare l'orientamento del piccolo specchio. Si monta il reticolo e si posiziona nella posizione della fenditura un piccolo foro realizzato ad esempio in un foglio di alluminio. Mentre si punta lo specchio, illuminare vigorosamente il foro in modo che la sua immagine si formi al centro della superficie sensibile del CCD. Per il resto, se rispetti le quote che sei riuscito a stabilire facendo un piccolo schizzo ottico, sei a posto e puoi puntare lo strumento verso il cielo. Ecco, come esempio, il diagramma di un piccolo spettrografo che sfruttò nell'assemblaggio di Littrow. L'obiettivo è un Nikon 50 mm f/1.8 (attenzione, è importante, bisogna usare la versione non autofocus, molto più compatta della versione autofocus), il reticolo è un 600 linee/mm della Edmond Optics referenza NT46-075, e infine la telecamera CCD è un'Audine.



Ecco una foto dell'assieme assemblato:

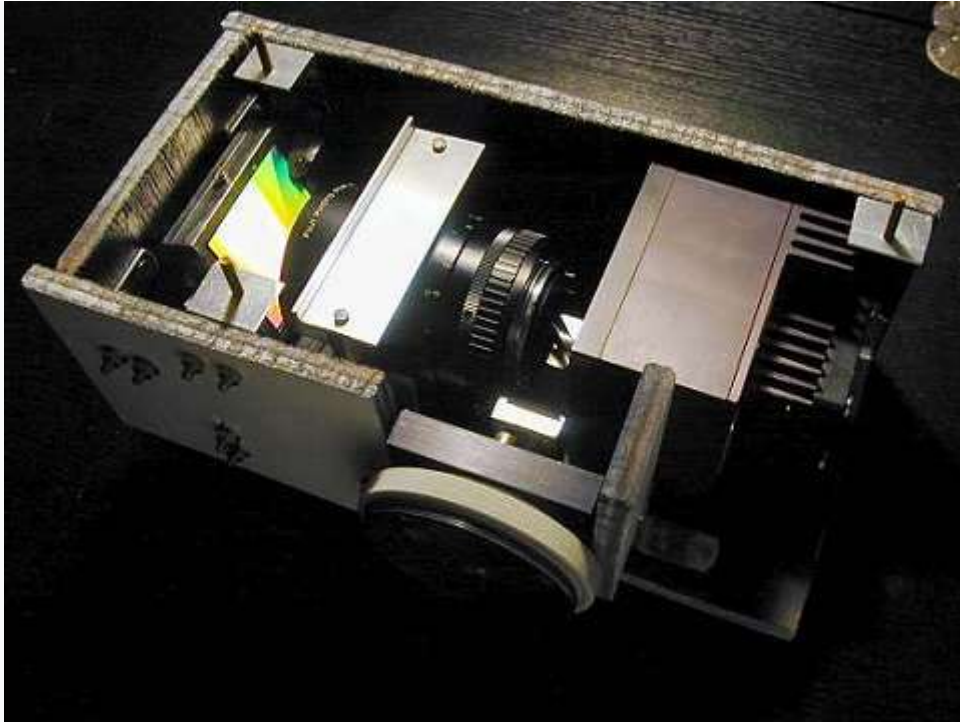


Questo spettrografo può essere utilizzato con un telescopio aperto a $F/D=4,5$ senza vignettatura. D'altra parte, poiché $f_1=f_2$, per definizione nell'assieme di Littrow, la dimensione della stella o della fenditura al fuoco del telescopio si ritrova così com'è anche sulla superficie del CCD. Sarà quindi necessario che il telescopio dia immagini ben nitide. Uno Schmidt-Cassegrain da 200 mm a $F/D=6$ circa è perfetto (usare un riduttore di focale se necessario). Mi piace anche usare, da parte mia, rifrattori apocromatici che danno immagini molto belle per la loro qualità. Con un telescopio di 100 mm di diametro, questo spettrografo permette di acquisire spettri di stelle di magnitudine 12 (dispersione di 2,9 angstrom per pixel) senza richiedere alcuno sforzo particolare. Per una descrizione più dettagliata di questo spettrografo, questo è il link.

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

Alain - È possibile adattare questo gruppo con un obiettivo a focale maggiore per ottenere una migliore risoluzione spettrale?

Aude - Nessun problema ovviamente, a patto che il telescopio sia in grado di sostenere il peso extra. Ad esempio nel seguente spettrografo, utilizzo un obiettivo fotografico con lunghezza focale di 135 mm. Si noti che il reticolo qui è di 50 mm sul lato. Da notare anche l'uso intensivo del legno...



Ma ricorda le mie parole dall'inizio. Non pensare che un'elevata risoluzione spettrale sia una panacea. Sta a te scegliere se costruire diversi spettrografi in base alla tua specializzazione. Dai, mi fermo qui, sapete già molto per iniziare a costruire il vostro spettrografo. Ci riposiamo un po' e poi ci avviciniamo alla seconda parte di questo stage: l'acquisizione e la pre-elaborazione degli spettri.

Raymond - Sì, e mi piacerebbe fare uno spuntino mentre aspetto. Sei d'accordo Aude?

Aude - Ma con grande piacere!

PARTE 3^: ACQUISIZIONE E PRETRATTAMENTO DEGLI SPETTRI

Christian - Durante la pausa mi è venuta in mente una domanda. Perché la spettrografia sta diventando di attualità oggi per i dilettanti?

Aude - È la straordinaria sensibilità dei sensori CCD e la loro disponibilità che rendono la spettrografia accessibile ai dilettanti. Allo stesso tempo, stanno comparando strumenti software per un uso molto più semplice ed efficiente nel trattamento degli spettri. La spettrografia è anche un modo per pensare fuori dagli schemi e avvicinarsi a una collaborazione costruttiva con la comunità dell'astronomia professionale. Penso che una nuova generazione di astrofili stia cercando un nuovo Eldorado. Tuttavia, la spettrografia offre l'opportunità di scoprire un cielo totalmente nuovo e dinamico.

Raymond - Cosa intendi per dinamico?

Aude - A prima vista, il cielo stellato sembrerebbe piuttosto statico. Ma man mano che gli strumenti investigativi degli astronomi diventano sempre più precisi, è un mondo che appare vivo. Lo spettrografo ti permette di immergerti davvero nell'intimità delle stelle. La stella, ad esempio, perde il suo carattere di punto, assume un certo volume. In periodi di tempo da pochi minuti a pochi giorni, molto brevi su scala astronomica, è possibile seguire lo spettro per vedere le pulsazioni di una stella, cogliere questi stati d'animo quando espelle materia, o anche seguire un compagno che le gira intorno in tempo quasi reale. È una sensazione molto sorprendente. È anche abbastanza sorprendente notare che con un piccolo telescopio da 200 mm è possibile misurare lo spostamento verso il rosso delle galassie e di alcuni quasar. Ricalcolare l'espansione dell'universo dal tuo giardino è piuttosto entusiasmante e spettacolare.

Christian - Ho ancora un po' di difficoltà a credere a quello che stai dicendo...

Aude - Tutto questo è vero, ma a costo di una certa fatica. Sarà sempre necessario padroneggiare questi strumenti, per quanto modesti possano essere, utilizzarli con rigore e acquisire una solida esperienza. Molte osservazioni sono al limite del possibile, ma questo è il bello. E poi prima di tutto devi imparare, e se posso contribuire ad esso, ne sarei molto felice.

Per questa terza sessione vi offro un'immersione totale! Elaborerete con me un certo numero di immagini di spettri stellari. Partiremo dall'immagine grezza così come la vedete al telescopio, per finire con uno spettro che sarà già utilizzabile per alcune interpretazioni. Completeremo il trattamento di questo spettro durante la quarta sessione del corso. In questo modo, vedrai per buona parte ciò che rende unica l'elaborazione dei dati spettrali. Spero di riuscire a demistificare l'argomento e..., soprattutto, non confondervi!

Raymond - Mi aspetto il peggio mia brava signora!

Aude - Sii ottimista Raymond! Saremo concreti e cercherò di rispondere a tutte le domande. Ecco uno spettro grezzo, fresco dal telescopio:



Cristian - Ops! Ma dov'è lo spettro? È quello orizzontale? Perché ce ne sono due? Cos'è questa enorme barra verticale? E poi è strano questo formato immagine, tutto in larghezza?

Aude - Calmati Cristian, ti spiego tutto, niente panico. Ci sono due spettri di stelle in questa immagine. Lo spettro della stella che ci interessa è la linea orizzontale appena sotto il centro. Un

altro spettro è visibile nella parte superiore dell'immagine: corrisponde a una stella che si trova nel nostro campo visivo.

Alain - Ok, ma per me uno spettro evoca i colori dell'arcobaleno. Non è molto colorato quello che ci mostri Aude.

Aude - Vedo Alain che ti piace il colore! Rischi di rimanere un po' deluso, almeno nell'immediato futuro. A dire il vero i colori ci sono, ma sono mascherati, perché il sensore CCD utilizzato non ne permette la riproduzione diretta. Vede il cielo solo in bianco e nero.

Alain - Ma puoi descrivere come sarebbe questa immagine se fosse a colori?

Aude - In questi spettri stellari vedresti immediatamente una banda continua di colori che va dal rosso al blu da sinistra a destra. Tale fascia è chiamata "continuum" perché è un continuo cambiamento di colori. Il semplice esame della distribuzione dell'intensità dei colori fornisce già importanti informazioni astrofisiche: dalla preponderanza di un colore è possibile dedurre, ad esempio, la temperatura della stella. Pertanto, una stella che produce più luce blu della luce rossa è calda:



Al contrario, una stella che emette più luce rossa che blu è fredda:



Ma guardando da vicino, sugli spettri della mia immagine CCD si notano interruzioni o eccessi di intensità della luce molto sottili. Sono le famose righe spettrali, le impronte degli elementi chimici presenti nella stella, più precisamente negli strati esterni, gli unici visibili. Ecco l'aspetto dei due precedenti spettri simulati, rispettivamente di una stella calda e di una stella fredda, con, oltre al continuum, la presenza di righe spettrali:



Christian - Ok, negli esempi che mostri le righe spettrali sono abbastanza evidenti, ma d'altra parte non è facile vederle nell'immagine del tuo CCD!

Aude - È vero, ed è per questo che dovremo trattare le nostre immagini con cura. Il loro contenuto sarà rivelato molto meglio alla fine del nostro viaggio. Vale il lavoro, vedrai.

Alain - Nello spettro inferiore dell'immagine CCD, le linee appaiono luminose, mi sembra.

Aude - Esatto. È sullo spettro di questa stella che si concentreranno i nostri sforzi. Le linee di luce sono chiamate "linee di emissione" perché l'oggetto emette a queste lunghezze d'onda più luce rispetto al continuum vicino. Nascono, nel caso in esame, in una specie di vasto disco di gas rarefatto che ruota rapidamente attorno alla stella. Linee dello stesso tipo sono osservabili nei tubi fluorescenti della nostra illuminazione. Si tratta di scariche elettriche che, eccitando gli atomi del gas, sono poi responsabili dell'emissione di luce a lunghezze d'onda precise, caratteristiche della natura del gas intrappolato nel tubo. I meccanismi di produzione delle linee di emissione sono ovviamente diversi nelle stelle. Tra questi possiamo segnalare l'eccitazione degli atomi da parte della forte radiazione ultravioletta emessa dalla stella. Il nostro è proprio frutto dell'emissione di tale radiazione perché la stella è molto calda. Fa parte della famiglia delle stelle B, ma data la presenza di righe di emissione, viene classificata nella categoria delle stelle Be, aggiungendo la "e" per "emissione".

Raymond - Perché non usare una webcam? lo spettro sarebbe immediatamente visibile a colori.

Aude - Perché oggi le webcam non sono abbastanza sensibili. Diffondere la luce in uno spettro non facilita il lavoro del sensore, ne abbiamo parlato nella prima sessione. Ovviamente tutto dipende anche dalla classe di magnitudine delle stelle prese in esame, dalle dimensioni del telescopio, dalla risoluzione spettrale...

Alain - Hai appena detto prima che la parte rossa dello spettro della stella si trova a sinistra nell'immagine del CCD. Perché questa scelta? È una convenzione?

Aude - La convenzione impone di distribuire lo spettro da lunghezze d'onda corte a lunghezze d'onda lunghe andando da sinistra a destra, ed è quindi l'opposto che vedete attualmente sulla mia immagine. Ricorda che le lunghezze d'onda corte sono quelle che danno la sensazione del blu mentre le lunghezze d'onda lunghe appaiono rosse. Vedremo verso la fine di questa sessione che è facile capovolgere lo spettro di 180° mediante l'elaborazione delle immagini. Certo, avrei potuto ruotare la fotocamera di mezzo giro nello spettrografo, ma sono piuttosto pigra! Se il software lo fa molto bene, qual è il punto!

Raymond - Il colore verde dovrebbe normalmente trovarsi al centro dell'immagine allora?

Aude - In questo caso è corretto. Ma attenzione, non è sempre così. Ricordi Raymond, ho introdotto la nozione di dispersione della luce durante la prima sessione. Ebbene, alcuni spettrografi disperdono i colori così tanto che solo una piccola parte dello spettro è visibile contemporaneamente sul sensore. A volte vedrai solo una linea colorata che attraversa solo le sfumature del rosso. Mentre invece lo spettrografo utilizzato qui è progettato per mostrare quasi l'intero spettro, dal rosso al blu.

Cristian - Per intero? È sicuro? Ci hai parlato proprio ora di radiazioni infrarosse e ultraviolette, che non possiamo percepire con l'occhio, ma che esistono, giusto?

Aude - È vero che lo spettro non si limita a ciò che l'occhio vede. Vedremo più avanti quali sono i limiti di lunghezza d'onda del nostro spettro. Ma per ora, fidati, il rosso è a sinistra e il blu è a destra!

C'era una domanda in precedenza sullo strano formato dell'immagine. Penso che sia stato Christian a essere sorpreso. La forma filiforme dello spettro spiega il formato adottato per l'immagine. Solo le parti utili dell'immagine CCD vengono trasferite al computer. La dimensione di questa immagine è limitata per non occupare troppa memoria e per ridurre il tempo di lettura del CCD. Il formato della sottoimmagine utilizzata copre la larghezza massima dello spettro e una regione su entrambi i lati sufficiente per essere tollerante rispetto al puntamento del telescopio. Questo è chiamato finestrare l'immagine.

Christian - E la spiegazione di questa fascia bianca verticale verso il centro?

Aude - Prima di tutto devo darti il contesto dell'osservazione. Uso lo spettrografo in modalità a fenditura larga. Questa è aperta a circa 1 mm. Inoltre il cielo è fortemente illuminato da lampioni stradali con lampade a vapori di sodio. La luce emessa è molto gialla perché lo spettro di queste lampade è del tipo ad emissione con righe molto intense intorno a 5890 Angstrom. Quello che vedi nell'immagine sono in realtà due famiglie di spettri. La prima famiglia corrisponde agli spettri delle stelle. Questi ultimi sono focalizzati a livello del piano della fenditura e appaiono nella nostra immagine sotto forma di spettri molto chiari.

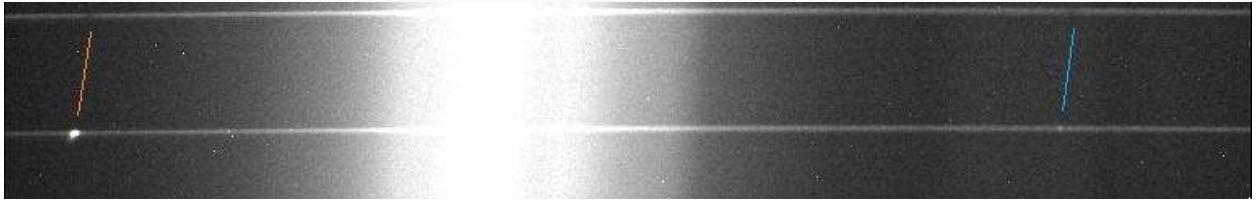
Raymond - Con due stelle nel campo...

Aude - Sì, e possiamo specificare quali sono posizionati rispetto a questa apertura, ovviamente uno sopra l'altro, ma anche leggermente sfalsati nel campo in direzione destra/sinistra.

Cristian - Come lo vedi?

Aude - Osserva bene l'immagine, ho indicato la posizione delle linee principali visibili nell'immagine grezza. Queste due stelle mostrano le linee dell'idrogeno, tranne che in una sono in assorbimento e nell'altra in emissione. Probabilmente noterai il piccolo spostamento orizzontale: nel campo, la stella in alto è spostata a destra rispetto alla stella in basso. Ricorda

l'analogia che ho scritto durante la prima sessione tra l'aspetto del campo nell'imaging diretto e lo spettro corrispondente.



Cristian - OK, ho capito!

Aude - Vengo alla seconda famiglia di spettri. È associato a oggetti diffusi, che occupano l'intero campo dell'immagine. Intendo ovviamente la brillantezza del cielo che sottende lo spettro delle stelle. Chiamato anche bagliore di "sfondo del cielo". Questa luce parassita passa abbondantemente attraverso l'ampia fenditura e produce uno spettro nell'immagine che occupa tutta la sua altezza. Ma ti ho detto che la luce del cielo è gialla, quasi monocromatica, quindi il flusso proveniente dallo sfondo si concentrerà solo nella parte gialla dell'immagine spettrale.

Alain - Vale a dire più o meno verso il centro dell'immagine...

Aude - Esattamente, ed è quello che vediamo. Questa linea è ampia sia da un lato che dall'altro, perché non è unica infatti, c'è un piccolo gruppo di linee di emissione molto vicine tra loro, perché la fenditura di ingresso è molto ampia e quello che vediamo sono le sue immagini disperse sullo spettro. Per cogliere quest'ultimo punto, ricordiamo l'esempio delle immagini monocromatiche nello spettro di Messier 57 in precedenza. Puoi abbinare ciò che vedi ora se immagini una nebulosa che occupa l'intera superficie della fenditura, ma produce solo poche linee luminose nel giallo.

Raimond - Ma a dirlo così, mi sembra che tu abbia appena realizzato un filtro antinquinamento per la luce parassita!

Alain - In effetti, se la luce parassita è concentrata solo nel giallo, significa che la parte rossa e la parte blu dello spettro sono protette. È corretto?

Aude - Le tue osservazioni sono corrette e molto importanti. Il fatto di scomporre la luce permette di vedere che alcune regioni dello spettro non sono interessate dall'illuminazione urbana e che lo spettrografo permette di separare bene queste zone.

Christian - Se interpreto correttamente quello che dici, ha senso avere una fenditura molto sottile per limitare la zona di inquinamento dello spettro?

Aude - Esattamente. Al limite, se la fenditura è molto stretta, vedremo delle linee di fondo del cielo molto fini e molto localizzate. Ma in questo caso sorge il problema di mantenere la stella in una fenditura molto poco aperta durante l'esposizione. Ho scelto un compromesso qui. Ammetto che qui avrei potuto fare meglio, perché a dire il vero la fenditura non era proprio a fuoco nel telescopio in quanto non avevo completato la regolazione dello spettrografo al momento di questa osservazione. Di conseguenza, le stelle e la fenditura non sono nitide contemporaneamente sul CCD. Dato che ovviamente ho deciso di avere gli spettri stellari più fini possibili, ammetto che l'immagine della fenditura sul CCD è un po' sfocata. Normalmente le linee di fondo del cielo dovrebbero avere bordi più nitidi che limitano ulteriormente l'area di influenza dell'inquinamento nello spettro. Nota, che nella mia disgrazia di vivere in città, ho infatti la fortuna di avere davanti a me lampade a vapori di sodio che producono righe molto localizzate nel giallo, che lasciano intatta in particolare la parte rossa dello spettro, particolarmente importante per la presenza della linea H-alfa dell'idrogeno. Un'illuminazione più bianca, basata su una lampada a vapori di mercurio, mostrerebbe più linee che sono distribuite in modo più uniforme nello spettro. È meno favorevole, ma è comunque possibile lavorare anche in queste condizioni. Le più gravi sono le lampade ad incandescenza che emettono uno spettro continuo

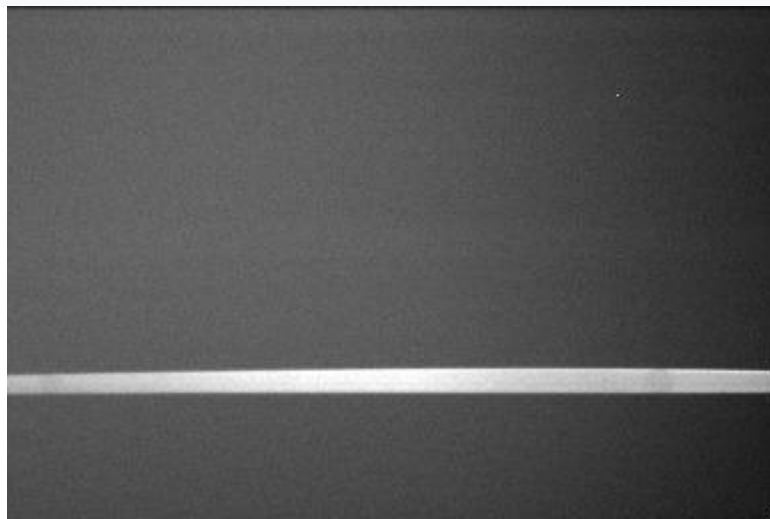
per cui poi tutte le lunghezze d'onda sono inquinate. Fortunatamente questo tipo di bulbo è scomparso dalle nostre città. L'illuminazione urbana moderna ha finalmente qualcosa di buono!

Raymond - Queste sono tutte le considerazioni che spiegano perché si può fare spettrografia in città.

Aude - Esattamente. Penso che con questo tipo di strumento sia possibile praticare buona astrofisica anche da un tetto situato nell'appartamento di Parigi! Questo può darvi qualche speranza qualora foste alla disperata ricerca di oggetti da un osservatorio cittadino. Sarà sempre più gratificante lavorare nei cieli bui delle campagne, ma la spettrografia è un'attività che riduce notevolmente gli effetti dannosi dell'inquinamento luminoso.

Alain - Ci hai appena parlato di focalizzazione. Come si focalizza esattamente uno spettrografo?

Aude - Va bene, ecco qua ho un esempio. Aspetta...

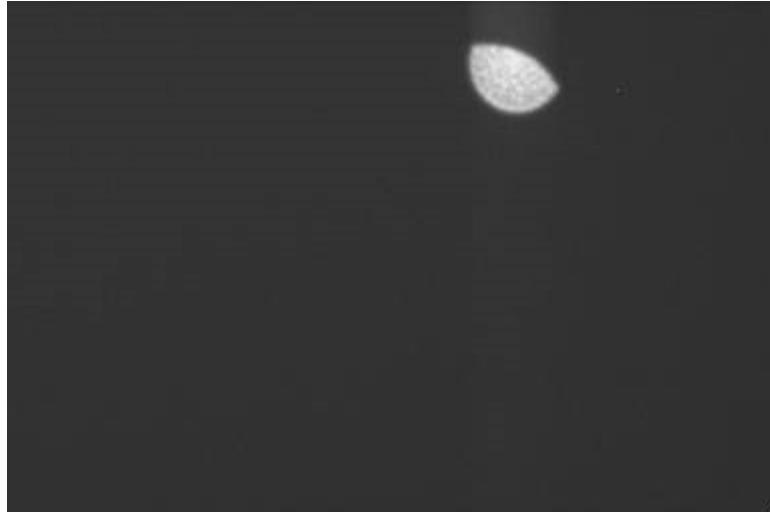


Aude - Questa è un'immagine CCD completa con lo spettro molto sfocato di una stella. Per acquisire rapidamente l'immagine, ho scelto di lavorare qui con un fattore in binning x 2, il che significa che i pixel sono stati aggiunti a due a due lungo i due assi del sensore. Questo spiega il piccolo formato dell'immagine. Perdiamo la risoluzione ma non importa poiché l'obiettivo è affinare la messa a fuoco. Questa modalità di acquisizione è anche molto pratica per centrare lo spettro. Si nota subito che lo spettro è molto ampio in direzione trasversale rispetto alla dispersione. Le linee hanno pochissimo contrasto, mentre per l'esempio ho selezionato una stella calda in cui queste linee sono normalmente molto marcate.

Alain - Sì, è molto dimostrativo!

Raymond - Dimmi Aude, noto una contraddizione nelle tue osservazioni. Hai appena detto di centrare lo spettro mentre nel tuo esempio mi sembra che si trovi nella parte inferiore dell'immagine. È normale? L'avrei messo al centro dell'immagine, mi sembra più logico.

Aude - Sei intelligente Raymond... Hmm, mi stai costringendo a rivelare i segreti del mio osservatorio. Sto usando lo spettrografo fotografico a lente singola. Questo è in combinazione Littrow che ho descritto alla fine della seconda sessione. Come tutti gli strumenti anche questo ha una modalità di funzionamento che va rispettata ed in particolare va regolata. Una delle caratteristiche interessanti di questo spettrografo è che può essere utilizzato in modalità di imaging diretto. In questo caso, il reticolo di diffrazione è orientato in modo da comportarsi come un semplice specchio. Non c'è più spettro. L'immagine visibile sul CCD è quindi completamente equivalente a quella che vedresti posizionando la fotocamera direttamente al fuoco del telescopio. Ecco come appare con una stella molto sfocata e mal centrata:



Raymond - Come interpretare questa immagine?

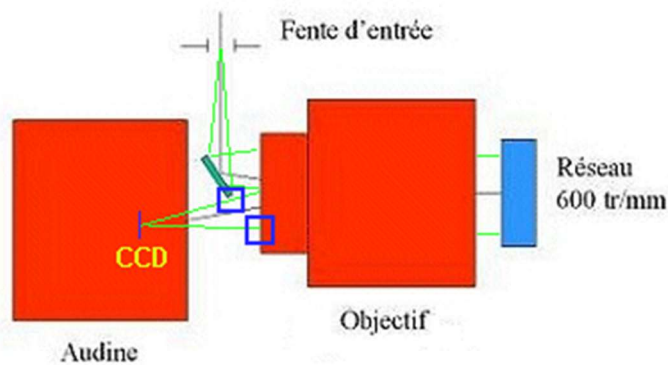
Aude - Questa è un'immagine che gli ottici descrivono come un occhio di gatto perché ricorda la pupilla del felino. Uno dei contorni dello spot dell'immagine è l'immagine del perimetro dello specchio del telescopio, la pupilla di ingresso dello strumento, direbbero gli stessi ottici...

Christian - La pupilla, come la pupilla dell'occhio?

Aude - La pupilla dell'occhio è l'equivalente di una lente di un telescopio. Con un telescopio, ciò che funge da pupilla d'ingresso nello strumento è lo specchio primario. Torniamo all'immagine sfocata. Appare un altro profilo, non concentrico al profilo dello specchio primario del telescopio. Proviene da un elemento meccanico che inavvertitamente intercetta la luce. Questo si chiama vignettatura. Potrebbe essere possibile lavorare in questo modo, ma poi si perde il 40 per cento del flusso che entra nel telescopio. Lo strumento è un po' diaframmato, il che è un peccato.

Raymond - Ma cos'è questo elemento maledetto che impedisce di portare tutta la luce al CCD?

Aude - Devi guardare il diagramma ottico dello spettrografo per capire. Un piccolo promemoria di quello che abbiamo visto durante la seconda sessione...

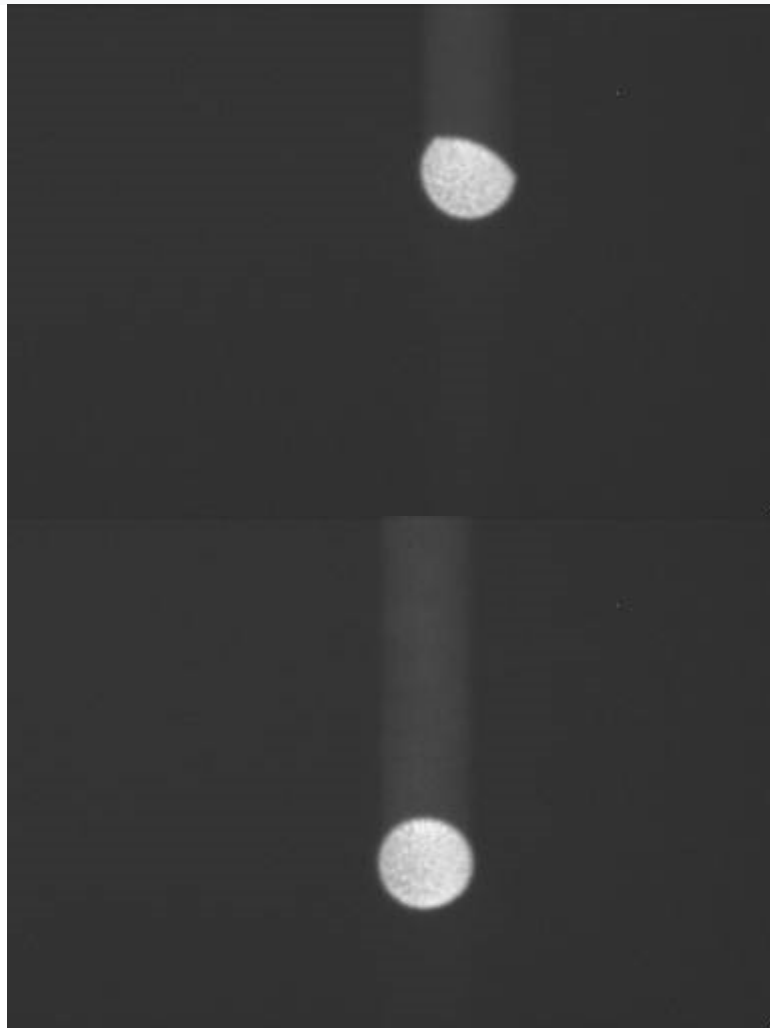


... la luce della stella proveniente dal telescopio entra attraverso la fenditura d'ingresso, questa riflessa su uno specchietto a 45°, transita per la prima volta nell'obiettivo fotografico che porta all'infinito l'immagine della stella. La luce viene riflessa sul reticolo, passa attraverso l'obiettivo fotografico una seconda volta e infine viene focalizzata sul CCD. Uff! Affinché questo percorso ottico sia possibile, è necessario fornire angoli precisi ai componenti. Ci sono due luoghi, tra gli altri, in cui la luce può essere intercettata accidentalmente mentre ritorna dall'obiettivo. Questi punti sono contrassegnati da quadrati blu nel diagramma: questi sono il bordo dello specchio

deflettore da un lato e il bordo meccanico della lente dall'altro. Se la stella non è centrata correttamente, il suo raggio di luce lambisce uno di questi bordi e si verifica la vignettatura.

Raymond - È molto tecnico, mi piace! Ma come ci si rende conto che la stella è posizionata correttamente?

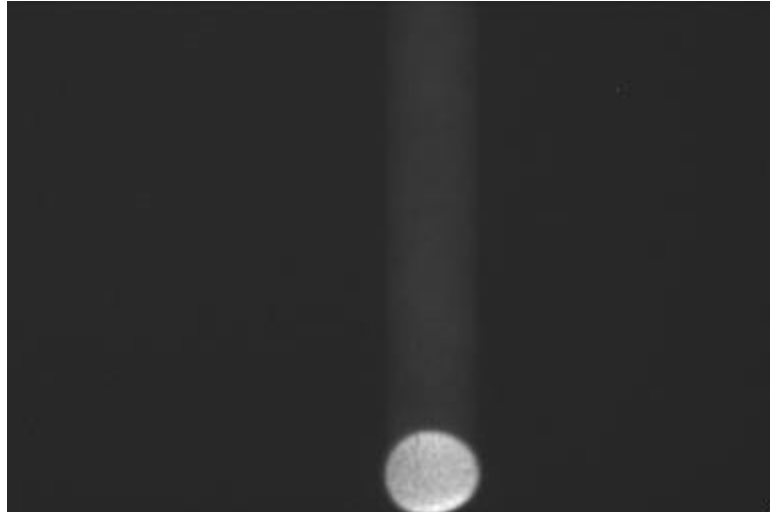
Aude - Facile. Sempre mantenendo la stella sfocata, questo è il trucco per vedere il contorno della pupilla del telescopio, si agisce sui movimenti lenti del telescopio, in ascensione retta e declinazione, fino a quando lo spot dell'immagine non è ben arrotondato. Ecco la sequenza degli eventi...



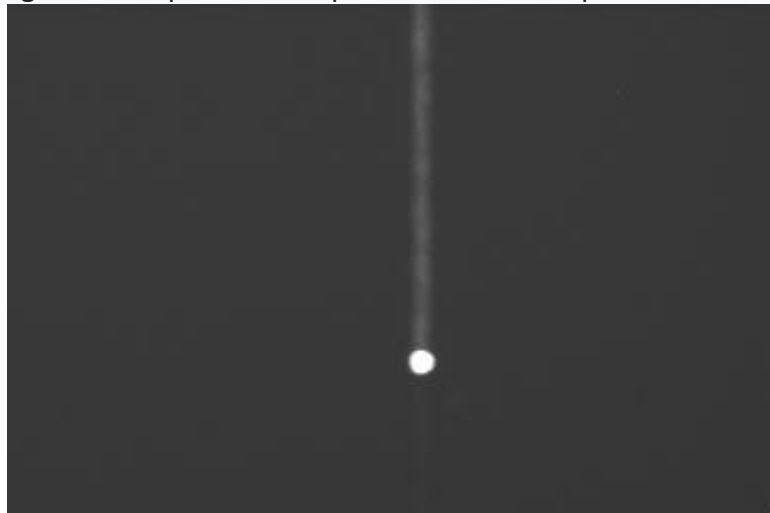
Aude - Va bene. Si può vedere che l'immagine della stella non è centrata nel mezzo del CCD quando non c'è vignettatura. Questo non è grave nella spettrografia perché viene utilizzata solo una piccola area della superficie sensibile. Ogni volta che si acquisisce lo spettro di una nuova stella, bisognerà sempre pensare in anticipo di portare la sua immagine in questa parte del sensore per sfruttare tutto il flusso luminoso a disposizione.

Christian - E se continuo nella stessa direzione, cosa succede?

Aude - Basta chiedere (aria maliziosa in direzione di Christian)!



Aude - La vignettatura appare di nuovo, ma sull'altro lato dello spot dell'immagine. Ricorda sempre il trucco della sfocatura per verificare se tutto va bene nel tuo strumento. Nota che uso un telescopio rifrattore perché nel caso di un telescopio riflettore, vedremmo l'ombra dello specchio secondario nel centro dell'immagine. Ora puoi iniziare a mettere a fuoco la stella agendo sulla cremagliera o sul pulsante di spostamento dello specchio del telescopio...

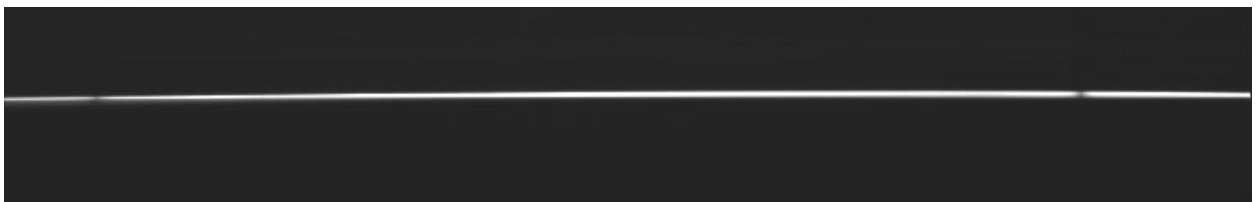


Alain - Cos'è questa scia verticale che parte dalla stella?

Aude - Uso una telecamera CCD Audine senza otturatore nel mio spettrografo. Questo è il fenomeno della saturazione. Quando il CCD è in fase di lettura, la luce della stella colpisce sempre la superficie sensibile del sensore, che produce la scia. Il fenomeno dello smearing è percepibile solo per oggetti brillanti e non è particolarmente fastidioso nella spettrografia.

Aude - Torniamo a concentrarci. Per rifinirlo, ci posizioniamo nella migliore risoluzione possibile, ovvero in binning 1x1, passiamo dalla modalità di imaging direttamente alla modalità spettro ruotando il reticolo di diffrazione e ci concentriamo fino ad avere uno spettro molto stretto e linee spettrali sottili. Ecco la sequenza:





Raymond - In pratica si cambia la messa a fuoco, si fa un'immagine per vedere il risultato, si rifà la messa a fuoco e così via?

Aude - Esattamente Raymond. Ci vuole pazienza e un po' di tempo per abituarsi, ma ci si arriva in fretta. In spettroscopia, una delle difficoltà nasce dal cromatismo dell'ottica. Ad esempio, l'obiettivo fotografico non mette a fuoco perfettamente contemporaneamente i raggi di luce rossa, verde o blu sul CCD. Non è quindi facile in queste condizioni sapere se la messa a fuoco è corretta perché si può anche privilegiare la parte rossa, verde o blu dello spettro. Per limitare i rischi, se possibile, scegli una lente di buona qualità.

Christian - Ho sempre avuto difficoltà a mettere a fuoco bene. C'è una ricetta?

Aude - C'è soprattutto la pazienza e l'esigenza dell'operatore. Non esitare a ritoccare la messa a fuoco se senti che qualcosa non va, e più volte durante la notte. Durante la regolazione effettiva, dovresti sempre superare in entrambe le direzioni la posizione che ritieni abbia più senso per assicurarti di non perdere il punto di messa a fuoco ottimale. La rotella di messa a fuoco deve ovviamente essere molto morbida e i movimenti notevolmente aumentati. Con il telescopio utilizzato, un Takahashi FSQ-106, molto aperto, a $F/D=5$, la tolleranza di messa a fuoco è inferiore a 10 micron. Ci vuole abilità! Per semplificare, utilizzo un comparatore meccanico che poggia sul corpo dello spettrografo. A dire il vero, con un telescopio così aperto questo tipo di accessorio è praticamente indispensabile, a meno che non si utilizzi un ottimo motore di messa a fuoco. Ecco come appare...



Christian – Fischia!, è bellissimo materiale quello che usi. Mi sembra di riconoscere una grande montatura Takahashi NJP-160? Questa è la condizione per fare la spettroscopia?

Aude - Per fortuna no! Ad esempio, Christian, all'inizio ci hai detto che avevi un LX200 da 200 mm, che è già un ottimo equipaggiamento tra l'altro. Non cambiare nulla, è perfetto. Il mio unico vero consiglio è di lavorare con telescopi o rifrattori di buone qualità ottiche aperti tra $F/D=5$ e $F/D=8$. Una lunghezza focale molto lunga porta a immagini che sono un po' critiche nella messa a fuoco, se non altro per effetto della turbolenza atmosferica. Con la tua LX200, ti consiglio vivamente di usare un riduttore di focale che porti il rapporto di apertura verso $F/D=6$. Sono ovviamente utilizzabili anche i rifrattori. Tutti i modelli apocromatici sono adatti. Un diametro di 100 mm permette di studiare stelle fino a magnitudine 12 almeno con lo spettrografo che utilizzo per questo stage. Questo offre molte possibilità di lavoro.

Christian - E la montatura? Deve ancora supportare il telescopio, più lo spettrografo!

Aude - Prevedete 1,8 kg per lo spettrografo dotato della fotocamera. Sono stata in grado di fare spettri corretti con un telescopio FSQ-106, una macchina abbastanza pesante, il tutto su una montatura GP-DX molto maneggevole e trasportabile. Una regola d'oro nell'astronomia CCD: è meglio privilegiare la montatura che il diametro dello strumento. Un telescopio da 115 mm trasportato da una montatura robusta, antivento e stabile sarà sempre più conveniente ed efficiente di un telescopio da 400 mm combinato con una montatura debole.

Ho la sensazione che tu voglia sapere di più della mia configurazione. Qui lavoro all'ultimo piano di un palazzo su un terrazzino senza tetto (sono fortunata) ma ci ho messo un po' a trovarlo, perché i promotori sono pazzi: per via del cosiddetto sole ricoprono tutte le terrazze - non pensano assolutamente agli astrofili



Alain – L'inseguimento durante la posa deve essere perfetto, altrimenti perdiamo la risoluzione spettrale?

Aude - La qualità finale in realtà dipende da questo. Ma potresti essere sorpreso di apprendere che siamo più tolleranti nella spettrografia che nell'imaging del cielo profondo. Il trucco è orientare correttamente lo spettrografo in relazione al movimento di ascensione retta e declinazione. L'asse sensibile per l'inseguimento è l'asse di ascensione retta. È sul movimento orario che compaiono gli errori periodici. Solo gli errori di posizionamento e flessione sono sensibili in declinazione. Facendo pose relativamente brevi, due minuti al massimo nel mio caso, l'effetto delle flessioni è praticamente impercettibile. Quindi, ti consiglio di orientare il tuo spettrografo in modo che l'asse della dispersione sia perpendicolare al movimento in ascensione retta, come ti mostro in questa immagine:



Alain - OK, vedo il trucco, un errore di tracciamento allargherà lo spettro verticalmente, ma la finezza delle linee nella direzione della dispersione non viene modificata.

Aude - Certamente, e vedremo più avanti che l'allargamento in direzione trasversale alla dispersione non è critico perché viene eliminato durante l'elaborazione digitale delle immagini. Giustamente, ora è tempo di parlare dell'elaborazione perché il tempo stringe. Guardate bene l'immagine... Se vi dico che rappresenta un'esposizione di 120 secondi, non notate un qualcosa che vi ricorda le vostre immagini del cielo profondo?

Alain - Mi sembra di vedere punti caldi...

Aude - Va bene. Piccola divagazione, cos'è un punto caldo?

Christian – Ci provo: è un pixel per il quale il segnale generato è molto maggiore rispetto a quelli vicini. Questo segnale ha un'origine termica ed è tanto più importante quanto la temperatura del

CCD è alta. Anche per questo il sensore viene raffreddato, in modo da limitare i danni della temperatura.

Aude - Molto bene, vedo che sei stato attento durante i precedenti corsi Christian. Puoi dirmi perché si usa questa espressione di segnale termico?

Christian - Perché è un segnale che si osserva anche quando il sensore è immerso nel buio più totale. È un segnale parassita il cui unico responsabile è il CCD stesso. Il fatto che ci sia luce o meno non cambia nulla, il segnale termico, che credo sia anche chiamato rumore termico, è sempre presente e si somma sempre al segnale prodotto dalle stelle.

Aude - Tutti d'accordo?

Alain - Non poteva dirlo meglio!

Raymond - È bello ripassare!!! (Grande sorriso)

Aude - Ti suggerisco di continuare con il ripasso, non si sa mai! La parola parassita è importante. Un parassita è qualcosa che vive a spese di un altro. Nella nostra immagine elettronica del CCD troviamo sia il segnale utile, lo spettro della stella, ma in più una vita sotterranea e dannosa. Un esempio è il segnale termico. Nasce spontaneamente all'interno del sensore stesso e non dipende dalla quantità di luce incidente, hai detto benissimo Christian. È lo scopo del pre-processing isolare l'unico segnale che proviene dalla stella studiata escludendo gli intrusi, come il segnale termico che si autoinvita senza chiederlo a nessuno. Per quanto riguarda questo segnale, il suo valore è legato alla temperatura del sensore CCD, ma è anche proporzionale al tempo di esposizione. Da un'immagine all'altra, se raddoppi il tempo di esposizione, raddoppi anche il segnale termico.

Raymond - Il segnale dark è l'unico segnale spurio?

Aude - Ce n'è un altro: il segnale di offset, in inglese diciamo anche "bias". Questo è sempre presente nelle tue immagini, qualunque sia il tempo di esposizione. Inoltre, per starlo, tutto ciò che devi fare è giocare con il tempo di esposizione. Immagina il tuo sensore al buio e indovina cosa succede al segnale termico quando il tempo di esposizione tende a zero...

Christian - (breve silenzio) Ebbene, se il tempo di esposizione è zero non c'è più nessun segnale termico poiché non ha avuto il tempo di formarsi.

Aude - Esatto, è molto logico (sorridente a Christian). Tuttavia, nonostante un tempo di esposizione così breve, vediamo che i pixel dell'immagine hanno un'intensità diversa da zero. Questo segnale residuo è chiamato offset. Ha origine soprattutto nell'elettronica integrata che si trova nel chip CCD e il cui ruolo è quello di amplificare il segnale elettrico. L'offset è approssimativamente lo stesso da pixel a pixel, ma non è sempre possibile vederlo come una costante per l'intera immagine.

Riassumiamo i due segnali parassiti individuati. In qualsiasi immagine CCD hai un segnale quasi costante che chiamiamo offset. Non ha nulla a che fare con l'interazione della luce poiché viene osservata mentre il sensore è al buio. Al segnale di offset si aggiunge un segnale di origine termica che è zero se il tempo di esposizione è molto breve, ma che poi aumenta proporzionalmente al valore del tempo di esposizione. Dipende anche dalla temperatura del rivelatore.

Raymond - L'obiettivo della preelaborazione dell'immagine è quindi quello di liberare la nostra immagine CCD all'uscita della telecamera da questi due segnali spuri.

Aude - Esatto... a parte una leggera sfumatura. Si scopre che i pixel del sensore non rispondono allo stesso modo alla luce. Alcuni sono più sensibili di altri: produrranno un segnale elettrico maggiore dei loro vicini a parità di illuminamento. Si dice che siano più sensibili. Per l'astronomo il risultato può essere catastrofico: supponiamo che osservi un campo nel cielo di luminosità perfettamente uniforme, la fotocamera restituisce un'immagine sgranata poiché i pixel non rispondono allo stesso modo agli stimoli luminosi. La telecamera distorce la realtà. A volte sono anche intere aree del sensore che reagiscono alla luce in modo completamente diverso, ad esempio a causa del fatto che la polvere su una superficie ottica intercetta parte del flusso

incidente. Fa parte dell'elenco anche la vignettatura ottica di cui abbiamo parlato prima. Vi mostro in questa immagine come si comporta il nostro strumento quando è illuminato da un range di luce uniforme, abbreviato in PLU:



Christian - Portata luminosa uniforme?

Aude - Questa è un'immagine che viene evidenziata dal telescopio e che è considerata uniformemente luminosa su un'area corrispondente almeno al campo dello strumento stesso. Questo sarà, ad esempio, il cielo al tramonto o anche uno schermo cinematografico posizionato un po' davanti al telescopio.

Raymond - Abbiamo la sensazione che il CCD sia meno sensibile ai bordi e soprattutto in alto a destra. È questa l'interpretazione corretta?

Aude - Sì, è un ottimo modo di vedere le cose, tranne per il fatto che il colpevole non è solo il sensore stesso, ma anche l'intero strumento. Analizziamo le conseguenze di questo stato di cose. Supponiamo che la sensibilità, come dici tu Raymond, sia la metà al bordo dell'immagine rispetto al centro. Ciò significa che per un'illuminazione uniforme alla base del campo dell'immagine, sul bordo viene registrato metà del segnale del sensore mentre al centro la registrazione sarà totale. È facile in fase di pre-elaborazione invertire questa tendenza: basta moltiplicare per due l'intensità dei pixel situati sul bordo e lasciare i pixel centrali così come sono. Per trovare il giusto coefficiente moltiplicativo per ogni pixel abbiamo bisogno della risposta dello strumento quando osserva una gamma uniforme di luce. Questo è esattamente ciò che mostra l'immagine precedente, chiamata PLU o "flat-field". Flat-field è l'inglese, che può essere tradotto parola per parola con "campo piatto". Per correggere la nostra immagine spettrale è sufficiente dividerla a posteriori per l'immagine a campo piatto. Così facendo si inverte il processo di attenuazione moltiplicativa del flusso ottico prodotto durante l'acquisizione.

Alain - Sono su un terreno familiare, è esattamente quello che faccio per elaborare le mie immagini di galassie. Esistono specificità analoghe per la preelaborazione delle immagini spettrali?

Aude - Sì, ci sono, le vedremo dopo. La rimozione dell'offset, del segnale scuro e della divisione per il campo piatto rimangono un denominatore comune.

Christian - Che software usi per eseguire la pre-elaborazione?

Aude - Per quanto riguarda le classiche fasi di pre-elaborazione, di cui ho appena parlato, la scelta di software è molto ampia. Tutti sono uguali e mi asterrò dal dare un giudizio di valore. Sta a voi scegliere in base alla vostra sensibilità, all'ergonomia proposta, ecc. Tuttavia, vedrai che alcune manipolazioni sono piuttosto specifiche per la spettrografia e, per questo motivo, utilizzo il software gratuito **Iris** che ha molte funzioni per questo.

NB alla data attuale questo software è stato riveduto e corretto e rinominato **ISIS** è si può scaricare da qui:

<http://www.astrosurf.com/buil/isis-software.html>

Mi dispiace per coloro che non hanno molta familiarità con questo programma, ma sono sicura che tutto il software verrà aggiornato man mano che la spettrografia diventerà popolare! Se hai accesso a Linux puoi provare a utilizzare software professionali come IRAF o MIDAS. Troverai tutto lì, ma sono più complessi e l'apprendimento potrebbe richiedere molto tempo.

Alain - Scegli Iris, ma forniscici una sequenza dei trattamenti in modo che possiamo riprodurli qui e capire cosa stai facendo.

Aude - Ci proverò. Inizieremo con il segnale di offset. Ho realizzato 11 immagini al buio proprio alla fine della sessione di osservazione con il minor tempo di integrazione possibile. Naturalmente il fattore di binning è 1 e la finestra nel CCD è la stessa delle immagini spettrali. Ecco una di quelle undici immagini:



Christian - Perché 11 immagini?

Aude - Mi piace questo numero, non è uno scherzo! Ma supponi che faremo una media di queste 11 immagini per ridurre il rumore presente in ciascuna immagine.

Raymond - Rumore, cosa intendi esattamente?

Aude - Se realizziamo più immagini successive dello stesso oggetto, e se notiamo l'intensità di un dato pixel in ciascuna delle immagini, sembra che i valori ottenuti non siano mai rigorosamente identici. È questa fluttuazione attorno al valore medio del segnale che viene chiamata rumore. Concretamente, significa che una singola misurazione è viziata da una sorta di errore che non può essere previsto a causa della natura casuale del rumore. L'unico modo per avvicinarsi al valore reale del segnale è fare la media di un gran numero di misurazioni. Questo è il motivo per cui acquisirò 11 immagini.

Alain - Ma avresti potuto fare 50 immagini per ridurre ulteriormente il rumore facendo la media!

Aude - Certamente, ma si dimostra che oltre un certo numero di immagini medie, il rumore diminuisce molto lentamente. Qui un numero di fotogrammi compreso tra 9 e 15 è una buona scelta.

Raymond - Da dove viene il rumore?

Aude - Gran parte del rumore proviene da imperfezioni nel CCD e nell'elettronica della fotocamera.

Raymond - Anche l'offset e il segnale termico sono quindi rumore?

Aude - Stai attento, stai commettendo un errore che ho sentito spesso. Ciò che viene chiamato segnale di offset e segnale di oscurità sono precisamente, come indica il loro nome, segnali. Si aggiungono semplicemente al segnale utile. Possiamo prevedere il valore di questi segnali parassiti che ho elencato, ed è per questo che è possibile rimuoverli dalle immagini del cielo. Non si tratta quindi di rumori, poiché questa informazione è prevedibile, sulla base di specifiche immagini di calibrazione: brevi e lunghe esposizioni al buio. D'altra parte, i segnali di offset e termici sono influenzati dal rumore. Ecco perché per trovare il vero valore è necessario prendere delle medie.

Raymond - Cosa stai facendo esattamente con queste 11 immagini? Ho sentito che potresti combinarle facendo una somma mediana. Non è lo stesso di una media immagine?

Aude - La composizione delle immagini, ciò che tu chiami "associare", è in effetti qui più efficace utilizzando una somma mediana invece della semplice media. La cosa grandiosa della somma mediana è che è molto efficace nell'eliminare un valore anomalo che si trova in una singola immagine. La presenza di questo artefatto, accidentale e specifico del momento in cui l'immagine in questione viene acquisita, può essere cancellata grazie all'elaborazione statistica.

Raymond - Puoi fare un esempio di un artefatto?

Aude - Sarà ad esempio l'impatto fortuito di un raggio cosmico che produrrà un punto luminoso nell'immagine, che a volte può coprire diversi pixel. È anche un rumore elettrico quando qualcuno in casa accende il microonde producendo una sorta di difetto nell'immagine.

Vediamo come procedo con l'esecuzione del trattamento. Di solito chiamo le mie immagini offset O-1, O-2 e così via fino a O-11, ad esempio. Ad esempio sotto Iris eseguirai il compositing mediano digitando il comando:

```
SMEDIAN O-11
```

In tutti i programmi specializzati troverai una funzione equivalente. Per lo stesso pixel nelle immagini, il software ordina gli 11 valori disponibili in ordine crescente. La mediana, che sarà il valore assegnato al pixel corrispondente nell'immagine finale, è l'intensità che si trova nel mezzo della sequenza ordinata.

Salviamo l'immagine centrale con un nome evocativo. Poiché è un'immagine del segnale di offset, chiamiamo OFFSET il file immagine sul disco rigido. Troverai la funzione di backup nel menu file della maggior parte dei software. Questo è ovviamente il caso di Iris, ma puoi anche usare un comando di digitazione, come:

```
SAVE OFFSET
```

Alain - Confermi che questa immagine offset andrà bene per tutte le immagini della notte?

Aude - Assolutamente. Anche se le condizioni durante la notte cambiano, ad esempio la temperatura, consideriamo che questa mappa del segnale di offset è una costante dello strumento e quindi si applica a tutte le immagini. Questa è un'approssimazione molto legittima in pratica. D'altra parte, consiglio di acquisire una nuova sequenza di offset ogni notte. Non è difficile da fare e non può far male. Ora guarda l'immagine successiva mentre esce dalla fotocamera. L'ho fatto nel buio più totale, coprendo l'ingresso del telescopio, con un tempo di esposizione di 120 secondi, cioè la stessa esposizione delle immagini del cielo.



Alain - Questa è l'immagine del segnale termico. Possiamo vedere i punti caldi!

Aude - È in parte corretto. Attenzione, non è solo il segnale termico. Il segnale di offset è presente anche in questa immagine. Se si vuole isolare il solo segnale termico è necessario rimuovere l'offset, ma ci arriveremo tra poco. Ho realizzato undici immagini di questo tipo verso la fine della notte, il che mi ha richiesto lo stesso 11 x 2 minuti = 22 minuti.

Christian - Perché 11 immagini... (aria maliziosa)

Aude - Mi stai prendendo in giro, Christian (arrossando). Stessi motivi delle immagini offset: limitare il rumore e soprattutto rimuovere l'effetto di un sempre possibile artefatto accidentale in una delle immagini. Li chiamo N-1, N-2, ... La composizione mediana è scritta:

SMEDIAN N-11

A questo punto si ha la somma di un'immagine del segnale scuro generato dal CCD in 2 minuti e del segnale di offset. Per estrarre il segnale di oscurità effettivo, resta solo da sottrarre l'immagine di offset calcolata in precedenza:

SUB OFFSET 0

Nota incidentalmente che ho prima elaborato l'offset poi il segnale termico, prova a chiederti perché.

Christian - Lei è davvero molto intelligente Aude...

Aude - (di nuovo arrossando) - Il risultato viene salvato con il nome DARK (nero in italiano). Questo nome è una tradizione, ma sei libero di usare qualunque cosa ti venga in mente.

SAVE DARK

Alain - Aude, suppongo che, in seguito, sottrarrai dalle immagini spettrali questa immagine del segnale dark. Ma una cosa mi infastidisce. Hai detto più volte che il segnale termico è funzione della temperatura. Se la temperatura del CCD è cambiata tra quando hai ottenuto le immagini dark e le immagini degli spettri, ci sarà un problema.

Aude - Stai sollevando un dibattito molto complicato. L'ideale è avere una telecamera in cui la temperatura del CCD è regolata per tutta la notte entro una frazione di grado. Questo risponde completamente alla tua domanda. Nel mio modello Audine, la temperatura del CCD può fluttuare di diversi gradi durante la notte e, in effetti, questo potenzialmente rappresenta un problema. Per regolarlo, almeno in parte, utilizzo una procedura automatica nel software Iris che regola il livello dell'immagine del segnale dark in modo che la sottrazione sia ottimale. Per ottimale, dovrebbe essere inteso che il risultato è il migliore possibile rispetto al rumore nell'immagine dopo l'elaborazione. In pratica non funziona male.

Raymond - È obbligatorio che il tempo di esposizione per le immagini dei dark sia uguale al tempo di esposizione per le immagini degli spettri?

Aude - La regola importante è che il tempo di esposizione per le immagini dark non deve essere inferiore a quello delle immagini da elaborare. Per esperienza, anche un tempo di esposizione molto più lungo per l'immagine del segnale scuro non è necessariamente positivo: ci vuole molto tempo per acquisirlo, aumentano i rischi di avere incidenti durante le esposizioni, non c'è necessariamente una relazione strettamente lineare tra segnale termico e tempo di esposizione... Con la camera Audine ho preso l'abitudine di praticare lo stesso tempo di esposizione per i dark e per le immagini del cielo. Normalmente, come minimo, si dovrebbe fare una sequenza all'inizio della notte e un'altra alla fine della notte, ma riconosco che questo non è sempre il mio caso e mi affido molto alla tecnica dell'ottimizzazione numerica della corrente di oscurità di cui ti ho appena parlato. Questi vincoli sono le conseguenze della non regolazione termica del CCD.

Passiamo ora al calcolo dell'immagine flat-field, che vi ricordo è una specie di mappa di sensibilità del vostro strumento a seconda di dove vi trovate nell'immagine. Qui, c'è una differenza rispetto alle tue abitudini nel cielo profondo.

Alain - Il flat field è la piaga dell'imaging CCD! Soffro davvero con loro.

Aude - Sì, e ho anche intenzione di aggiungere un livello! Normalmente per ottenere l'immagine a flat field, il telescopio deve essere puntato su una gamma di luce uniforme, ad esempio lo sfondo del cielo al tramonto, uno schermo bianco posto davanti al telescopio, o un diffusore che si osserva in trasparenza all'ingresso del tubo. In questo caso ho puntato su uno schermo non proprio bianco, il muro del mio appartamento, illuminato da una volgare lampada da scrivania. Mi vergogno un po'... Ecco come appare:



Christian - Dì Aude, mi stai scadendo! Ho sentito parlare di sofisticate scatole luminose poste davanti al telescopio. La tua soluzione è a dir poco rustica in confronto!

Aude - Rustica sì, ma non fidarti troppo delle apparenze. Ci vorrebbe un intero corso per discutere il modo migliore per ottenere un'immagine flat. Credetemi per esperienza, una grande parete illuminata a 3 o 4 metri dall'ingresso del telescopio non è poi così male. Anche se la parete non è perfettamente piana, come qui, non è molto grave perché la sua immagine è così sfocata nel punto focale del telescopio, che le disuniformità vengono completamente cancellate. Dove sono un po' in colpa è che il muro non è bianco immacolato e che l'illuminazione utilizzata è una lampada a incandescenza volgare, la cui luce non assomiglia a quella che giunge dalle stelle o lo sfondo del cielo. Ma cercherò di spiegarti che tutto questo non è poi così male. Ecco una tipica immagine a campo piatto ottenuta in queste condizioni:



Raymond - Diavolo, questa immagine non è per niente uniforme.

Aude - Esatto. Dobbiamo ora essere molto attenti, perché stiamo entrando direttamente in ciò che fa l'essenza dell'acquisizione spettrale. Quando si esegue un campo piatto per correggere le immagini del cielo profondo, ogni pixel reagisce a modo suo alla quantità di luce che riceve. Il colore della luce ricevuta, spesso una luce bianca per giunta, è identico in ogni punto del CCD. La mappa flat-field ottenuta in queste condizioni traduce quindi bene la risposta relativa dello

strumento nel campo dell'immagine. In spettrografia la situazione è ben diversa per via del fatto che la luce viene dispersa spettralmente sulla superficie sensibile, il segnale in uscita dal CCD dipenderà sicuramente dalla sensibilità intrinseca di ciascun pixel o dalla presenza di polvere davanti ad essi, ma anche e soprattutto dal contenuto spettrale della luce analizzata. Inoltre, i pixel di un sensore CCD non rispondono tutti allo stesso modo a seconda del colore della luce incidente.

Supponiamo di osservare una luce ricca di raggi rossi e povera di raggi blu. I pixel che si trovano nella parte blu dello spettro vedranno quindi meno luce rispetto ai pixel che hanno la fortuna di intercettare la parte rossa (a sinistra nella nostra immagine). Poiché inoltre il CCD generalmente risponde meglio ai raggi rossi che ai raggi blu, il segnale osservato nell'immagine sarà nettamente maggiore sul lato rosso che sul lato blu. Da parte mia, uso una normale lampada a incandescenza a filamento di tungsteno per illuminare il muro. Una tale sorgente di luce emette un massimo di radiazione nella parte rossa dello spettro, o anche nell'infrarosso. Tutte queste considerazioni spiegano l'aspetto della nostra immagine a campo piatto. Se visualizzo nuovamente questa immagine, colorando artificialmente le parti più luminose di rosso e le parti più deboli di blu, ho una sorta di rappresentazione dello spettro in "veri falsi" colori:



Raymond - Ci stai mostrando in questa immagine che la parte rossa dello spettro è a sinistra e che è questa parte dello spettro che è la più intensa.

Aude – E' così. Il punto importante da ricordare è che non è possibile utilizzare questa immagine flat-field come mappa di sensibilità del CCD e più in generale dello strumento. Infatti, se l'aspetto del flat-field dipende dalla risposta intrinseca dei pixel, dipende anche dal contenuto spettrale della sorgente luminosa utilizzata per acquisirlo, ed è lì che nascono i problemi. Dividere le nostre immagini del cielo per questo campo piatto, che chiamiamo campo piatto medio, fa più male che bene. È un po' come se nell'imaging CCD tradizionale si facesse il flat-field osservando un range di luce che non sia uniforme: la mappa di sensibilità non dipende più solo dalle caratteristiche dello strumento perché interviene l'omogeneità della luce della sorgente.

Christian - Allora qual è il metodo corretto per ottenere un campo piatto in spettrografia? Sono un po' preoccupato!

Aude - Anche io! Scherzi a parte, è una difficoltà piuttosto seria, ma ci sono almeno due modi per uscirne.

Il primo, che mi limiterò a citare brevemente, è legato alla proprietà del nostro spettrografo che permette di inviare l'immagine di ordine zero del reticolo di diffrazione direttamente al CCD, senza dispersione. In questo caso il sensore è illuminato da una luce bianca e ci troviamo nella situazione di un classico campo piatto deep-sky. Bisogna fare attenzione con questo metodo perché il percorso ottico seguito dalla luce non è esattamente lo stesso che durante l'acquisizione degli spettri.

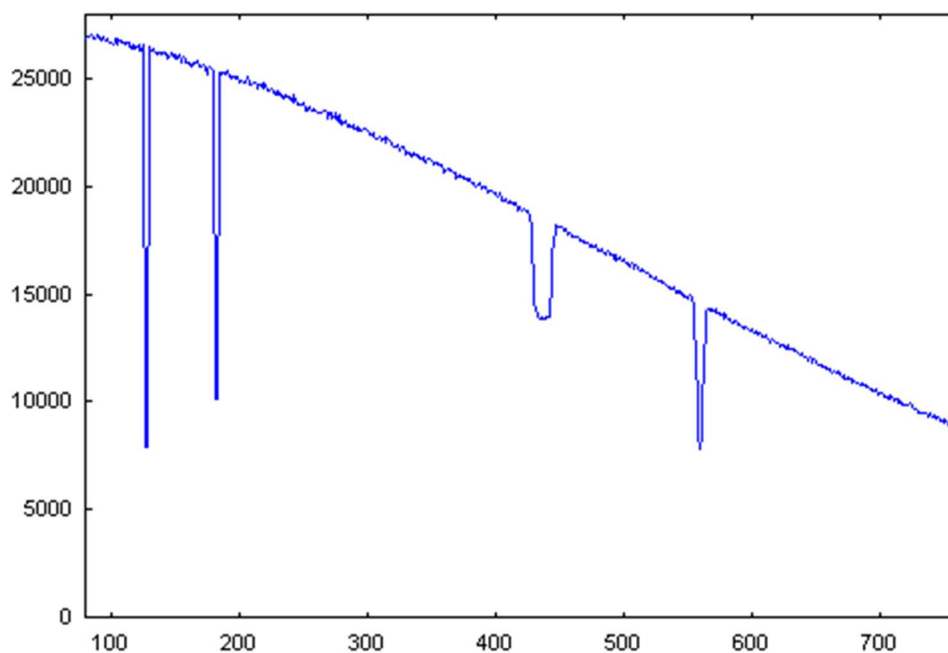
Il secondo metodo consiste nel considerare che il campo piatto medio osservato è il prodotto di due campi piatti elementari. Il primo campo piatto elementare è caratteristico delle piccole variazioni della luce nel campo dell'immagine. Sarà chiamato "campo piatto standardizzato". Il secondo campo piatto elementare, invece, traduce le rapide variazioni di sensibilità a scale della dimensione di pochi pixel o al massimo di poche decine di pixel. Quest'ultimo flat-field tiene

conto delle variazioni di sensibilità da pixel a pixel o anche delle ombre proiettate, di dimensioni relativamente modeste, causate dalla presenza di polvere nel percorso ottico.

L'idea di base è quella di estrarre questi due flat-field elementari dal flat-field medio, quello ottenuto osservando lo schermo, quindi utilizzare il flat-field normalizzato per elaborare solo le variazioni di sensibilità su piccola scala. Il problema delle lente variazioni di sensibilità nel campo, dovute ad esempio alla vignettatura ottica, o alla presa in considerazione della risposta dei pixel alla luce colorata, sarà affrontato in seguito, quando faremo la calibrazione del flusso degli spettri, durante la sessione 4. Al momento, utilizzeremo la misura dello spettro di una stella nota e confronteremo questo spettro con lo spettro teorico previsto per questa stella.

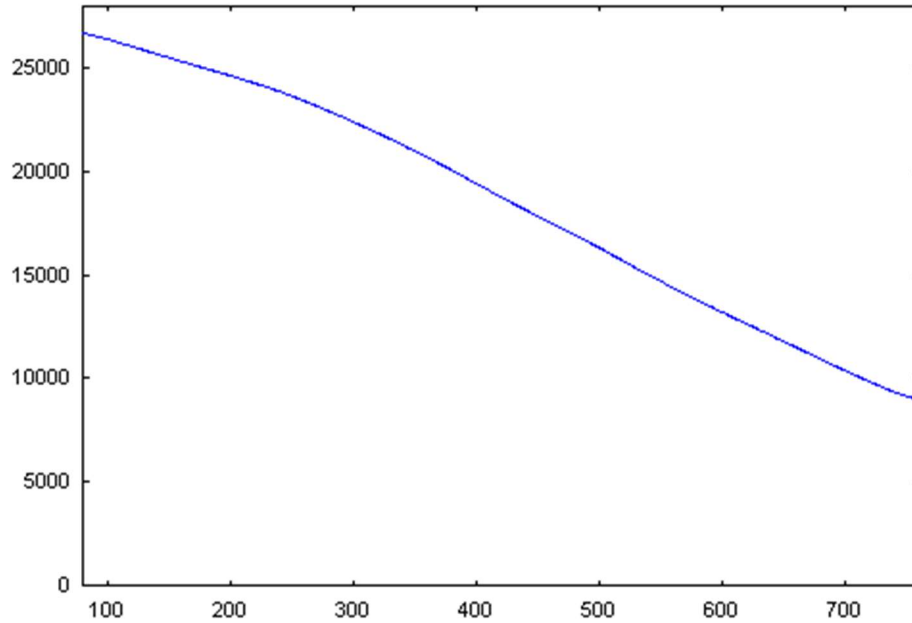
Raymond, Christian, Alain - (nei cuori) Oops, sta diventando complicato!!!

Aude - Lo ammetto. Siamo qui in una parte ostica della spettrografia, vi avevo avvertito. Cercherò di mostrarvi concretamente cosa succede con le immagini, o più precisamente, con le curve. Osservate il grafico seguente:



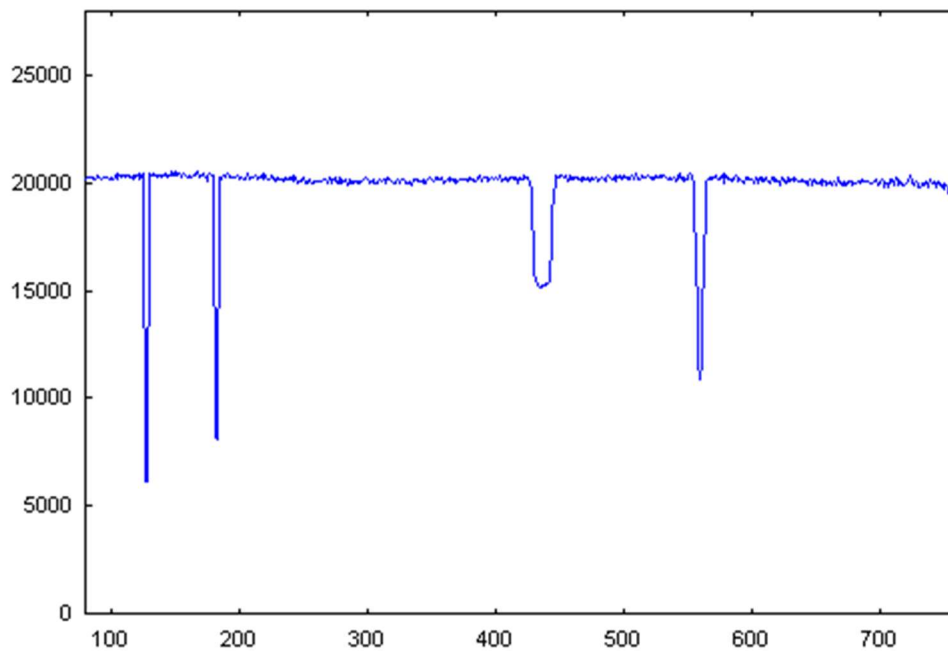
È un profilo fotometrico nell'immagine media in campo piatto ottenuta osservando il muro. La sezione passa per l'asse orizzontale dell'immagine. Sull'asse delle ascisse troviamo il numero di pixel e sull'asse delle ordinate troviamo l'intensità di questi pixel. Cosa vedete? La pendenza lenta discendente da sinistra verso destra corrisponde alla pendenza che abbiamo già evidenziato nell'immagine bidimensionale. In sostanza questa variazione è dovuta al contenuto spettrale della sorgente luminosa utilizzata, che è una normale lampada a filamento di tungsteno e che emette principalmente un segnale nella parte rossa dello spettro. L'effetto è ulteriormente rafforzato dal fatto che il rivelatore CCD è intrinsecamente più sensibile alla luce rossa rispetto alla luce blu. Inoltre, ho aggiunto artificialmente all'immagine incidenti che simulano la presenza di polvere di dimensioni maggiori o minori e opacità maggiore o minore. Queste sono le righe che si osservano nel profilo fotometrico.

Ecco ora l'aspetto del nostro campo piatto dopo un'intensa pulizia digitale:



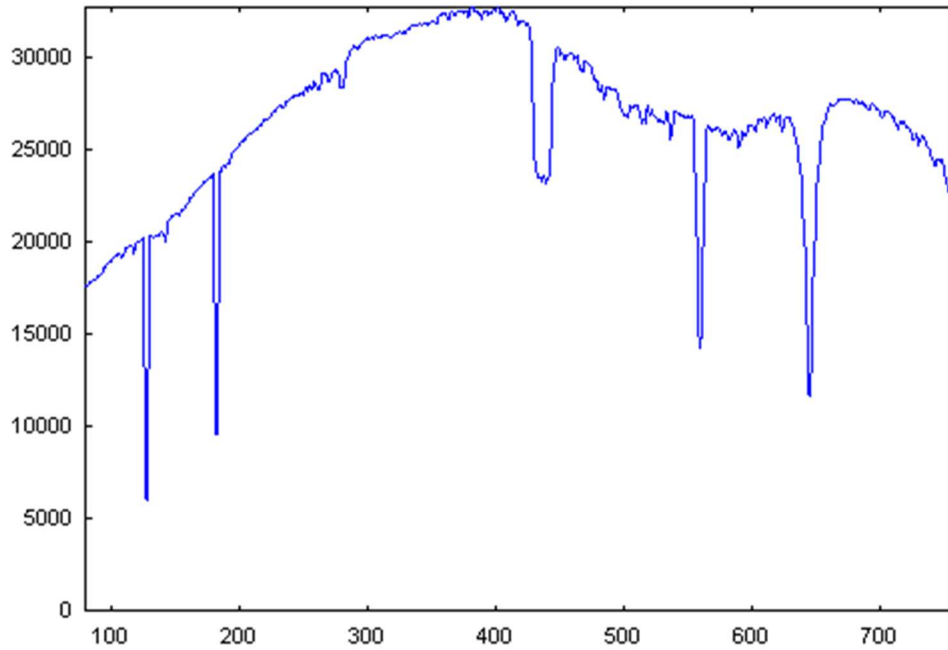
I difetti di piccola scala sono scomparsi.

Ora calcoliamo il campo piatto normalizzato dividendo il campo piatto iniziale per la sua versione pulita:

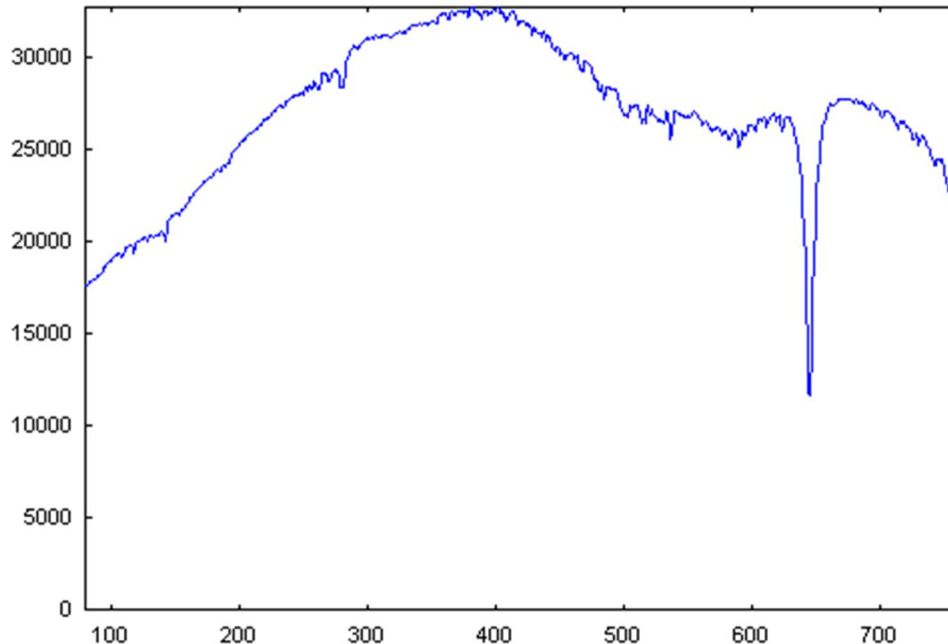


Questo flat-field standardizzato porta solo la firma di difetti legati alla presenza di polvere o variazioni di sensibilità da pixel a pixel.

Prendiamo ora lo spettro di una stella e mostriamo il suo profilo fotometrico:

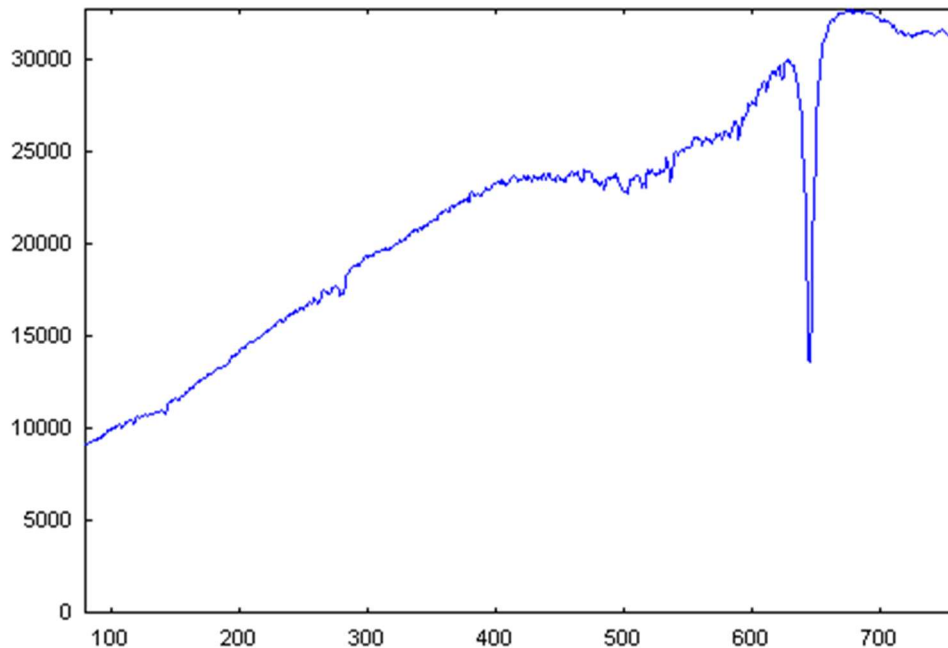


La curva è la distribuzione del flusso della stella in funzione della lunghezza d'onda, ma possiamo anche vedere la risposta del nostro strumento. Le righe causate dalla polvere sono chiaramente visibili e potrebbero essere confuse con le righe spettrali se non fossero eliminate. Ora dividi il profilo spettrale della stella per il campo piatto normalizzato:



Il flat-field standardizzato ha fatto il suo lavoro: i difetti indotti dalla polvere sono completamente scomparsi. Si noti che l'aspetto generale dello spettro rimane intatto. Le protuberanze che vediamo non sono specifiche della stella, ma riflettono il modo in cui lo strumento nel suo insieme risponde a un flusso colorato incidente. Questo difetto strumentale residuo verrà trattato durante la calibrazione del flusso che vedremo nella quarta sessione di questo tirocinio. **Alain** - Ma se tratto lo spettro della stella direttamente col campo piatto realizzato sulla parete, cosa succede?

Aude - Facciamolo. Ecco il risultato:



Le ombre proiettate dalla polvere sono completamente scomparse. Questo è normale perché il campo piatto conteneva la loro firma. Apparentemente va tutto bene... ma guarda l'aspetto dello spettro. La sua fisionomia è profondamente modificata e ora si discosta dal contenuto spettrale effettivamente inviato dalla stella. La cosa grave qui è che se avessi usato una lampada al tungsteno più calda, la pendenza nel campo piatto medio sarebbe cambiata perché questa lampada emette quindi più radiazioni nel blu. Dividendo lo spettro della stella per quest'ultimo campo piatto otterrei un profilo spettrale ancora diverso. Questo chiaramente non è il metodo giusto per trovare il vero spettro della stella.

In sintesi, tratteremo qui solo i difetti di tipo polvere utilizzando il campo piatto normalizzato. Il problema della correzione della risposta spettrale dello strumento verrà risolto durante l'operazione di calibrazione del flusso che vedremo più avanti.

Alain - Va bene, si sta cominciando a chiarire!

Aude - In ogni caso spero di far capire meglio la procedura svolgendola davanti a voi. Per prima cosa calcolerò un campo piatto mediano da una sequenza di tre campi piatti realizzati osservando il mio muro.

Christian - È anche un numero che ti piace!?

Aude - No, lì ho fatto un piccolo errore al momento dell'acquisizione. Il numero di immagini flat-field in stock è insufficiente. Ma tranquillo, servirà lo stesso perché il livello medio di queste immagini è superiore all'intensità degli spettri che elaboreremo. Questa è una regola da rispettare per non danneggiare i nostri cari dati.

Cristiano - Ti perdono tutto (occhio tenero).

Aude - prima di calcolare la mediana dei nostri tre flat-field, dobbiamo armonizzarne l'intensità, un po' come se l'illuminazione e il tempo di esposizione per le tre acquisizioni fossero rigorosamente identici. Qui non è così perché per acquisire queste immagini ho operato così: lancio un'esposizione di 10 secondi, appena inizia il conto alla rovescia del tempo di integrazione accendo la lampada per 8 secondi poi spengo poco prima della fine del conto alla rovescia, finalmente lascio terminare tranquillamente la fine dell'esposizione e la lettura del CCD. Il tempo di illuminazione della parete è quindi di 8 secondi ma con un margine di errore di pochi decimi di secondo dato il lato manuale dell'operazione. I flat-field elementari quindi non hanno

esattamente la stessa intensità, da qui la necessità di armonizzarli, diciamo anche di normalizzarli, prima del compositing. Per questo, devono essere moltiplicati per una costante adeguata. Con il software Iris, ecco cosa fare per i tre campi piatti F-1, F-2, F-3:

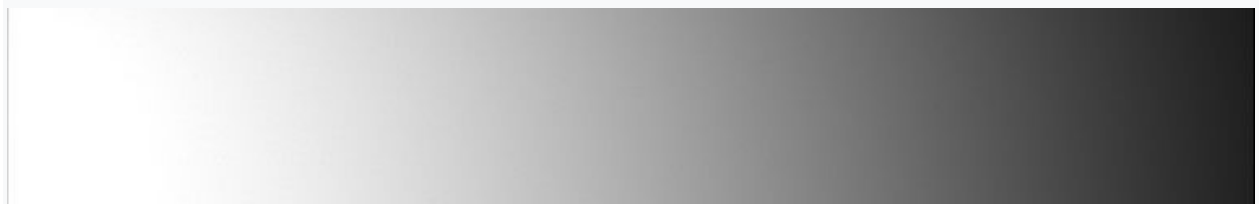
```
SUB2 F- OFFSET I 0 3
NGAIN2 I I 20000 3
SMEDIAN I 3
SAVE FLAT1
```

Il primo comando rimuove il segnale di offset da ogni flat-field producendo una nuova sequenza di immagini I1, I2 e I3. Non dimenticare questa operazione! Il segnale scuro non viene sottratto perché il tempo di esposizione è qui considerato sufficientemente breve perché il segnale termico abbia un valore trascurabile. Il secondo comando porta il livello mediano di ogni flat-field a 20000 e sovrascriviamo la sequenza I1, I2, I3 con questo risultato. Il valore della costante di normalizzazione, qui 20000, è arbitrario. Un valore relativamente alto è una buona scelta, ma bisogna controllare attentamente che ogni punto del flat-field non superi il fatidico livello di 32767 dopo la normalizzazione.

Christian - Perché 32767 è un livello fatale?

Aude - Questo è specifico per il software Iris che codifica le immagini nella memoria del computer a 15 bit. L'intensità massima che può essere rappresentata con tale codifica è 32767.

Il comando seguente è ora classico. Fornisce l'immagine mediana dei tre campi piatti normalizzati. Infine il risultato viene salvato con il nome FLAT1. Ecco come appare:



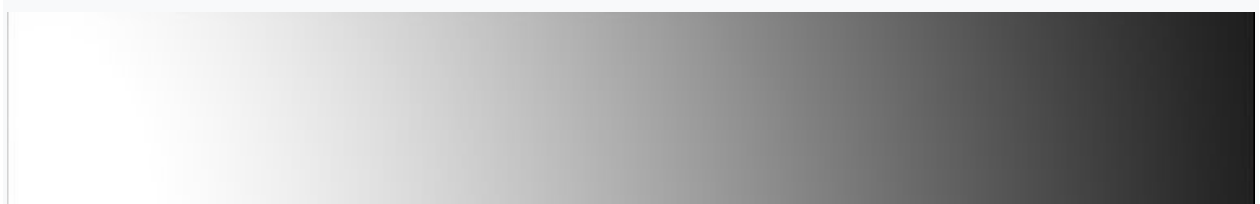
Alain - Non vediamo molte differenze con un campo piatto elementare...

Aude - Sì, è vero vista la visualizzazione. Ma credetemi, il rumore è leggermente diminuito e soprattutto il rischio di vedere gli artefatti rimasti da un incidente durante lo scatto delle immagini elementari è seriamente ridotto.

Calcoliamo ora il flat-field normalizzato. Per fare ciò, devi iniziare pulendo molto fortemente l'immagine FLAT1 per rimuovere tutti i dettagli fini. Per questo utilizzo il comando GAUSS3 ad alto coefficiente, che corrisponde ad un generoso smoothing:

```
GAUSS3 25 1
SAVE LISSE
```

L'ultimo parametro di questo comando permette di escludere dal calcolo un bordo di 1 pixel attorno all'immagine. Ciò evita alcuni problemi di calcolo ai bordi dell'immagine. Ecco il risultato:



Raymond - Cosa intendi esattamente per smoothing?

Aude - Devi immaginare l'immagine come una superficie ruvida, piena di asperità. Lo smoothing equivale a far scorrere una specie di panno su questa superficie per renderla liscia. Matematicamente, procediamo calcolando la media dell'intensità dei punti vicini nell'immagine. Otteniamo il campo piatto normalizzato dividendo il campo piatto medio iniziale (mediana di 3 campi piatti elementari) per il campo piatto pulito:

```
LOAD FLAT1
DIV LISSE 20000
SAVE FLAT2
```

L'immagine FLAT2 si presenta così:



È molto uniforme e non mostra segni di polvere. Il CCD è molto pulito, per una volta. Ora abbiamo tutti gli ingredienti per pre-elaborare gli spettri della nostra stella.

Alain - A proposito, non ci hai detto che stella è.

Aude - Risponde al nome di HD45677. Non è un oggetto molto luminoso, magnitudine 7,55. Fa parte della famiglia delle stelle Be che talvolta presentano righe di emissione, in particolare quelle dell'idrogeno. Queste linee sono spesso molto variabili. Nel caso dell'HD45677, l'emissione della linea H-alfa dell'idrogeno nel rosso, alla lunghezza d'onda di 6563 angstrom, è eccezionalmente forte. Questa linea è il punto luminoso che può essere visto all'estrema sinistra dello spettro. Anche la linea H-beta dell'idrogeno nella parte blu-verde è in emissione alla lunghezza d'onda di 4861 angstrom...



Ho creato 14 spettri successivi di questa stella, ciascuno in posa per 120 secondi. Il tempo di esposizione cumulativo è quindi di 28 minuti. Questi sono file di immagine denominati 45677-1, 45677-2, 45677-3, ecc. Un consiglio, in Iris per conoscere il numero di immagini in una sequenza: digita il comando NUMBER con il nome generico delle immagini come parametro:

```
Commande - number 45677-
>number 45677-
nombre d'images = 14
Date (J/M/A) : 25.9104 / 2 / 2002
>
```

Alain - C'è anche una data che è riportata, sembra?

Aude - Esatto, è la data di metà ripresa della sequenza. Va bene, questo è il grande momento: inizieremo a elaborare i nostri spettri. Per prima cosa, con il mouse, definisci un rettangolo attorno alla linea rossa dell'idrogeno trascinandolo con il tasto sinistro premuto:



Quindi richiama la finestra di dialogo Preelaborazione degli spettri nel menu Elaborazione. Ecco la finestra di dialogo quando si apre:

Alain - Strano, il programma sa già che vogliamo elaborare i file 45677- e che ci sono 16 immagini!

Raymond - È trasmissione del pensiero?

Aude - No, non c'è nessun mistero. È stato quando hai digitato il comando NUMBER che i campi in questa finestra di dialogo si sono riempiti automaticamente. Bene, completeremo il resto. Come faresti Christian?

Cristian - Perché io?

Aude - Non lo so, mi è venuto così!

Cristiano - Va bene. Per il campo Offset, metterei il nome OFFSET, che è l'immagine che abbiamo prodotto in precedenza. Lo stesso per il campo Scuro, inserirò DARK, l'immagine del segnale termico. Per il campo piatto, esito. Devo mettere FLAT1 o FLAT2?

Aude - Quello che vogliamo correggere qui sono i difetti su piccola scala, ad esempio la cancellazione della traccia di polvere che potremmo accidentalmente prendere per righe spettrali se, per sfortuna, il loro profilo venisse proiettato sullo spettro.

Christian - Quindi useremo l'immagine FLAT2. Per il campo File cosmetico non saprei.

Aude - Questo campo richiede un file di testo in cui è possibile inserire una serie di semplici comandi che consentono, ad esempio, di cancellare un pixel particolarmente deteriorato in tutte le immagini della sequenza. Allo stesso modo, è possibile gestire i problemi con le colonne

inattive nell'immagine. Il nostro CCD gode di ottima salute, quindi non utilizzeremo questa possibilità. Puoi lasciare questo campo vuoto, per il resto Christian ti aiuterò io.

Dovresti sapere che tra le funzioni nascoste dietro la finestra di dialogo, ce n'è una che sarà responsabile del ritaglio di tutti gli spettri rispetto al primo della serie. Per fare ciò, Iris esegue una traslazione lungo l'asse orizzontale e verticale entro una frazione di pixel in modo che gli spettri si sovrappongano perfettamente. Affinché Iris funzioni, devi prima designare il dettaglio nello spettro che servirà come riferimento da un'immagine all'altra. Questo è ciò che abbiamo fatto in precedenza quando abbiamo inquadrato la linea H-alfa con un rettangolo di selezione. Nel campo Larghezza striscia inserisci la larghezza approssimativa della striscia in pixel alla sua base. Qui questa larghezza è stimata in 9 pixel. Questo parametro verrà utilizzato per calcolare il baricentro della linea, che darà la sua posizione nell'immagine. E' comunque necessario specificare se la linea selezionata è in emissione o in assorbimento. In questo caso è ovviamente l'opzione emissione che deve essere scelta.

Il penultimo campo corrisponde al nome generico delle immagini preelaborate e l'ultimo campo contiene il numero di immagini nella sequenza. Ecco la finestra di dialogo completata:

Prétraitement des spectres

Nom générique d'entrée : 45677-

Carte Offset : offset

Carte Dark : dark Optimisation

Carte Flat-field : flat2

Fichier cosmétique :

Largeur de la raie : 9

Absorption Emission

Nom générique de sortie : i

Nombre d'images : 14

OK Annuler

Fare clic su OK per avviare l'elaborazione. Dopo alcuni secondi il risultato viene visualizzato sullo schermo.



Salvalo sul tuo disco rigido, ad esempio facendo:

SAVE T

Si noti che stiamo iniziando a vedere un bel po' di dettagli nello spettro. Questo diventa interessante...

Raymond - Wow, stai andando un po' veloce! C'è molto movimento sullo schermo, sembra muoversi e lampeggiare dappertutto. Puoi dirci di cosa si tratta?

Aude - Sì certo, è importante. Per prima cosa il software sottrae l'immagine offset da tutte le immagini nella sequenza di input. Quindi procede a sottrarre il segnale di dark. Per fare ciò, moltiplica l'immagine dark, che è la nostra immagine DARK, per un coefficiente adeguato, in modo da ottimizzare il livello di rumore dopo la sottrazione dall'immagine da elaborare. Ricordiamo che questo permette di compensare una differenza di temperatura tra il momento in cui è stata acquisita l'immagine del segnale termico e le immagini del cielo. La regolazione del nero viene ripetuta per ogni immagine nella sequenza.

Christian - Questo è probabilmente il motivo per cui devi selezionare l'opzione Ottimizzazione nella finestra di dialogo?

Aude - Certamente. Se non si seleziona questa opzione, l'immagine DARK senza regolazione viene sottratta direttamente da tutte le immagini nella sequenza.

Dopo aver sottratto l'offset e il segnale dark, il programma divide le immagini per il campo piatto. L'operazione successiva consiste nel portare il livello dello sfondo mediano del cielo di ciascuna immagine vicino a zero. Per chi conosce un po' di Iris, viene utilizzata la funzione NOFFSET2. Il calcolo è semplice: per una data immagine, il programma calcola il valore mediano di tutti i pixel, quindi sottrae questa costante da tutti questi pixel. Questo passaggio è interessante perché evita di perdere gran parte della dinamica durante i calcoli che seguiranno se lo sfondo del cielo è luminoso, il che del resto è un po' il nostro caso.

Raymond - Normalmente il segnale di fondo del cielo e il segnale stellare ci giungono sommati?

Aude - Certamente. Hai ragione a chiedermi di chiarirlo, è un problema importante, soprattutto in spettrografia. Sai che il cielo non è mai completamente buio di notte. È peggio se si osserva in città, l'abbiamo visto. Al segnale vero e proprio delle stelle si aggiunge quindi questo tipo di bagliore di fondo, che viene chiamato fondo del cielo. È un segnale parassita allo stesso modo del segnale termico. Un passaggio critico di elaborazione che vedremo tra poco è rimuovere con attenzione questa luminosità dal fondo del cielo. L'immagine spettrale assomiglierà quindi a quella che si otterrebbe con un cielo ideale perfettamente nero, un'immagine in cui è visibile solo lo spettro della stella. Per il momento con il comando NOFFSET2, Iris lavora in maniera molto approssimativa. Inoltre, se al termine della procedura automatica sposti il mouse all'interno dello spettro, vedrai che l'intensità di alcuni pixel è fortemente negativa. Non è molto corretto! Affineremo la rimozione dello sfondo del cielo in seguito.

In questa fase, il programma potrebbe rimuovere i difetti estetici, ma non è il nostro caso. Iris esegue quindi una delicata procedura che consiste nello spostare orizzontalmente e verticalmente, entro una frazione di pixel, tutti gli spettri della sequenza in modo che si sovrappongano esattamente allo spettro della prima immagine. Come ho detto prima, questa si chiama allineamento. Il programma utilizza per questo la riga che abbiamo selezionato con il mouse. Questo dettaglio dello spettro deve essere ben contrastato affinché la procedura funzioni correttamente. In generale, troviamo sempre un'area adatta. In caso contrario, tieni presente che in Iris esistono metodi manuali per ottenere l'allineamento, ma sono più laboriosi. Come avrete capito, l'allineamento compensa a posteriori i difetti di inseguimento del telescopio. Nel mio caso, che non sono bene in stazione, questa funzione è molto utile.

Christian - Sempre pigro eh Aude?

Aude - Sì (sguardo mutevole). La prima fase di pre-elaborazione è quasi completa. Il programma salva su disco una sequenza alla quale sono stati applicati tutti i trattamenti descritti. Nel nostro caso, questa cosiddetta sequenza di output è I1, I2, I3, ... I14. Ma non è ancora finito, la nostra procedura di elaborazione automatica continua ancora un po'. Iris somma i fotogrammi della sequenza di output. Se necessario, moltiplica ogni immagine per un coefficiente in modo che la

somma non superi 32000, per evitare qualsiasi rischio di overflow della capacità di calcolo. Per gli specialisti di Iris, fareste lo stesso digitando il comando:

ADD_NORM I 14

L'ultima funzione della procedura automatica mira a raddrizzare lo spettro.

Alain - Raddrizzare, beh, non è vero?

Aude - Dai un'occhiata da vicino allo spettro grezzo di HD45677. Ovviamente lo spettro non è perfettamente orizzontale. Ciò è dovuto all'orientamento delle linee del reticolo di diffrazione che non sono parallele alle linee del CCD. Il problema è puramente strumentale. Può essere corretto sullo spettrografo grazie a piccole viti di spinta sul lato del reticolo per regolarne l'orientamento, ma la regolazione non è stata effettuata prima di questa ripresa. Inoltre, lo spettro non è strettamente rettilineo. La leggera curvatura osservata è un difetto ottico abbastanza standard negli spettrografi. È indotto dagli angoli di incidenza e di diffrazione al reticolo, e forse anche da qualche distorsione dell'obiettivo fotografico. Iris propone una procedura che mira a raddrizzare lo spettro correggendo sia l'inclinazione che la curvatura. La posta in gioco è alta quando si tratta di ottenere in seguito uno spettro unidimensionale. Questa procedura è relativamente semplice: per ogni colonna dell'immagine, il programma calcola il valore di una specifica traslazione verticale in modo tale che il baricentro dello spettro sia comune a tutte le colonne. È possibile verificare che alla fine del trattamento lo spettro sia effettivamente rettilineo. La procedura automatica si ferma qui.

Christian - Prima hai elogiato i meriti del compositing mediano, ma qui, se ho capito bene, ti accontenti di sommare semplicemente le 14 immagini. Non c'è una contraddizione?

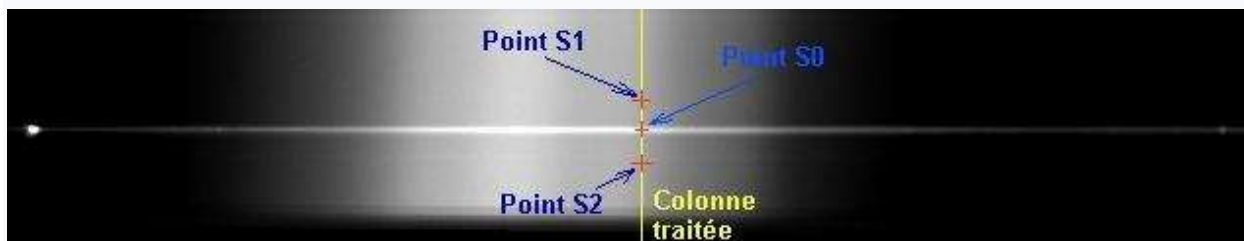
Aude - Sarebbe davvero possibile utilizzare il compositing mediano anche qui, ma mostriamo che in termini di rapporto segnale-rumore, la mediana è leggermente meno efficace della buona vecchia somma. Questa considerazione diventa importante quando si tratta di segnali abbastanza deboli in cui il rumore gioca un ruolo non trascurabile. Quando si componevano immagini offset, dark, flat-field, il problema non si poneva in questi termini. Nel caso specifico, se un artefatto colpisce una delle immagini nel posto sbagliato, cioè nello spettro, esistono strumenti che effettuano un'aggiunta risolvendo questo tipo di problema. Ad esempio, il metodo sigma-clipping rifiuta dalla somma i valori che si discostano di più di un certo importo da una soglia statisticamente definita. Poiché ogni immagine preelaborata è disponibile dopo la procedura automatica, i file I1, I2, I3... nel nostro esempio, è sempre possibile aggiungerli con il metodo che ti sembra più appropriato. Ad esempio, useremo il comando COMPOSIT sotto Iris se vogliamo fare un compositing del tipo sigma-clipping.

Alain - L'ampia barra verticale ha un'intensità davvero impressionante. Non è fastidioso?

Aude - È vero che, rispetto allo spettro della stella, è molto intenso. Va ricordato che qui vediamo la firma spettrale dell'illuminazione urbana locale. La situazione è tanto più critica in quanto la declinazione di HD45677 è di circa -11° , il che significa che non è mai molto alta nel mio cielo. Ricorda anche che questo oggetto è relativamente debole e capirai quindi perché lo spettro dello sfondo del cielo domina in certi punti lo spettro della stella, principalmente nella parte gialla. Ti mostrerò che è semplice, tramite l'elaborazione delle immagini, rimuovere le tracce di inquinamento luminoso nel nostro spettro. L'unico problema, che può essere grave quando si osservano stelle deboli, è che il segnale proveniente dal fondo del cielo sia associato a un rumore, chiamato rumore del segnale. Questo rumore finisce per offuscare l'immagine degli spettri quando l'oggetto studiato è molto debole. Questo è ciò che limita la capacità di rilevamento di un determinato strumento.

Il principio utilizzato per rimuovere il fondo del cielo si basa sull'idea che l'intensità di questo fondo è più o meno la stessa lungo una colonna del CCD. In particolare, è approssimativamente

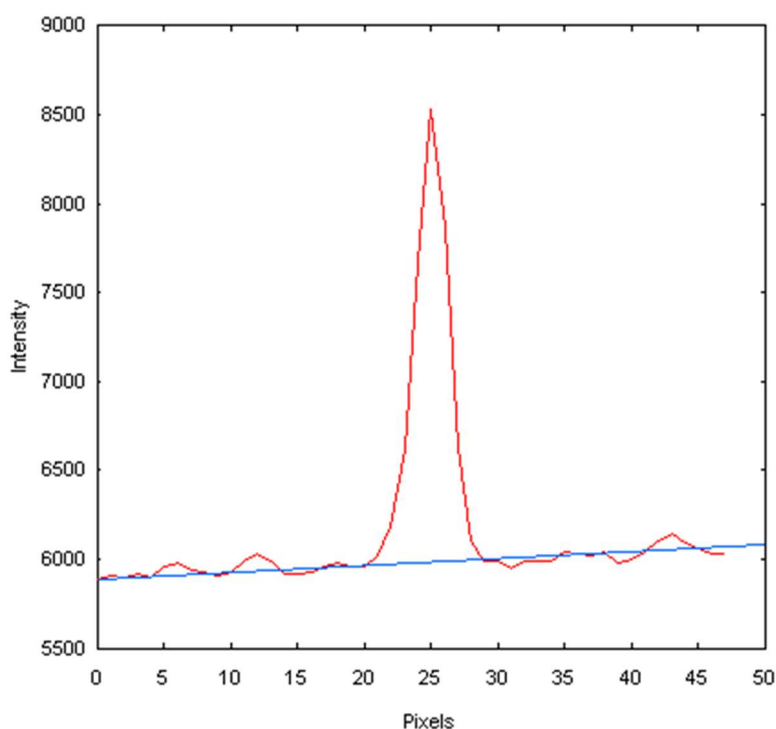
lo stesso nelle aree vicine allo spettro e situate su entrambi i lati di esso lungo l'asse perpendicolare alla dispersione. Il valore del fondo del cielo sotto lo spettro stesso viene approssimato prendendo la media delle intensità su entrambi i lati dello spettro. Il valore trovato viene quindi sottratto dall'intensità dei pixel appartenenti a una determinata colonna. Il calcolo si ripete allo stesso modo per tutte le colonne dell'immagine. L'immagine seguente mostra il principio:



La stima del livello del fondo del cielo S_0 sotto lo spettro si calcola facendo $S_0 = (S_1 + S_2) / 2$. Quindi sottraiamo il valore S_0 da tutti i pixel nella colonna, il che porta il cielo a un'intensità approssimativamente zero. In Iris, le funzioni che eseguono tali operazioni sono denominate L_SKY e L_SKY2 , la seconda essendo una versione più automatizzata della prima. Tuttavia, ho intenzione di offrirti una procedura abbastanza simile, ma con una raffinatezza che dà una migliore stima dello sfondo del cielo.

Christian - Sono sicuro che il comando si chiama L_SKY3 !

Aude - Bravo Cristian! L_SKY3 calcola i parametri a e b di un'equazione lineare del tipo $y = a \cdot x + b$ con un metodo dei minimi quadrati passanti per il massimo, per l'intensità registrata in due zone ai lati dello spettro. Per l'interpolazione, viene quindi calcolato, lungo una colonna dell'immagine, un valore del fondo del cielo locale che obbedisce a questa equazione. Il grafico seguente mostra un esempio di profilo fotometrico dello spettro seguendo una colonna, in rosso, e la regolazione del fondo del cielo con una linea retta, in blu. Vediamo come la linea segua la lenta variazione del fondo del cielo lungo questa colonna dell'immagine:



Un dettaglio: i calcoli precedenti sono validi solo se tutti i pixel appartenenti a una colonna sono illuminati dello stesso colore. Un attento esame della nostra immagine mostra che non è così.

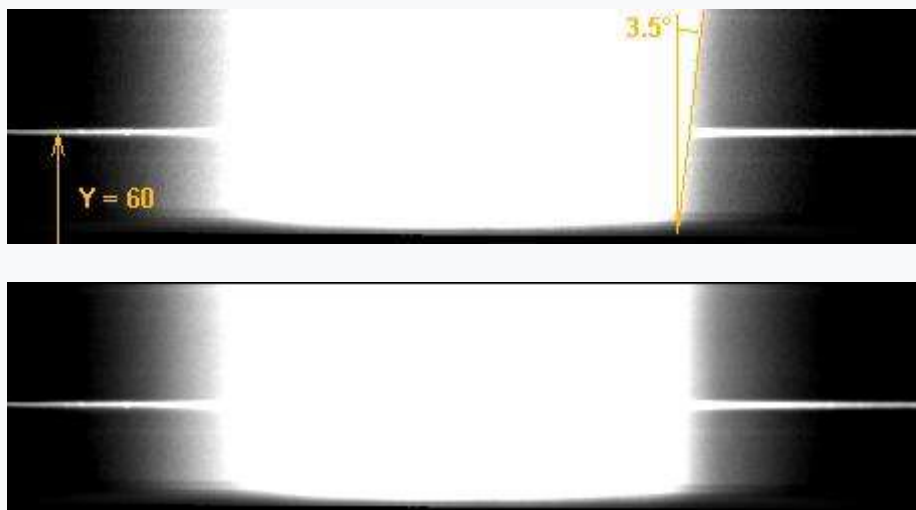
Basta guardare la fascia prodotta dall'inquinamento luminoso: appare inclinata. Tende un po' a destra. Prendi un bordo di questa striscia. Se potessi percepire questa immagine in vero colore, il bordo, per tutta la sua lunghezza, apparirebbe esattamente dello stesso colore. Ricordiamo che qui vediamo un'immagine monocromatica della fenditura d'ingresso. Il fatto che la striscia sia inclinata significa quindi che i pixel della stessa colonna non vedono la stessa lunghezza d'onda dello spettro, ma questo è fondamentale per fare una buona stima del fondo del cielo. Il rimedio consiste, in un certo senso, nel raddrizzare le righe spettrali. Per questo ogni riga deve subire una piccola traslazione, di valore distinto, in modo che alla fine le righe spettrali siano perfettamente verticali.

Christian - Ma perché le linee sono inclinate?

Aude - Sono i difetti ottici dello spettrografo la causa principale. L'inclinazione delle linee è infatti un fenomeno molto classico in questa tipologia di strumenti. Fortunatamente, può essere corretto mediante l'elaborazione delle immagini. Il software Iris ha un comando speciale per questo chiamato SLANT. Richiede due parametri. Il primo è l'angolo di inclinazione da correggere, il secondo è una coordinata in pixel lungo l'asse verticale attorno alla quale Iris eserciterà una sorta di rotazione dell'immagine. Iris trascina ciascuna linea dell'immagine entro una frazione di pixel e di una quantità proporzionale alla distanza tra essa e la coordinata verticale del punto di rotazione e proporzionale al valore dell'angolo specificato. L'angolo esatto si trova per approssimazioni successive. In questo caso è $-3,5^\circ$ (il segno dell'angolo è importante). La posizione verticale del punto di rotazione dovrebbe essere preferibilmente la coordinata verticale dello spettro della stella, cioè qui $y=60$, un valore che può essere trovato facilmente spostando il mouse sull'immagine. Per mettere le righe spettrali verticali ho usato quindi

```
SLANT 60 -3.5
```

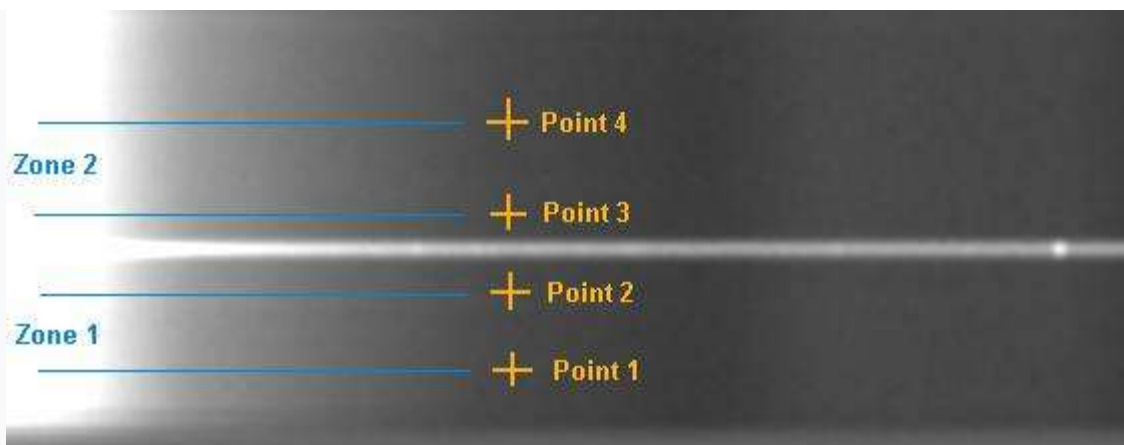
Ecco l'immagine prima e dopo la correzione:



Christian - Ma perché non hai semplicemente ruotato l'immagine di $3,5^\circ$.

Aude - Christian, questa volta sei tu che mi stai deludendo (in tono canzonatorio). Facendo come dici tu avrei effettivamente messo le righe spettrali verticali, ma l'asse di dispersione dello spettro non sarebbe più orizzontale. Invece, l'algoritmo SLANT fa un buon lavoro nel raddrizzare le linee senza influenzare l'orientamento dello spettro.

Ora è il momento di applicare il comando L_SKY3. Scrivilo. Sembra che non stia succedendo nulla. Fai clic sull'immagine in quattro punti come ti mostro nell'immagine seguente:



E' meglio attenersi all'ordine, se possibile. Hai appena definito due zone su entrambi i lati dello spettro in cui Iris calcolerà la linea retta che meglio corrisponde all'aspetto dello sfondo del cielo colonna dopo colonna.

Lo sfondo sintetico del cielo così calcolato viene automaticamente sottratto dall'immagine e il risultato viene visualizzato sullo schermo. Se ora osservi il valore dello sfondo del cielo attorno allo spettro, vedrai che è quasi zero. Lo zero della scala delle intensità della nostra stella è questa volta ben definito, il che consentirà di sfruttare lo spettro per analisi fotometriche. Nota come le linee che erano presenti e causate dall'illuminazione al sodio sono scomparse. Se così posso dire, lo spettro di HD45677 appare per la prima volta in tutto il suo splendore:



Alain - Spettacolare! Le piccole fluttuazioni che immagino negli spettri sono davvero reali?

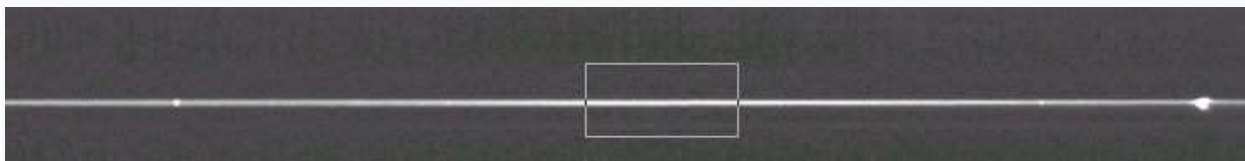
Aude - Sì, inoltre, abbiamo ancora un'ultima manipolazione che rivelerà meglio il contenuto spettrale della stella. L'idea è che il segnale che si diffonde lungo l'asse verticale va sprecato. L'informazione importante si trova infatti lungo l'asse di dispersione, cioè l'asse orizzontale dell'immagine. Raccoglieremo quindi per somma tutto il segnale diffuso lungo l'asse perpendicolare alla dispersione in un'unica linea, come se l'immagine della stella al momento dell'acquisizione occupasse una larghezza inferiore a un pixel CCD. Questa operazione è chiamata binning. Uno spettro limitato a una singola linea è chiamato spettro unidimensionale. La curva di intensità di questo spettro in funzione del numero di pixel è chiamata profilo spettrale. Poiché la tradizione vuole che la parte rossa dello spettro sia a destra e la parte blu a sinistra, è tempo di invertire la destra e la sinistra nella nostra immagine. Il comando MIRROR, senza parametri, lo fa immediatamente:



Salviamo il risultato:

SAVE T45677_1

La funzione adattata in Iris per effettuare un binning verticale sugli spettri si chiama L_BIN. Con il mouse definiamo un rettangolo che racchiuda lo spettro come mostrato nell'immagine seguente. La dimensione di questo rettangolo non ha importanza.



Quindi digitiamo il comando L_BIN. Il software calcola colonna per colonna il binning verticale tenendo conto solo dei pixel che hanno un'intensità rappresentativa rispetto al rumore dell'immagine. In genere, Iris somma le intensità su una larghezza compresa tra 7 e 9 pixel. Naturalmente, l'intervallo di sommatoria è centrato sulla parte più intensa dello spettro. Ecco il risultato:

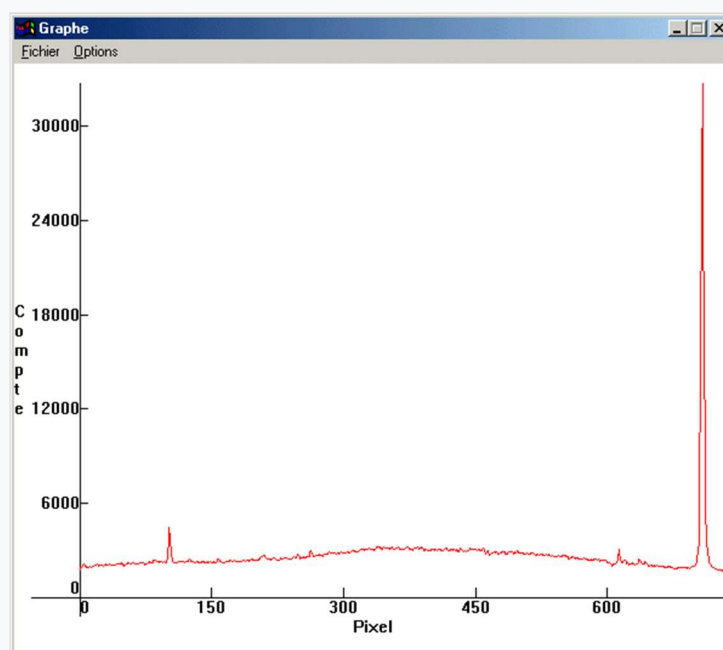


È davvero uno spettro unidimensionale, ma per renderlo più leggibile sotto forma di immagine, Iris lo duplica su 20 righe. Potete salvare questa immagine, che è il prezioso risultato della preelaborazione:

SAVE T45677_2

Si noti che il comando L_BIN richiede che lo spettro sia dritto e orizzontale. Ecco perché il passaggio di raddrizzamento dello spettro e correzione della curvatura che abbiamo effettuato in precedenza è molto importante. Iris ha dei comandi che ti permettono di lavorare direttamente su spettri curvi, ma il metodo che ho sviluppato davanti a te è il più efficace perché offre un controllo migliore di quello che stai facendo.

In questa fase è possibile visualizzare in modo alquanto sommario il profilo spettrale semplicemente digitando il comando L_PLOT:



Raymond - Si vedono benissimo le linee in emissione!

Alain - Sì, quindi la storia finisce qui?

Aude - Certamente no!!! Quello che abbiamo fatto finora è solo lavoro grossolano. Essenziale certamente, ma il più interessante deve ancora venire. In effetti, così com'è, lo spettro non è utilizzabile. Ad esempio, la curva nel continuum verso il centro del profilo spettrale non è reale, semplicemente indica che lo strumento è più sensibile in questa regione dello spettro. Difficile fare astrofisica con una tale distorsione nei dati.

Raymond - Usi spesso la parola continuum, che cos'è esattamente?

Aude - Questo è il segnale lungo lo spettro al di fuori delle righe spettrali. Tu rimuovi mentalmente tutte le linee di uno spettro, e quello che rimane è un normale spettro continuo, diciamo anche un continuum.

Alain - Ok, l'ho capito. Ma da quali basi deduci che lo spettro non è utilizzabile così com'è.

Aude - La forma dello spettro che emerge dai trattamenti precedenti non riflette la verità esatta. Intendo per verità l'aspetto che avrebbe lo spettro se fosse osservato con una perfetta catena strumentale, una specie di occhio magico che vedrebbe l'esatto segnale inviato dalla stella. Ne siamo lontani con il nostro piccolo spettrografo, ma è anche il caso di tutti gli strumenti ottici ed elettronici del mondo, che ci trasmettono un'immagine distorta della realtà. Lo scopo delle operazioni di pre-elaborazione e calibrazione è quello di effettuare il percorso inverso della luce per correggere al meglio i guasti strumentali in modo da ottenere il segnale così com'era all'ingresso del telescopio, o addirittura all'ingresso dell'atmosfera terrestre. So che il mio CCD è più sensibile al rosso che al blu e quindi interpreto con molto sospetto il fatto che il segnale registrato sia più alto nel rosso che nel blu. Le apparenze ingannano. Dovrò tenere conto di questo effetto strumentale per ricostruire lo spettro reale della stella. È solo a questo prezzo che sarà adatto all'utilizzo!

Alain - Quando dici idoneo all'utilizzo, suppongo tu intenda che possiamo fare misurazioni affidabili su di esso. Quali sono i passi che dobbiamo ancora compiere per raggiungere questo obiettivo?

Aude - Per finalizzare l'elaborazione, lo spettro deve essere sottoposto a due tipi di calibrazione, calibrazione spettrale e calibrazione del flusso. Queste operazioni cambieranno radicalmente l'aspetto dello spettro, aumenteranno notevolmente la ricchezza del suo contenuto e infine lo renderanno adatto all'uso scientifico. Tutta la bellezza della spettrografia deve quindi ancora venire. Per questo lasceremo Iris e lavoreremo con un software specializzato: VisualSpec.

Christian - Vuoi dire che abbiamo fatto solo una parte?

Aude - Sì all'incirca la metà. Ma niente panico. Avrete sicuramente notato che le operazioni finora svolte sono relativamente automatizzate. Con un po' di pratica, la pre-elaborazione completa viene eseguita in 2 minuti o anche meno, e quasi senza pensarci. La spettrografia non è troppo difficile, ma volevo mostrarvi in dettaglio il perché delle cose. Spero che abbiate imparato alcune cose.

Cristiano - Oh sì! Mia cara.

Aude - Adesso fate una breve pausa e poi riprendiamo.

PARTE 4^: LA CALIBRAZIONE DEI DATI SPETTRALI

Aude - Vi consiglio di passare alla fase di calibrazione dello spettro della stella HD45677. Riassumiamo la situazione. Durante la seconda sessione abbiamo effettuato la pre-elaborazione di una serie di immagini grezze dello spettro di questa stella. Dopo aver composto le singole immagini, abbiamo ottenuto un'immagine del profilo spettrale che è stata salvata su disco come T45677_2.

Gli spettri sono stati acquisiti con lo spettrografo descritto durante la nostra prima sessione. Sappiamo che la dispersione è di circa 2,9 Angstrom per pixel.

Raymond - Ci hai detto, Aude, quando ce ne siamo andati, che ora avremmo usato software specializzato, ma specializzato in cosa?

Aude - Fondamentalmente, le operazioni che abbiamo svolto in precedenza sul nostro spettro sono abbastanza standard nell'elaborazione di immagini CCD astronomiche: rimozione dell'offset, del segnale dark, divisione per il flat-field, registrazione, somma. C'erano sicuramente alcune operazioni speciali, come centrare le immagini su righe spettrali, correggere le distorsioni geometriche o persino ottimizzare il binning, ma niente di veramente molto complesso. Il prodotto all'uscita di tutte queste elaborazioni è un profilo spettrale in cui l'asse delle ascisse rappresenta i numeri di pixel e l'asse delle ordinate un segnale.

Le due operazioni che dobbiamo fare per poter utilizzare lo spettro sono, da un lato, la calibrazione in lunghezza d'onda dell'asse delle ascisse, dall'altro la calibrazione in flusso dell'asse dell'ordinato a ottenere la vera distribuzione spettrale dell'oggetto. Per fare ciò ti consiglio di utilizzare il software VisualSpec il cui compito è, tra l'altro, di eseguire queste operazioni.

Christian - Come si ottiene VisualSpec?

Aude - Puoi scaricarlo sul web a questo indirizzo:

<http://astrosurf.com/vdesnoux/>

È gratis. Il mio obiettivo non è insegnarti tutte le funzioni di VisualSpec. Ti darò solo alcune indicazioni. Non posso che consigliarti di leggere il manuale di riferimento e utente fornito con VisualSpec, e anche di seguire alcune delle note esplicative che puoi consultare direttamente dal web. Ad esempio:

<http://astrosurf.com/vdesnoux/howto.html>

NB-Esiste una traduzione completa in italiano del tutorial ad opera di Fulvio Mete qui

<http://www.lightfrominfinity.org/Tutorial%20VSpec/Tutorial%20Visual%20Spec.htm>

Ma prima di affrontare le operazioni di calibrazione, temo sia necessario fare un altro piccolo giro con Iris...

Alain - Cosa vuoi dire, ci avevi detto che avevamo finito le operazioni di pretrattamento!?

Raymond - Quindi ci avresti mentito!?!?

Christian - È vero questa voce Aude? Ci stai nascondendo delle cose!!!

Aude - Amici miei, sarà veloce. Ma è vero, ho omesso volutamente un dettaglio importante. Per eseguire la calibrazione del flusso della stella HD45677 è necessario conoscere la risposta spettrale dello strumento. È una curva che ci informa, a seconda della lunghezza d'onda, di come l'intero nostro strumento attenua il flusso in valore relativo. Ad esempio, poiché il sensore CCD è più sensibile nella parte rossa che nella parte blu dello spettro, la risposta strumentale sarà più

debole di un certo fattore nel blu che nel rosso. Quello che dobbiamo calcolare è il valore di questo fattore per tutte le lunghezze d'onda.

Raymond - Ma conosco già la risposta del CCD, devo solo prenderla dal manuale del sensore!

Aude - Non funziona. Quello che troverai è una risposta media, ma è possibile che il tuo CCD si discosti in modo significativo da questa media. Anche così, nello strumento non c'è solo il CCD. Troviamo il telescopio, lo spettrografo e persino l'atmosfera. Tutti questi elementi contribuiscono a modulare la risposta dello strumento a modo loro.

Raymond - L'atmosfera?

Aude - Sì, ad esempio a seconda dell'altezza della stella studiata rispetto all'orizzonte, la luce è più o meno arrossata, il che dimostra che c'è un effetto spettrale indotto dall'atmosfera.

Christian - Sembra molto difficile tenere conto di tutti questi parametri...

Aude - In effetti lo è, quindi è preferibile valutare la risposta sperimentalmente e nel modo più diretto possibile. Ho esposto brevemente la procedura da seguire durante la seconda sessione quando si discuteva del flat-field. Analizzerò questo in modo più dettagliato

La tecnica consiste nel registrare durante la notte lo spettro di una stella il cui tipo spettrale è ben noto. Idealmente, si dovrebbe scegliere una stella spettrofotometrica standard per la quale il flusso assoluto per elemento di lunghezza d'onda è noto al di fuori dell'atmosfera terrestre. Da questa osservazione, abbineremo lo spettro osservato e pretrattato della stella standard con il valore atteso del flusso per questa stella. La risposta strumentale si ottiene dividendo lo spettro osservato per il suo spettro teorico.

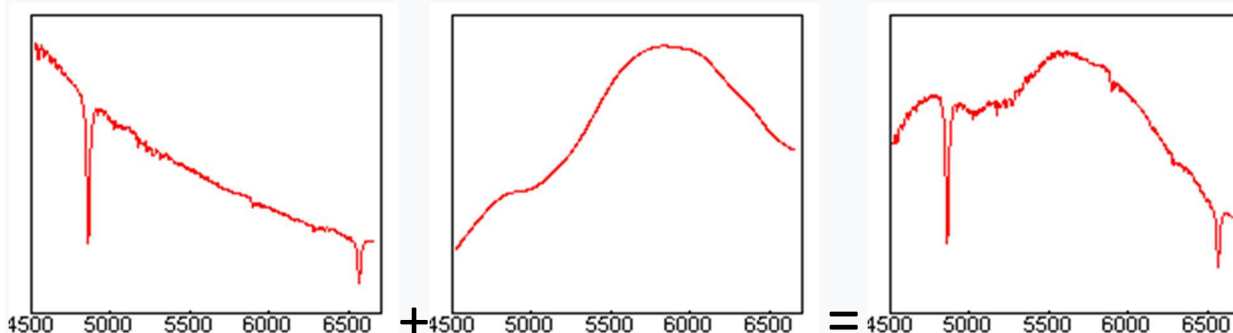
Quindi, per calcolare la vera distribuzione spettrale nella stella HD45677, sarà sufficiente dividere il suo profilo spettrale osservato per la risposta strumentale precedentemente calcolata

Tutto questo per dirvi che la stessa notte dell'osservazione di HD45677, ho realizzato lo spettro di una stella che ho assimilato ad una stella standard, in questo caso Alpha Gem, di tipo spettrale A1V. Quello che dobbiamo fare con Iris è semplicemente pre-elaborare lo spettro di quella stella.

Raymond - Queste operazioni sono piuttosto complesse, non sono sicuro di aver capito tutto.

Christian - Uh, nemmeno io (timido)...

Aude - Va bene, per Raymond e Alain, farò uno o due diagrammi. Analizza i seguenti 3 grafici:

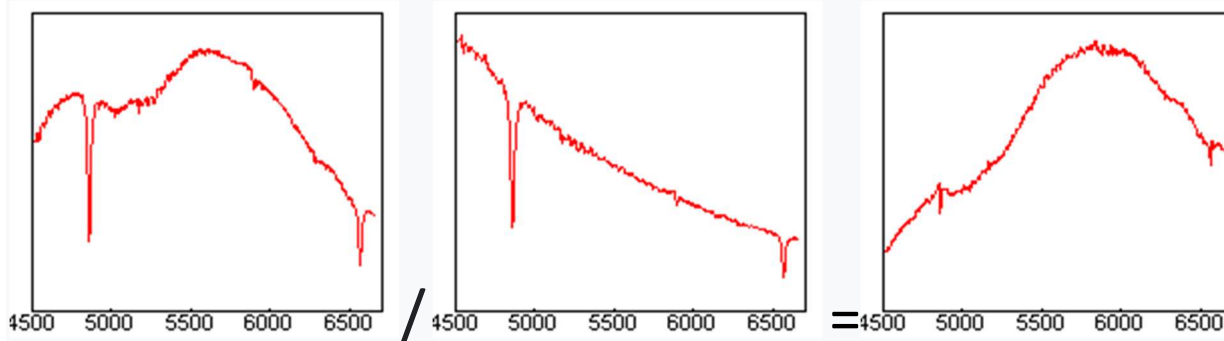


Sulla sinistra, hai il vero spettro della stella Alpha Gem, come lo si potrebbe osservare dallo spazio con uno strumento che ha una risposta assolutamente piatta qualunque sia la lunghezza d'onda. Questo spettro è caratteristico di una stella calda di tipo spettrale A, con un continuum blu intenso e profonde righe di idrogeno.

Al centro abbiamo la risposta complessiva dello strumento in funzione della lunghezza d'onda. Si tratta di dati a priori sconosciuti.

Sulla destra c'è lo spettro effettivamente osservato della stella Alpha Gem. È il prodotto della vera distribuzione spettrale della stella e della risposta dello strumento. Possiamo vedere che gli effetti strumentali distorcono notevolmente la realtà, il che mostra chiaramente l'importanza della correzione del flusso. Per rendere ciò possibile abbiamo bisogno di conoscere la risposta

spettro strumentale per invertire, mediante l'elaborazione dell'immagine, ciò che è accaduto durante l'osservazione. Ecco come ottenere questa risposta sperimentalmente:

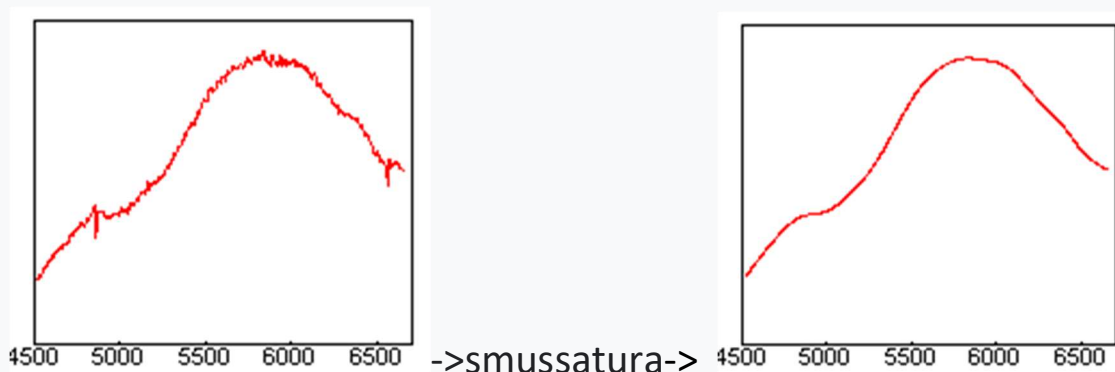


Sulla sinistra, hai un dato noto, lo spettro osservato di Alpha Gem. Questo spettro è il risultato della classica preelaborazione vista durante la seconda sessione. Ricorda inoltre che abbiamo diviso lo spettro grezzo per il campo piatto normalizzato per compensare le eterogeneità della risposta dei pixel.

Al centro troviamo lo spettro teorico di una stella dello stesso tipo spettrale di Alpha Gem, ovvero di tipo A1V. Questi dati sono ottenuti da diversi cataloghi spettrofotometrici, alcuni dei quali accessibili dal web. Qui abbiamo utilizzato un database compilato dall'astronomo AJ Pickles. Questo database è incluso anche in VisualSpec ed è accessibile in modo interattivo. Ritorneremo sicuramente.

Per ottenere la risposta spettrale strumentale è sufficiente dividere lo spettro osservato per il suo spettro teorico. Il risultato è a destra nella figura sopra. Le irregolarità di piccola scala visibili nella curva di risposta così calcolata non sono reali. Sono principalmente dovuti alla differenza di risoluzione tra i nostri spettri e quelli della base di A.J. Pickles. Per dare un'idea, il campionamento dei nostri spettri è di 2,9 Å/pixel mentre il campionamento nel database utilizzato è di 5 Å/pixel. Una tecnica per avere dati comparabili consiste nello smussare lo spettro più risolto per portarlo artificialmente alla risoluzione del meno risolto prima di procedere alla divisione. Nonostante ciò, rimarranno piccole variazioni accidentali nella risposta spettrale, se non altro per la presenza di righe di origine atmosferica nel nostro spettro.

La grafica seguente mostra come rimuovere questi artefatti su piccola scala:



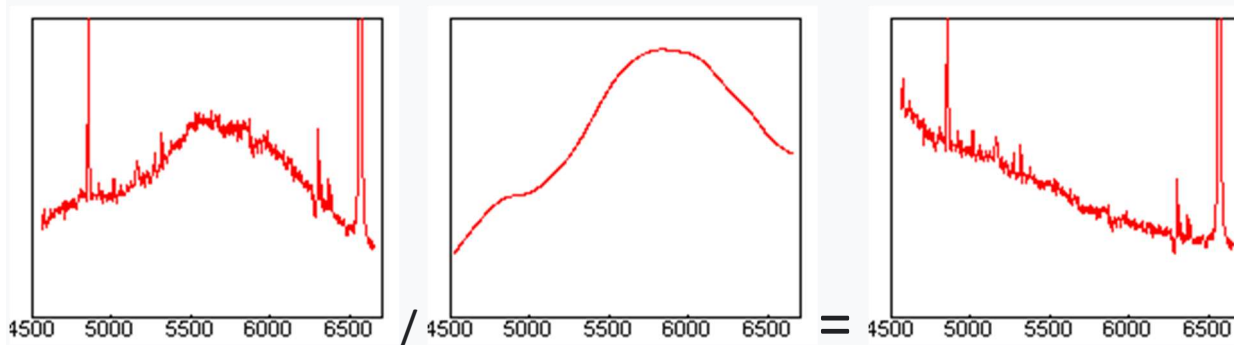
A sinistra abbiamo la risposta spettrale grezza. Sulla destra abbiamo eseguito un'accurata levigatura che cancella efficacemente tutte le piccole irregolarità. VisualSpec ha una potente funzione per fare questo lavoro. Questa operazione è perfettamente legittima perché, ricordiamo che le vere piccole eterogeneità di risposta sono state rimosse durante la preelaborazione grazie alla divisione per flat-field normalizzato.

Alain - Ne deduco che la sensibilità massima si aggira intorno ai 6000 Angstrom?

Aude - Sì. Questo coincide grosso modo con la sensibilità di picco del CCD, ma ricorda che l'efficienza spettrale del reticolo, tra le altre cose, aiuta a modellare la curva di risposta dello strumento.

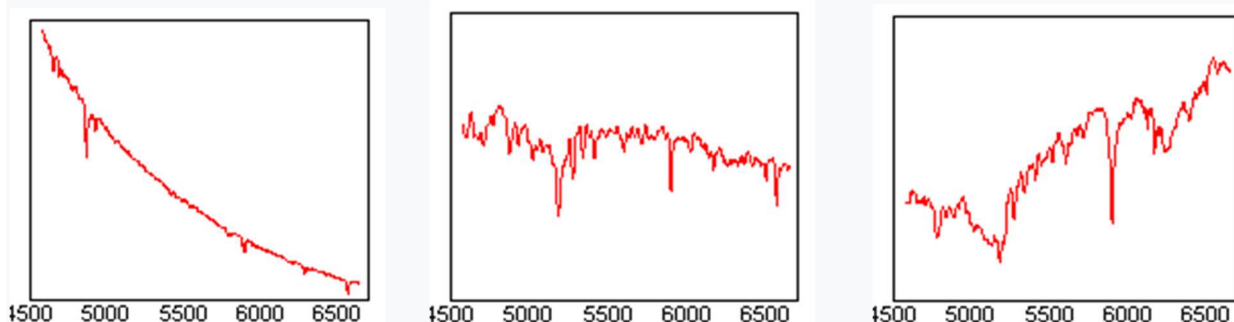
Una volta che la risposta spettrale strumentale è nota, può essere utilizzata per correggere tutti o parte degli spettri notturni. Tuttavia, così facendo si presume che la trasmissione spettrale dell'atmosfera non cambi durante la notte, il che purtroppo non è così. Diciamo che utilizzando un'unica curva di risposta strumentale per un'intera notte o anche per più notti, riuscirai ad eliminare la maggior parte dei bias di origine strumentale. Rimarranno alcune fluttuazioni non trattate dovute alla variazione temporale della trasmissione spettrale atmosferica, ma generalmente di basse ampiezze.

La figura seguente mostra come viene eseguita la correzione del flusso effettivo. Sulla sinistra, hai lo spettro osservato e preelaborato di HD45677. Nel mezzo, hai la risposta strumentale. Sulla destra, dopo aver diviso i due spettri precedenti, si ottiene la vera distribuzione spettrale del flusso della stella HD45677. La struttura a gobba dello spettro non calibrato è scomparsa. Osserviamo ora il continuum tipico di una stella calda, con forti righe di emissione, caratteristica delle stelle Be.



Alain - Perché hai scelto la stella Alpha Gem? Lei ha qualcosa di speciale?

Aude - È prima di tutto una stella luminosa, che permette di ottenere rapidamente il suo spettro con un rumore trascurabile. Era alta nel cielo, ma allo stesso tempo angolarmente lontana dalla stella HD45677, che era bassa all'orizzonte. A proposito, quest'ultimo punto non è un vantaggio perché la trasmissione differenziale dell'atmosfera tra un oggetto alto e basso nel cielo influisce sulla qualità della calibrazione del flusso. Soprattutto, questa stella è di tipo spettrale A. Si tratta di stelle in cui, a parte la regione delle righe dell'idrogeno, il continuum è facilmente identificabile. L'assenza di righe facilita il confronto tra lo spettro osservato e lo spettro teorico della stella per estrarre la risposta strumentale. Anche le stelle di tipo O e B sono buone scelte per lo stesso motivo. I professionisti che utilizzano grandi telescopi prendono di mira anche le nane bianche in cui le righe spettrali sono quasi assenti. Per illustrare bene questo, vi mostro tre spettri teorici rispettivamente di stelle B0V, K0V e M0V, che vanno da sinistra a destra:



In questi esempi, il continuum è chiaramente visibile solo nella stella B. Gli altri spettri hanno una struttura troppo irregolare per poter facilmente dedurre la risposta strumentale.

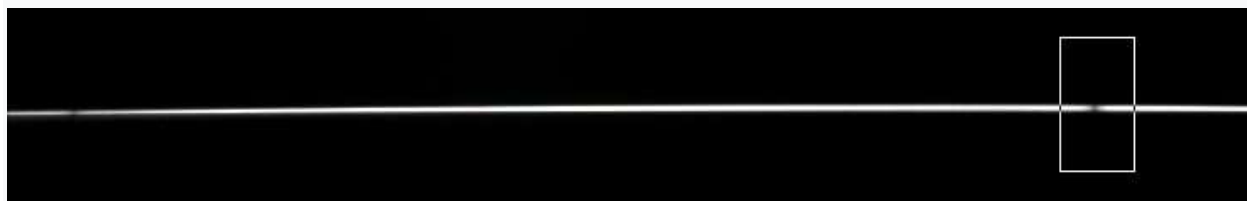
Christian - Qual è il tempo di esposizione per lo spettro di Alpha Gem?

Aude - È una stella di magnitudine $V=1,98$. Con il telescopio da 106 mm e il piccolo spettrografo qui utilizzato, che danno una dispersione di 2,9 Å/pixel, il tempo di esposizione è di 12 secondi in modo che il segnale nella parte più intensa dello spettro raggiunga circa i due terzi della dinamica della camera Audine. Ovviamente, come di regola, non ho realizzato solo uno spettro di questa stella, ma ne ho fatti 15, in modo da avere un rapporto segnale/rumore molto alto dopo la somma.

Christian - Il rapporto segnale/rumore, puoi specificare?

Aude - Il rapporto segnale/rumore è una quantità molto spesso utilizzata nell'imaging digitale per quantificare il livello di rumore. Vi ricordo che il rumore è l'ampiezza della fluttuazione casuale attorno al valore medio del segnale tra misure indipendenti di questo stesso segnale. È consuetudine fare il rapporto tra il livello del segnale e l'ampiezza della fluttuazione per avere un'idea dell'importanza relativa del rumore. Maggiore è il rapporto segnale/rumore, minore è il rumore che ha un'influenza dominante sull'immagine.

Elaborerò rapidamente le 15 immagini di Alpha Gem. Questo vi farà un rapido ripasso. Le singole immagini sono denominate AGEM-1, AGEM-2, ... AGEM-15. Il compito è semplice perché ovviamente utilizzeremo le immagini di riferimento offset, dark e flat-field già calcolate durante la sessione 2. Queste sono già archiviate sul disco rigido rispettivamente con i nomi OFFSET, DARK e FLAT2. Mostriamo il primo fotogramma della sequenza



Abbiamo selezionato con il mouse la linea H-beta dell'idrogeno che appare in assorbimento con un ottimo contrasto. Questo sarà un buon punto in comune tra le 15 immagini in modo che Iris possa eseguire automaticamente la registrazione.

Il comando precedente:

NUMBER AGEM-

ci ha detto che avevamo 15 immagini disponibili.

Apriamo la finestra di dialogo di preelaborazione degli spettri, che riempiamo come segue:

Prétraitement des spectres

Nom générique d'entrée :

Carte Offset :

Carte Dark : Optimisation

Carte Flat-field :

Fichier cosmétique :

Largeur de la raie :

Absorption Emission

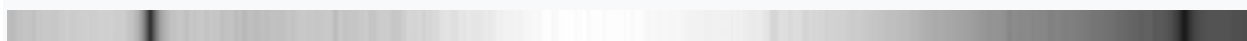
Nom générique de sortie :

Nombre d'images :

Ecco il risultato dei calcoli:

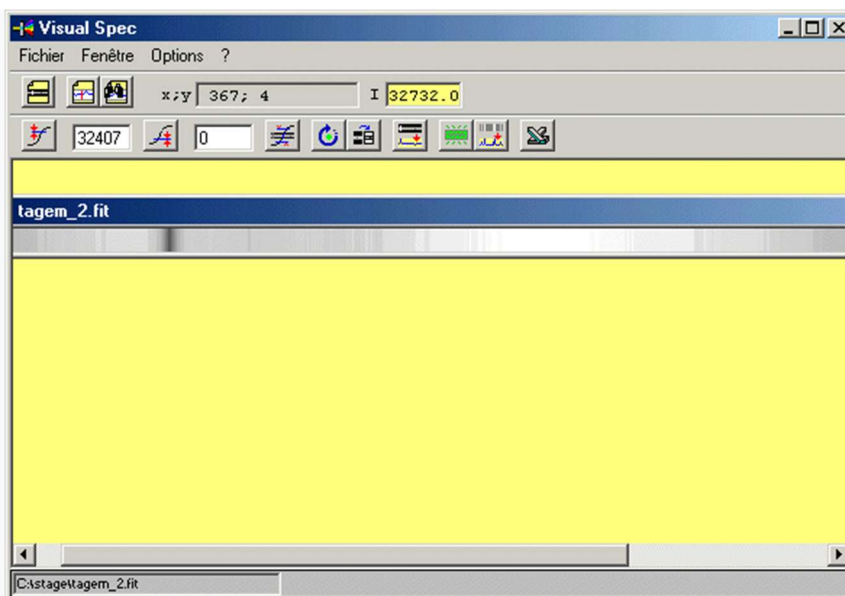


Lo spettro viene restituito con il comando MIRRORRY per portare il rosso a destra, lo sfondo del cielo viene rimosso in modo interattivo con l'aiuto del comando L_SKY3 e infine viene calcolato uno spettro unidimensionale utilizzando il comando L_BIN. Tutto ciò fornisce lo spettro preelaborato di Alpha Gem come segue:

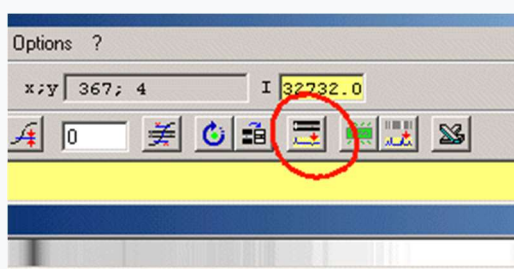


Vedi che il trattamento non è molto lungo, di routine e che gli strumenti a disposizione ti permettono di essere produttivo. Salva questo risultato su disco con il nome di tua scelta. Per me, scelgo TAGEM_2. L'indice 2 indica uno spettro unidimensionale mentre l'indice 1 indicherebbe uno spettro non binato. La lettera T indica uno spettro preelaborato. Ognuno fa quello che vuole, l'importante è orientarsi!

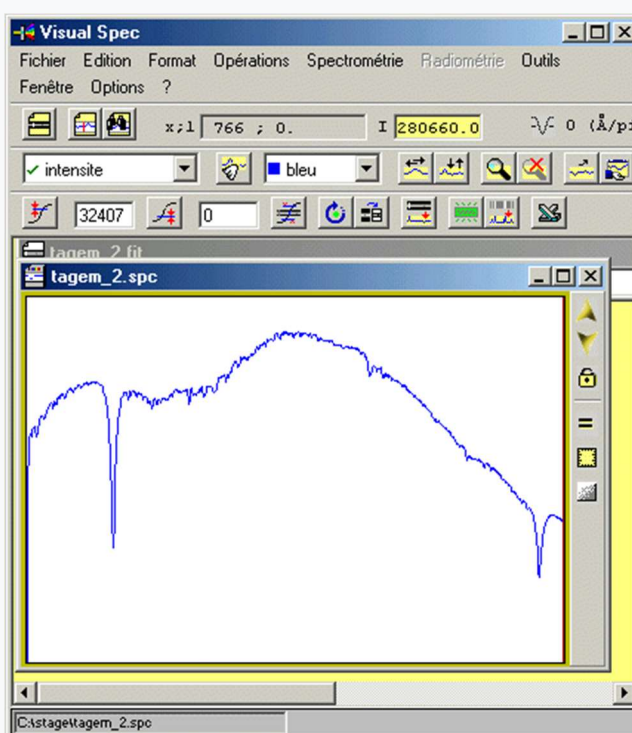
Ora avvia il programma VisualSpec e carica l'immagine TAGEM_2 usando il comando Open image... dal menu File.



Cliccando sulla seguente icona...



... si visualizza il profilo spettrale come una curva:



Christian - È un po' come il comando L_PLOT che abbiamo usato con Iris nella sessione precedente.

Aude - Non proprio. La funzione VisualSpec che abbiamo usato è in qualche modo la combinazione del comando L_BIN e L_PLOT. Ciò significa che VisualSpec accetta spettri bidimensionali ed è in grado di eseguire binning intelligente e ottimizzato per estrarre un profilo spettrale. Semplicemente, qui ho fatto in modo che VisualSpec inserisse un'immagine spettrale che è già stata sottoposta a binning. Hai la possibilità di fare quest'ultima operazione nell'uno o nell'altro software.

Ora dobbiamo identificare alcune righe spettrali per eseguire la calibrazione della lunghezza d'onda. Questo è un passaggio piuttosto complicato quando si inizia con la spettrografia. Cosa significa per te lo spettro di Alpha Gem a questo proposito?

Raymond - Mi sembra di aver capito che la linea grande a destra sia la linea H-alfa dell'idrogeno e la linea grande a sinistra sia la linea H-beta dello stesso atomo di idrogeno.

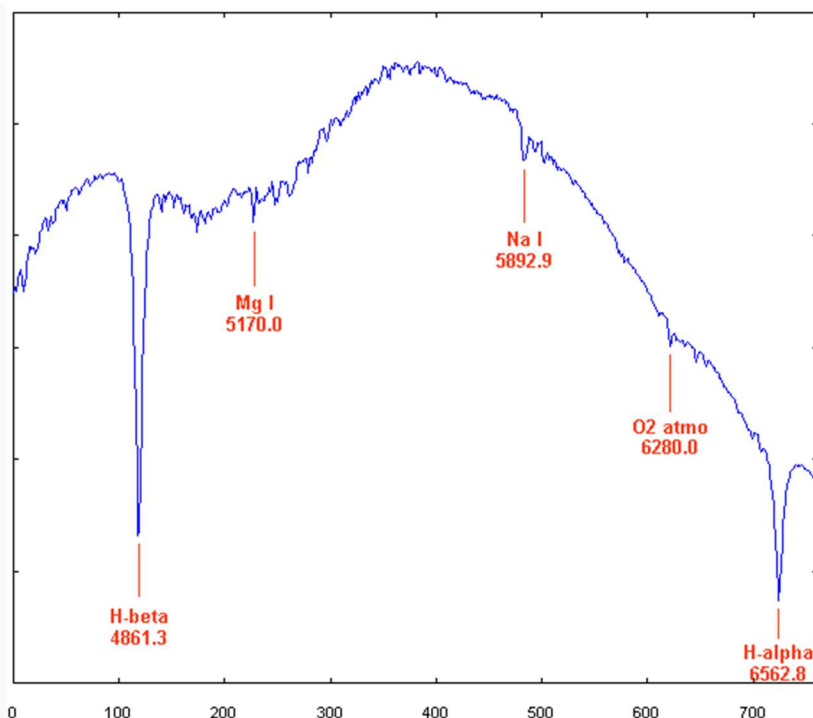
Aude - Sì, è vero. Queste sono le linee più evidenti in una stella di tipo spettrale A o B quando la gamma spettrale coperta varia dal rosso intenso al blu-verde. Nelle stelle più fredde, le linee dell'idrogeno diminuiscono di intensità mentre il numero di linee di altri elementi chimici aumenta bruscamente, rendendo problematico il lavoro di identificazione quando l'occhio non è allenato. Morale: puntare su stelle di tipo A o B per esercitarsi con i primi passi nella spettrografia o quando, come qui, dobbiamo eseguire la prima calibrazione spettrale di un nuovo spettrografo. Il fatto di aver individuato con certezza due righe nello spettro permette già di effettuare una calibrazione approssimativa dello spettro assumendo che la relazione tra il range di un pixel nel profilo e la relativa lunghezza d'onda sia lineare. In questo caso è possibile scrivere:

$$\lambda = a \cdot P(i) + b$$

con λ la lunghezza d'onda, $P(i)$ la posizione nello spettro in pixel e (a, b) due parametri facilmente calcolabili dalla posizione in pixel nello spettro delle due linee e dalla loro lunghezza d'onda.

Alain - Mi sembra di vedere altre linee meno intense. Puoi dirci di cosa si tratta?

Aude - Nel seguente profilo spettrale della nostra stella Alpha Gem ho identificato alcune righe e la loro lunghezza d'onda in angstrom con sufficiente precisione, quando si vuole calibrare uno spettro ottenuto con uno spettrometro avente un potere risolutivo inferiore a 1000, come è il caso nostro. Il simbolo Mg denota magnesio e il simbolo Na denota sodio. La linea dell'O₂ è in realtà una banda che comprende molte linee prodotte dall'ossigeno atomico nell'atmosfera terrestre. Per questo motivo sono chiamate linee telluriche.



Il fatto di avere un numero di righe maggiore di due per effettuare la calibrazione spettrale permette di calcolare una legge di dispersione non lineare, che generalmente dà una maggiore accuratezza.

Alain - Un modello di dispersione lineare non è quindi sufficientemente preciso.

Aude - Non sempre infatti. Questo è il nostro caso perché la gamma spettrale è ampia e la breve lunghezza focale dell'ottica utilizzata, un obiettivo fotografico da 50 mm, produce una certa distorsione nello spettro. Inoltre, l'esame della formula del reticolo che vi ho descritto nella seconda sessione mostra che la dispersione non può essere ragionevolmente assimilata ad una legge lineare su un ampio intervallo spettrale. Quindi la realtà è più complessa.

La relazione tra la posizione dei pixel nello spettro e la lunghezza d'onda si ottiene quindi adattando un polinomio di un certo grado utilizzando tutte le righe note nello spettro. Nel nostro esempio, l'esperimento mostra che un polinomio del secondo ordine è sufficiente per stabilire una calibrazione della lunghezza d'onda di tutti i pixel entro un angstrom, il che è già molto buono considerando la classe dello spettrografo. Ricordo qui che la risoluzione spettrale effettiva è di 7 o 8 angstrom. Dobbiamo quindi calcolare i parametri (a, b, c) di un'equazione del tipo:

$$\lambda = a \cdot P(i)^2 + b \cdot P(i) + c$$

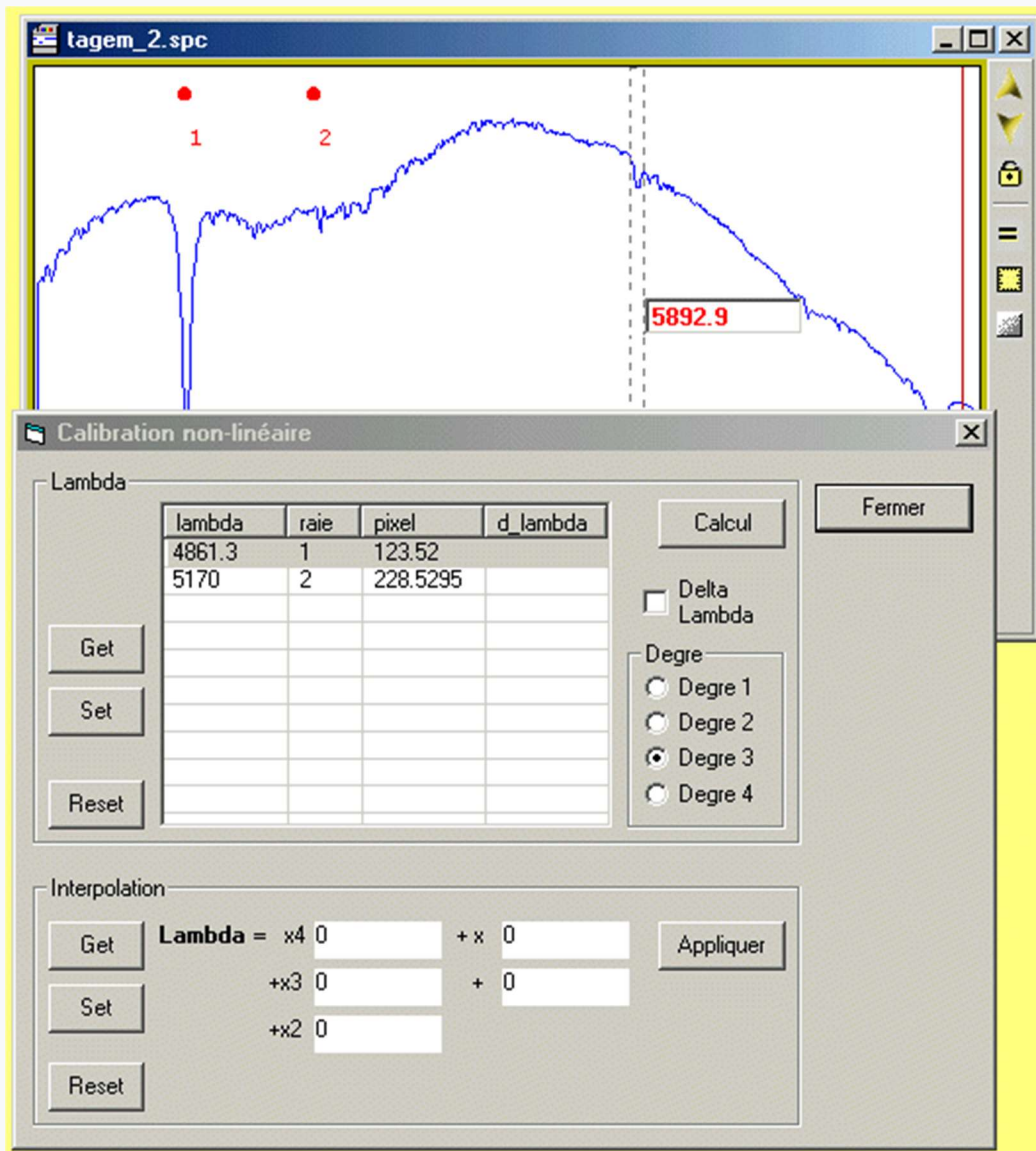
Alain - E' l'equazione di una parabola. Perché non utilizzare ordini più alti.

Aude - In effetti è una legge parabolica. È pericoloso utilizzare un polinomio di grado tre ad esempio se non abbiamo a nostra disposizione da 7 a 8 righe molto ben distribuite nello spettro. In generale, più alto è il grado del polinomio, più segue da vicino i punti di misura che gli sono dati... anche se c'è un errore di misura significativo. Questo a volte è problematico, in particolare quando è necessario estrapolare la curva di dispersione al di fuori della zona definita dall'insieme di righe spettrali standard. A questo livello, una legge lineare o una legge parabolica è più tollerante rispetto agli errori.

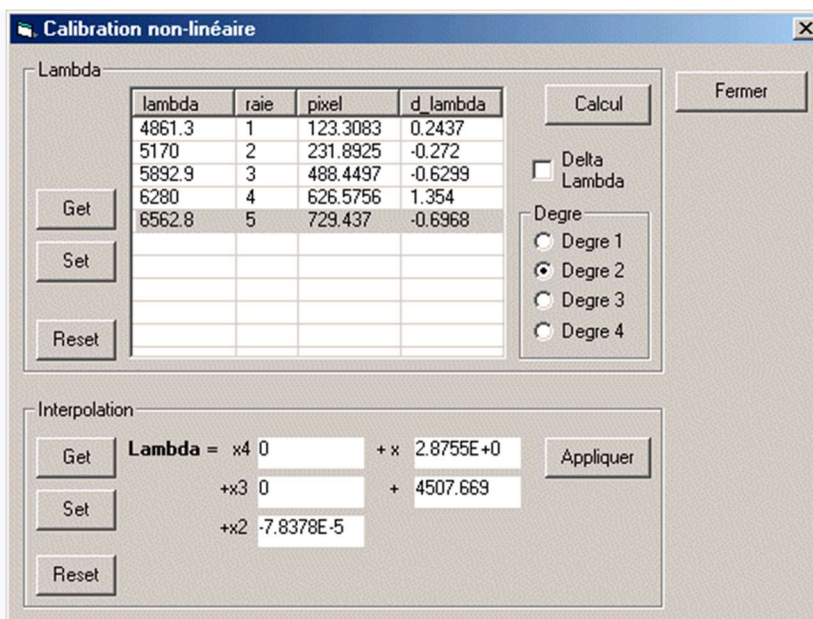
Christian - Come facciamo in pratica la calibrazione spettrale con VisualSpec?

Aude - VisualSpec ha diversi strumenti per questo. Useremo quello che aggiusta un polinomio con la tecnica dei minimi quadrati, un metodo robusto e molto classico per risolvere questo tipo di problema.

Lanciare il comando Calibrazione non lineare dal menu Spettrometria. Da questo momento devi selezionare con il mouse le righe che preferisci nello spettro. VisualSpec calcola per te la posizione di queste linee entro una frazione di pixel. È inoltre necessario fornire la lunghezza d'onda associata alle linee selezionate. Alla fine, viene creata a poco a poco una tabella con la lunghezza d'onda in una colonna e la posizione della linea nel profilo spettrale in un'altra colonna:



Al termine della selezione della riga, scegli il grado del polinomio, quindi fai clic sul pulsante Calcolo per determinare i parametri del polinomio, che vengono visualizzati nella parte inferiore della finestra:



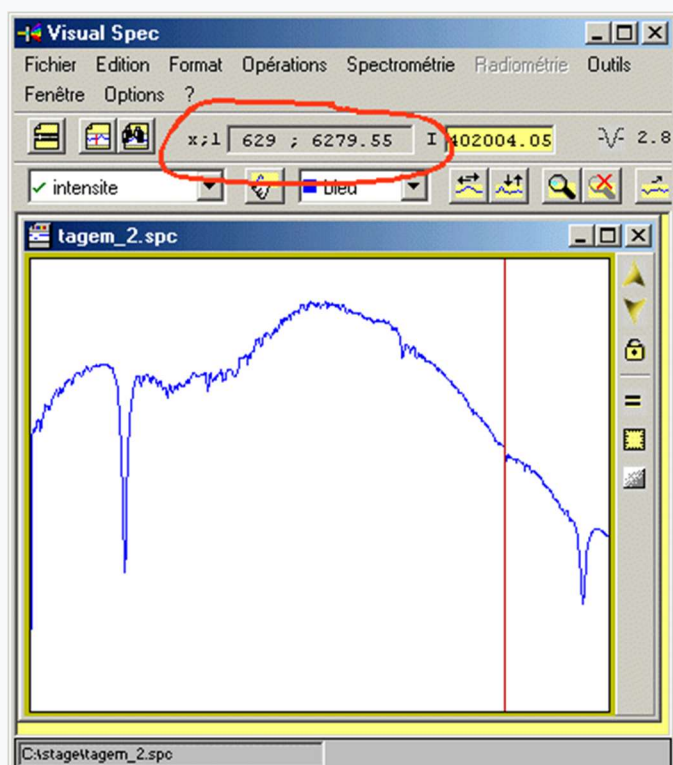
La relazione tra la posizione dei pixel e la lunghezza d'onda nel nostro esempio è la seguente:

$$\lambda = -7,838 \cdot 10^{-5} \cdot P(i)^2 + 2,8755 \cdot P(i) + 4507,7$$

Nell'ultima colonna della tabella (d_lambda) compaiono gli scostamenti di lunghezza d'onda tra i valori calcolati con questo polinomio e le lunghezze d'onda fornite al software.

Infine, cliccando sul pulsante Applica, si converte l'asse delle ascisse graduato in pixel in un asse graduato in lunghezza d'onda.

D'ora in poi, viene prodotta un'importante modifica nella barra degli strumenti di VisualSpec: quando si sposta il mouse nell'immagine, il programma visualizza direttamente la sua posizione in pixel, ma anche in lunghezza d'onda. Nella figura seguente, il pixel di range 629 è associato alla lunghezza d'onda di 6279,55 Å.



Alain - Limitandolo all'ordine 1, quale sarebbe stato l'errore nella calibrazione spettrale?

Aude - L'equazione trovata in questo caso è:

$$\lambda = 2,8095 \cdot P(i) + 4517,4$$

L'errore di calibrazione raggiunge fino a $\pm 5 \text{ \AA}$ sulla maggior parte dello spettro. La legge di dispersione devia dal significato di una retta, e la scelta di una legge parabolica è qui pienamente giustificata.

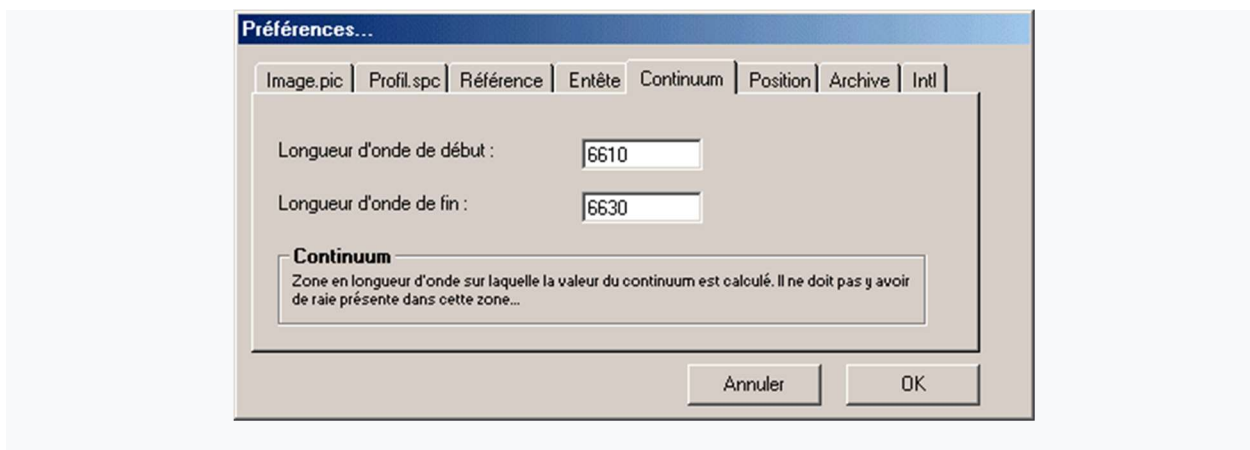
La calibrazione della lunghezza d'onda dello spettro Alpha Gem è ora completa. È possibile salvare il profilo spettrale utilizzando il comando Salva con nome... dal menu File. Il risultato della calibrazione viene salvato contemporaneamente. Al successivo caricamento di questo spettro verrà quindi visualizzato automaticamente con graduazioni di lunghezza d'onda.

Raymond - VisualSpec utilizza un particolare formato di file, immagino?

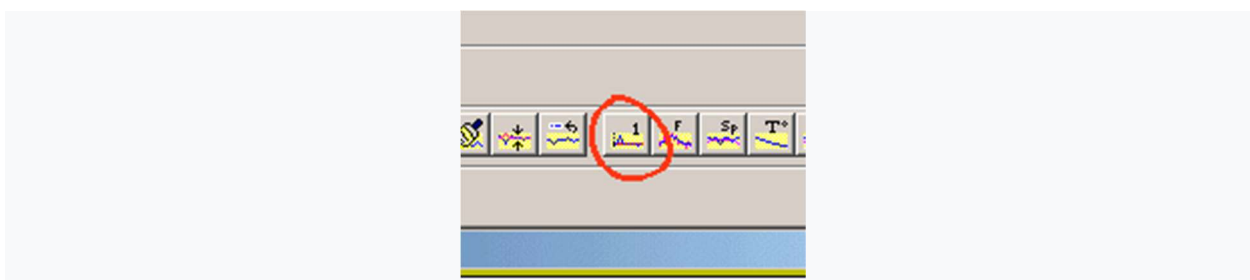
Aude - Sì, certamente. Questi sono file che terminano con l'estensione SPC. Puoi anche salvare un profilo spettrale come un semplice file di testo a due colonne tramite il comando Esporta nel menu File, utile per trasferire i risultati ad altri software di analisi. La prima colonna contiene la lunghezza d'onda e la seconda l'intensità associata nello spettro. L'estensione è quindi DAT. Ecco un estratto da un tale file:

```
4522.012 1.52903780634256
4524.823 1.53356415959389
4527.635 1.54709102630911
4530.446 1.53086784649633
4533.257 1.55579166979944
4536.068 1.587777767795282
4538.879 1.58520260931212
4541.690 1.59650836430929
4544.502 1.57467965271896
4547.313 1.53314992572009
4550.124 1.54050967760805
4552.935 1.54751270392522
4555.746 1.57237815417628
```

A questo punto ti consiglio di normalizzare il profilo spettrale per una certa lunghezza d'onda. VisualSpec moltiplicherà tutti i punti dello spettro per un coefficiente in modo che l'intensità a quella lunghezza d'onda sia uguale a 1. È possibile impostare la lunghezza d'onda di normalizzazione nella finestra di dialogo Preferenze... che si richiama dal menu Opzioni. Si tratta infatti di un piccolo intervallo di lunghezze d'onda entro il quale il software determinerà l'intensità media che verrà poi normalizzata all'unità. La regione 6620 Angstrom è una buona scelta perché è priva di linee principali nelle stelle di tipo spettrale O, B e A:



La normalizzazione vera e propria avviene cliccando sul seguente pulsante sulla barra degli strumenti:



Christian - Perché questa normalizzazione?

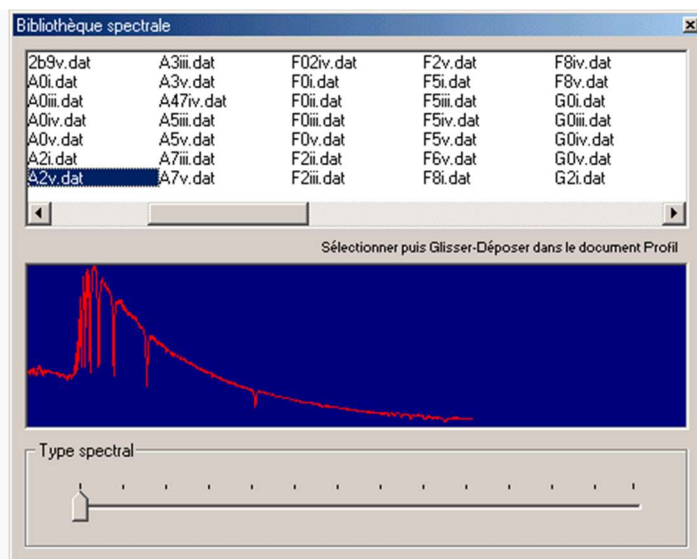
Aude - Dopo il binning, il livello nel profilo spettrale corrisponde alla somma dell'intensità dei singoli pixel distribuiti sull'asse trasversale alla dispersione spettrale. Questo livello può essere un numero elevato che non è piacevole da gestire. Anche per un punto dello spettro preso singolarmente non ha significato, a meno che non si voglia fare una calibrazione assoluta. È una regola normalizzare un punto dello spettro situato nel continuum al valore 1, ovviamente preservando l'intensità relativa tra i diversi punti dello spettro.

Christian - E la calibrazione assoluta?

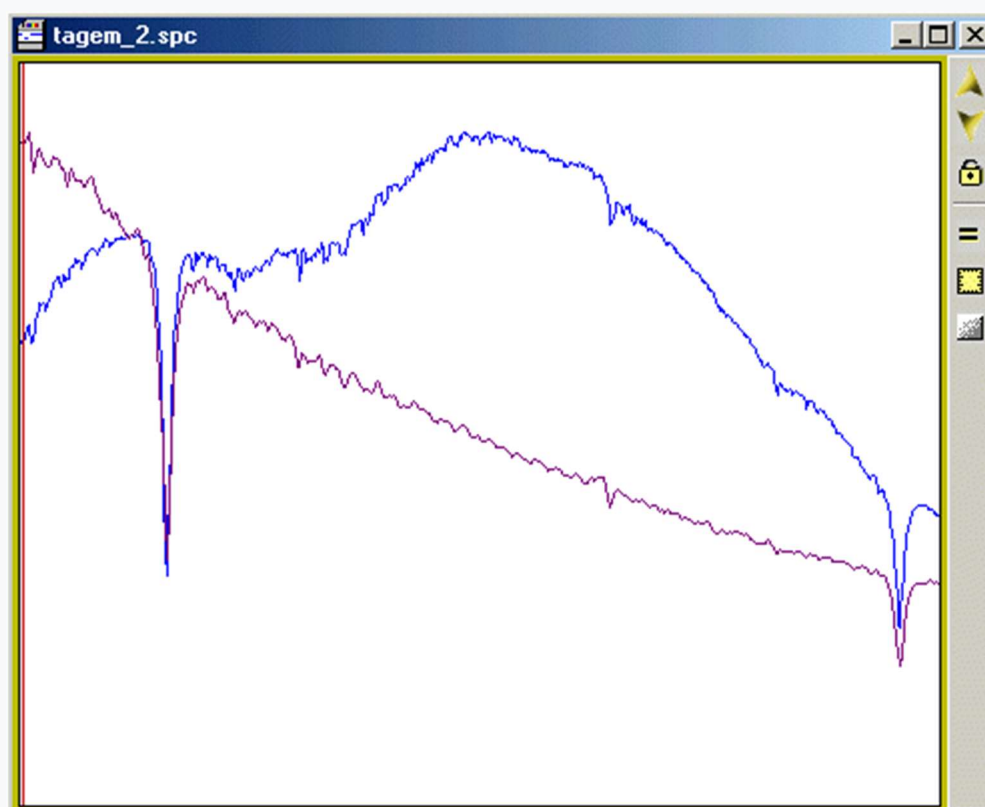
Aude - Vuoi sapere tutto, mio caro Christian (uno sguardo complice). Invece di essere semplici valori relativi, le intensità negli spettri vengono talvolta trasformate in unità fisiche. Spesso in astronomia si usa un'unità di potenza chiamata erg. Generalmente viene determinata l'illuminazione esterna all'atmosfera, che fornisce un'unità finale in $\text{erg/cm}^2/\text{s}/\text{\AA}$. Per questo osserviamo alcune stelle di riferimento di cui conosciamo molto bene il flusso assoluto che ci mandano fuori dall'atmosfera. La stella Vega è uno di questi riferimenti. Non entrerà nel maggior dettaglio, ma non è molto complesso da fare. Fate riferimento alla seguente pagina Web per le istruzioni:

<http://astrosurf.com/buil/us/spectro8/spaude01.htm>.

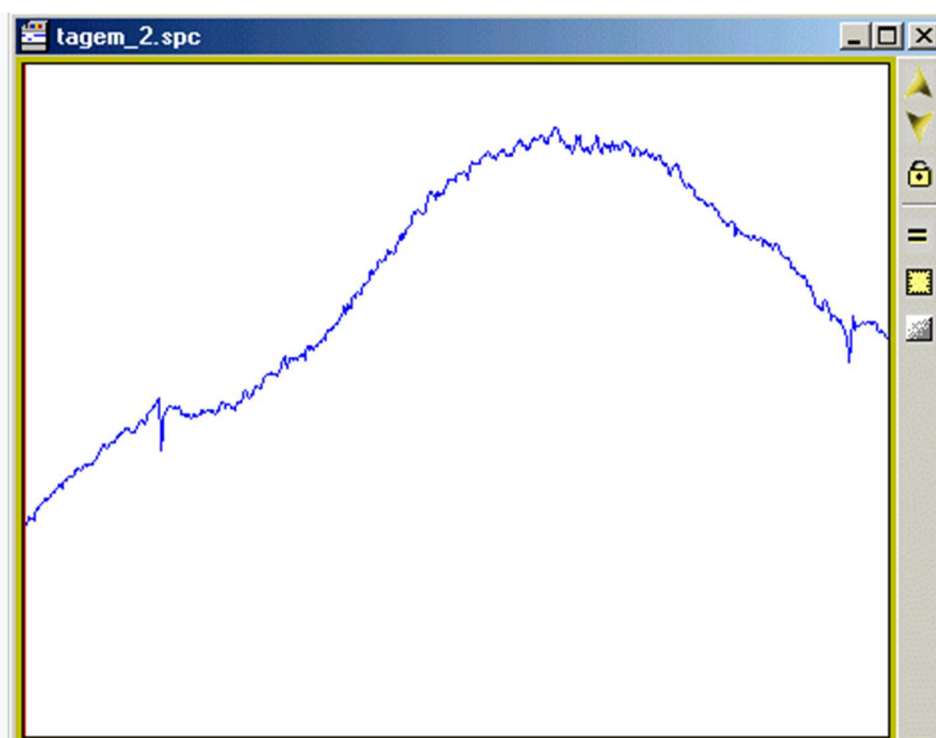
Calcoleremo ora la risposta spettrale dello strumento facendo il rapporto tra lo spettro osservato di Alpha Gem e lo spettro teorico di una stella A1V. Dal menu Strumenti, aprire la finestra di dialogo Libreria di spettri. Seleziona il tipo spettrale disponibile che corrisponde più vicino alla nostra stella. Qui abbiamo scelto il tipo A2V:



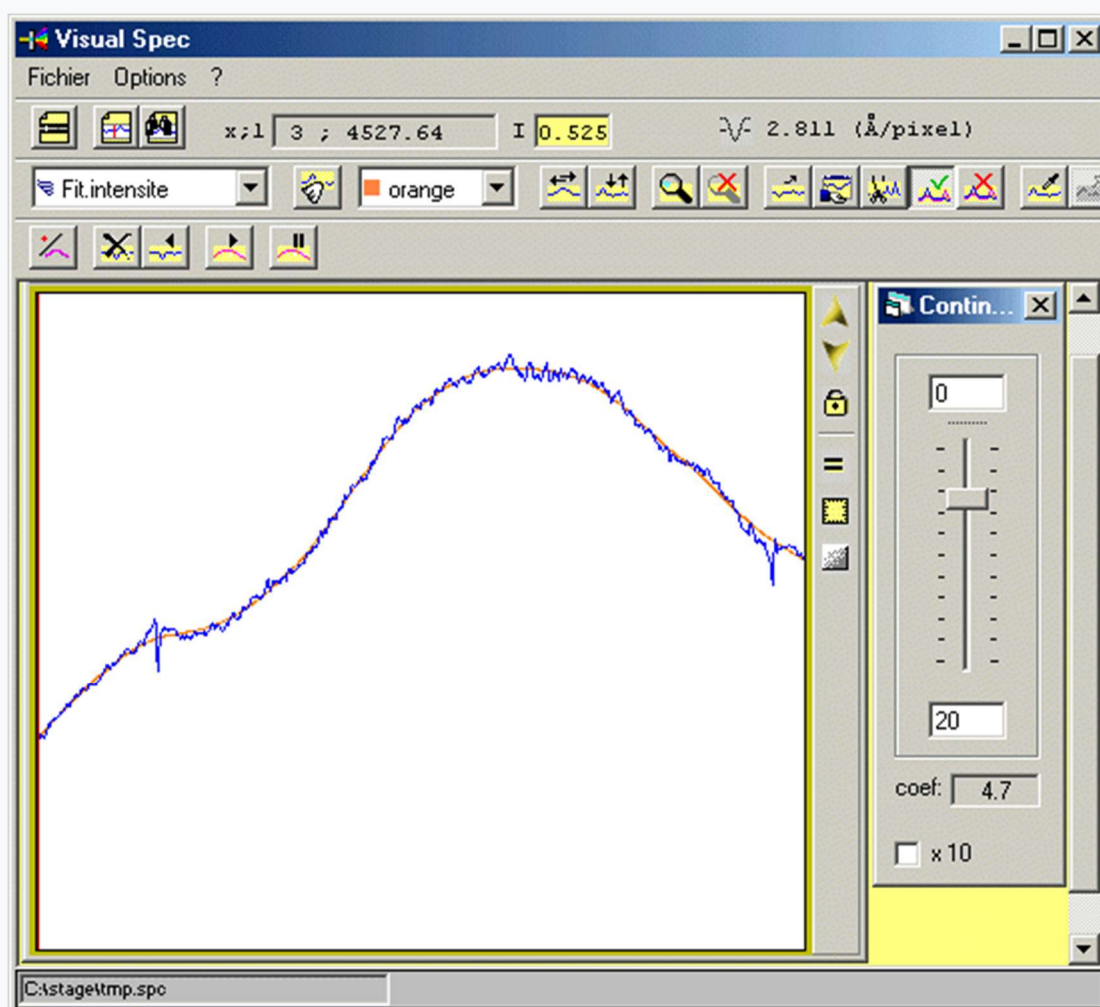
Trascina e rilascia l'elemento di tipo spettrale nel profilo spettrale della stella e ora hai nello stesso grafico lo spettro osservato di Alpha Gem e il suo spettro teorico:



Lancia nel menu Operazioni il comando Divisione e dividi i tuoi due profili, ... nell'ordine giusto. Ecco il risultato:

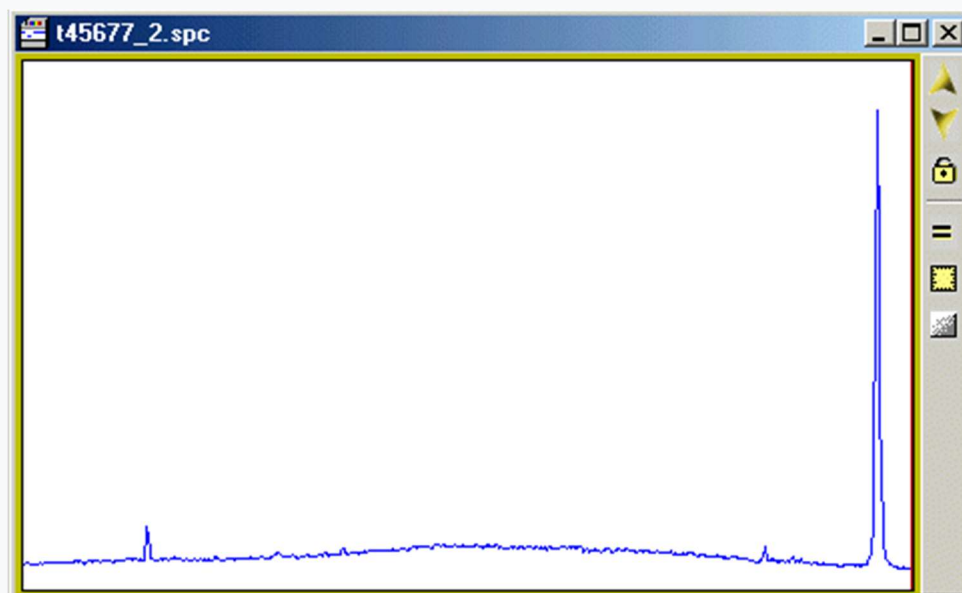


Tutto quello che devi fare è smussare questa curva per rimuovere la rugosità. L'operazione è interattiva dal comando Continuum del menù Radiometria:



Salva il risultato, ad esempio sotto il nome RISPOSTA.

Ora carichiamo l'immagine spettrale 45677_2 e visualizziamo il profilo spettrale:



Alain - Immagino tu abbia intenzione di effettuare la calibrazione spettrale?

Aude - Esattamente. È davvero la prima operazione da fare.

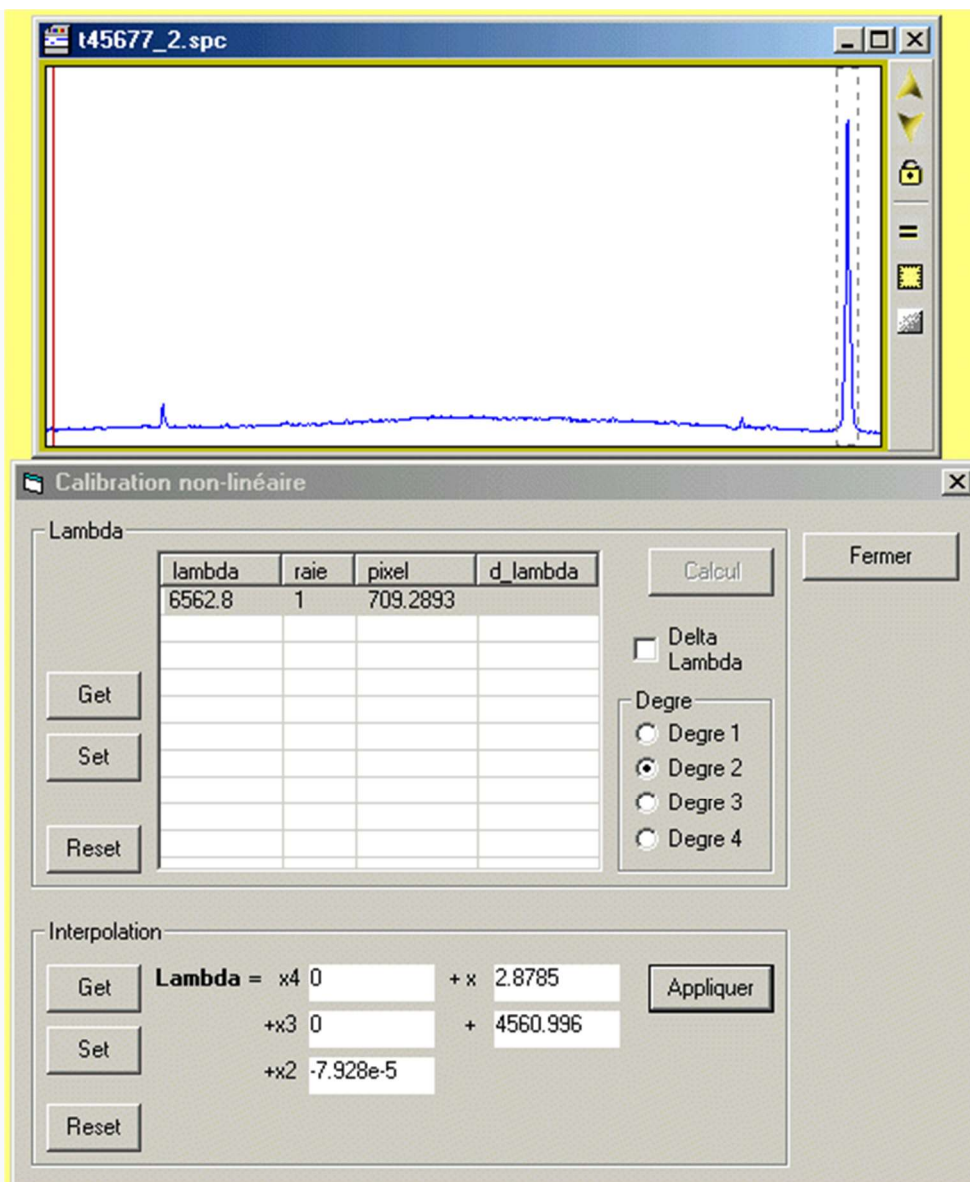
Alain – Ho guardato bene lo spettro, posso solo identificare le righe dell'idrogeno mi sembra. Dovremo limitarci a una legge di dispersione lineare?

Aude - C'è davvero una potenziale difficoltà. Per risolvere il problema, assumiamo che la legge di dispersione calcolata per Alpha Gem si applichi a HD45677.

Christian - L'equazione di dispersione è quindi una costante dello spettrografo.

Aude - Se la stella è sempre posta nello stesso punto rispetto al CCD, allora sì, possiamo considerare che la legge di dispersione determinata sperimentalmente ora è costante. Questo è vero in uno spettrografo a bassa risoluzione, ma bisogna stare più attenti con uno strumento altamente dispersivo, usato ad esempio per misurazioni ad alta precisione di velocità radiali. È quindi necessario che ogni spettro sia accompagnato da una propria calibrazione, utilizzando lampade con spettri di emissione di torio, argon, ecc.

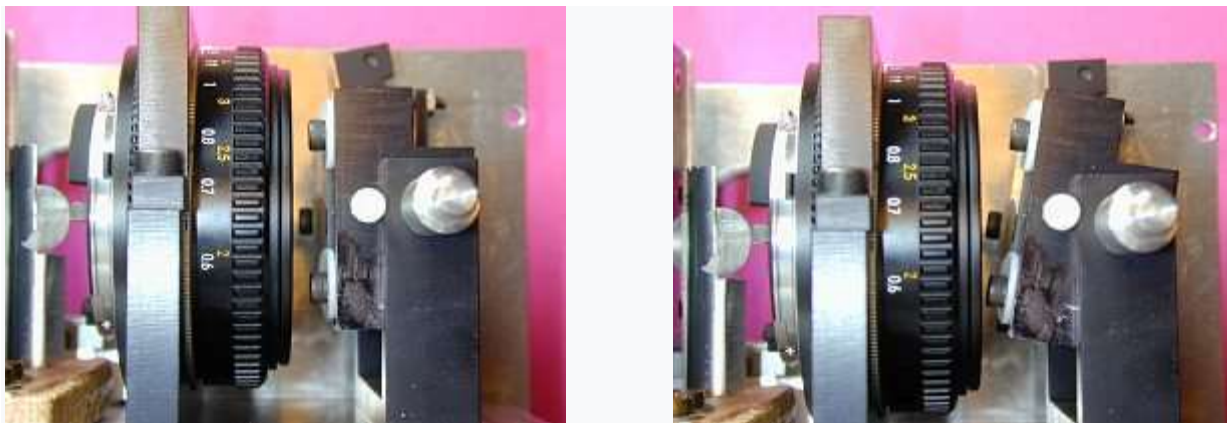
Ecco come procederemo con la stella HD45677. Chiama la finestra di dialogo Calibrazione non lineare, seleziona la linea H-alfa con il mouse e inserisci la sua lunghezza d'onda. Compila i campi dei termini X2 e X con i valori del polinomio calcolato in precedenza, quindi clicca sul pulsante Applica:



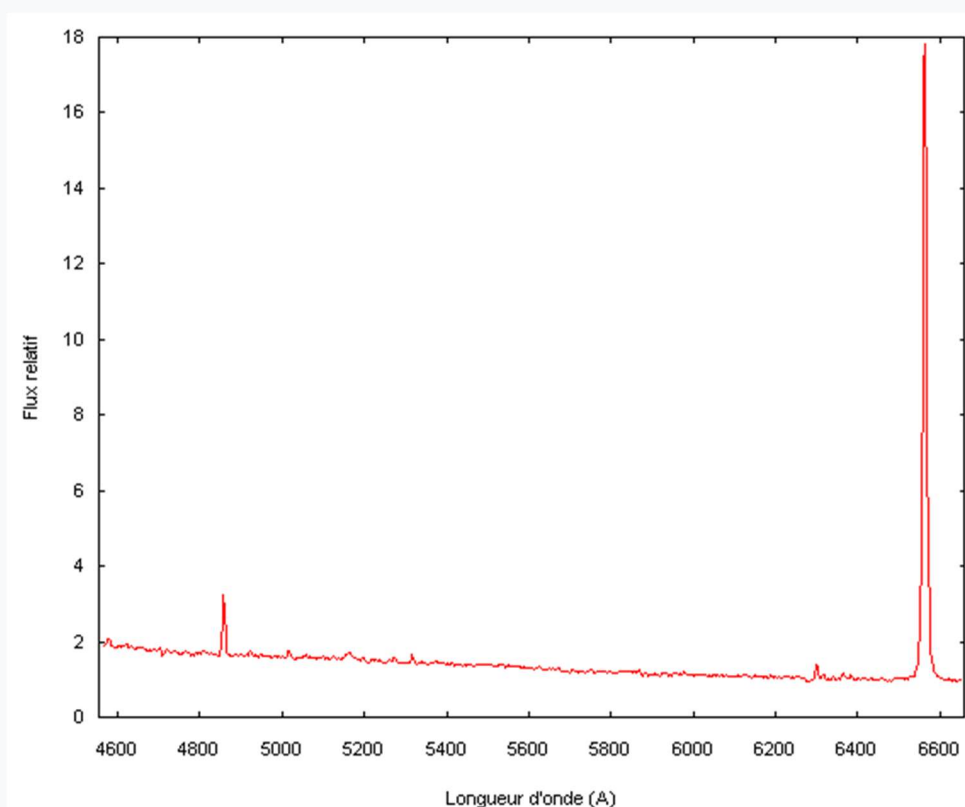
Lo spettro di HD45677 viene quindi calibrato spettralmente automaticamente. Abbiamo usato solo una linea, la linea H-alfa, ma poteva anche essere la linea H-beta. La legge di dispersione è comunque non lineare e garantisce praticamente una calibrazione entro un angstrom.

Raymond - Ma se nello spettro non ci sono righe identificabili?

Aude - Questa è una situazione piuttosto rara. Ma a volte succede su stelle particolari o molto deboli. È quindi necessario utilizzare una particolarità del nostro spettrografo che permette di osservare l'ordine zero inclinando il reticolo di diffrazione. Se le posizioni angolari del reticolo sono stabili, è possibile, analizzando la posizione dell'oggetto nell'immagine di ordine zero, calibrarne lo spettro in lunghezza d'onda. Esiste infatti una relazione diretta tra la posizione dello spettro lungo l'asse delle linee del CCD e la posizione dell'oggetto lungo questo asse nell'immagine di ordine zero. Vi mostro nelle immagini che seguono il dispositivo meccanico che fissa le due posizioni stabili del reticolo. Questo è solo un esempio, ovviamente sono possibili altre soluzioni meccaniche:



Non ci resta che dividere il profilo spettrale di HD45677 per la risposta strumentale che abbiamo calcolato in precedenza. Una volta fatto, normalizziamo il continuum per la lunghezza d'onda 6620 angstrom, salviamo il risultato e il gioco è fatto, abbiamo uno spettro completamente calibrato:



Christan - Ho archiviato questo spettro ed è finita!

Aude - No, il vero sfruttamento a fini scientifici è solo all'inizio. È il più interessante! È possibile ad esempio aumentare l'intensità delle linee H-alfa rispetto al continuum e seguire questa evoluzione in funzione del tempo. È anche possibile misurare la larghezza equivalente delle righe, che è un parametro fisico importante, o anche notare l'arrossamento dello spettro.

Come spesso accade, ricorda che un'osservazione isolata raramente è interessante. Dovrai seguire lo stesso oggetto nel tempo o confrontare le tue osservazioni con quelle di altri colleghi professionisti o dilettanti. Miei cari stagisti, questo è un motivo in più che mi fa sperare di annoverarvi come attori attivi nel campo della spettrografia astronomica.

Voilà, vi lascio liberi ora e buone osservazioni!

Alain - Mediterò su tutto questo. È davvero un Eldorado, avevi ragione Aude.

Raymond - Mi sto dedicando alla costruzione di uno spettro, dopotutto non sembra davvero una scienza missilistica. L'hai demistificato bene.

Christian - Mi sono appena reso conto durante questo stage che mi piace la spettrografia e tutto ciò che ruota attorno ad essa. Non mi pento davvero di essere venuto!

Aude – Ora sta a voi proseguire...

Spettroscopia facile (ma seria) con Star Analyser 100 e VisualSpec

©Fulvio METE Roma

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

Terrei quindi a sintetizzare alcuni passi fondamentali che seguono l'acquisizione degli spettri con lo "Star Analyser 100" od altro reticolo a trasmissione equivalente, e la loro elaborazione col programma freeware "VisualSpec" di Valerie Desnoux, che, pur se 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, con numerosi tutorial, tra cui uno in italiano su questo sito web.

[Lo "Star Analyser 100"](#)

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



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

Dispersione (A/pixel) = $10000 * \text{dimensioni pixel (um)} / [\text{n}^\circ \text{ linee-mm} * \text{distanza (mm) tra reticolo e CCD}]$

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 riassumo:

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

2) - capacità di raggiungere magnitudini più elevate rispetto ad uno spettroscopio vero e proprio, a parità di setup e condizioni. Io stesso sono riuscito ad acquisire spettri di stelle molto deboli, in condizioni non ottimali e cieli ad elevato inquinamento luminoso quali quelli di Roma città, sino alla 13-13.5[^] mag circa, seppure con strumenti della classe del C14. In ogni caso la registrazione di stelle deboli è funzione dell'apertura del telescopio e della sensibilità della camera, a parità di altre condizioni.

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

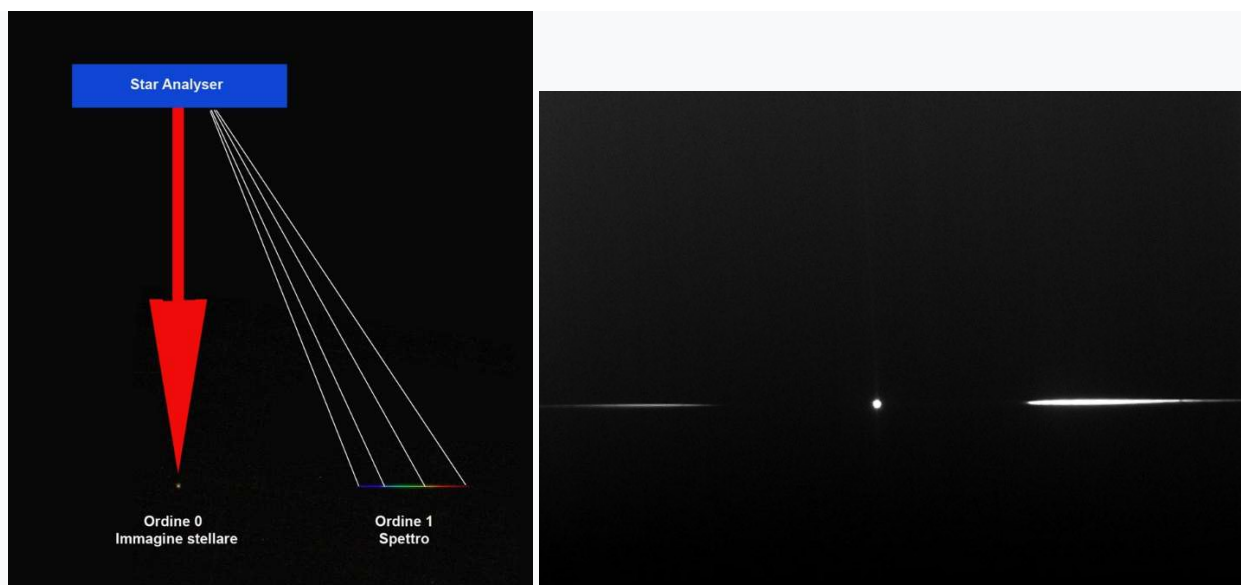


Immagine della stella Vega come si presenta al fuoco di un Celestron 14 a f 11, con la stella al centro e gli spettri dell'ordine 1 e -1 a destra e sinistra (notare la maggiore intensità dello spettro di ordine +1 per cui il reticolo è "blazed" rispetto all'altro: tale ultimo spettro sarà quindi quello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



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 pari a $100 \times 26 \times 1 = 2600$, che ovviamente è la massima possibile, considerando illuminata tutta la superficie del reticolo. La capacità teorica di risolvere due righe adiacenti ad una data lunghezza d'onda risulterà quindi in tal caso:

$$\lambda / 2600$$

Ovvero, ad es. a 6563 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

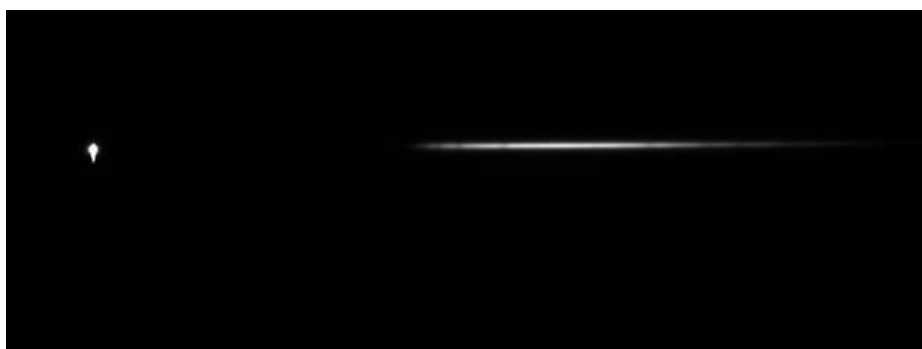
$$d / (F/D)$$

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 $6563 / 500 = 13.1 \text{ Å}$.

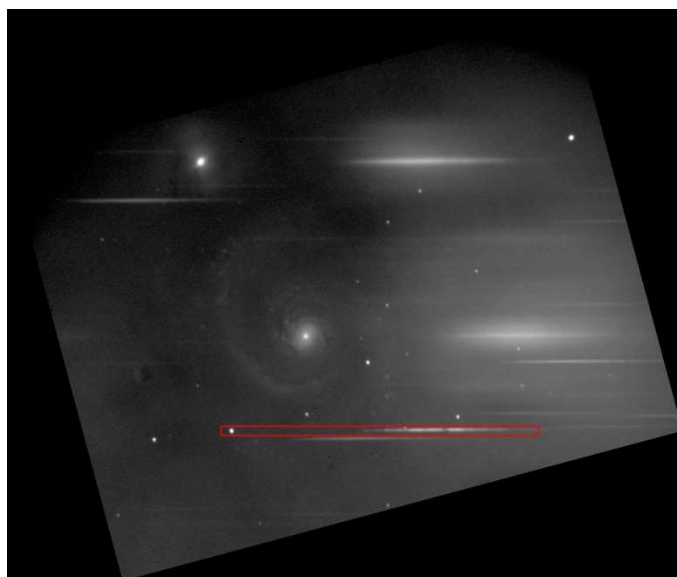
In conclusione conviene allontanare il reticolo dal sensore per ottenere maggior risoluzione possibile, facendo sì che una superficie maggiore del reticolo sia bagnato dal fascio ottico in ingresso, sino al punto in cui non venga esclusa dall'immagine ottenuta la stella di ordine 0, necessaria, oltre che per una eventuale guida, anche per la messa a registro degli spettri con quelli di riferimento. 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.

1) L'Acquisizione degli spettri bidimensionali

Una volta ottenuta l'immagine con gli spettri di campo, dopo aver applicato dark e flat e sottratto il fondo cielo (con IRIS o l'ultima versione di VSpec), ruotarla in modo da avere la parte rossa a destra. Occorre fare preliminarmente attenzione al fatto che VSpec digerisce male, appiattendole, le immagini con valori superiori a 32.000 Adu, quindi in caso di superamento di tale valore occorre ridurlo con le apposite operazioni aritmetiche di divisione, possibili con alcuni programmi.



eventualmente croppare la striscia contenente l'immagine in casi, come il seguente (spettro della SN in M51), di molte stelle nel campo ed alcune molto vicine allo spettro di interesse, in modo da isolare lo spettro stesso come con una fenditura virtuale, eliminando le stelle di campo capaci di inquinarlo con luce spuria:

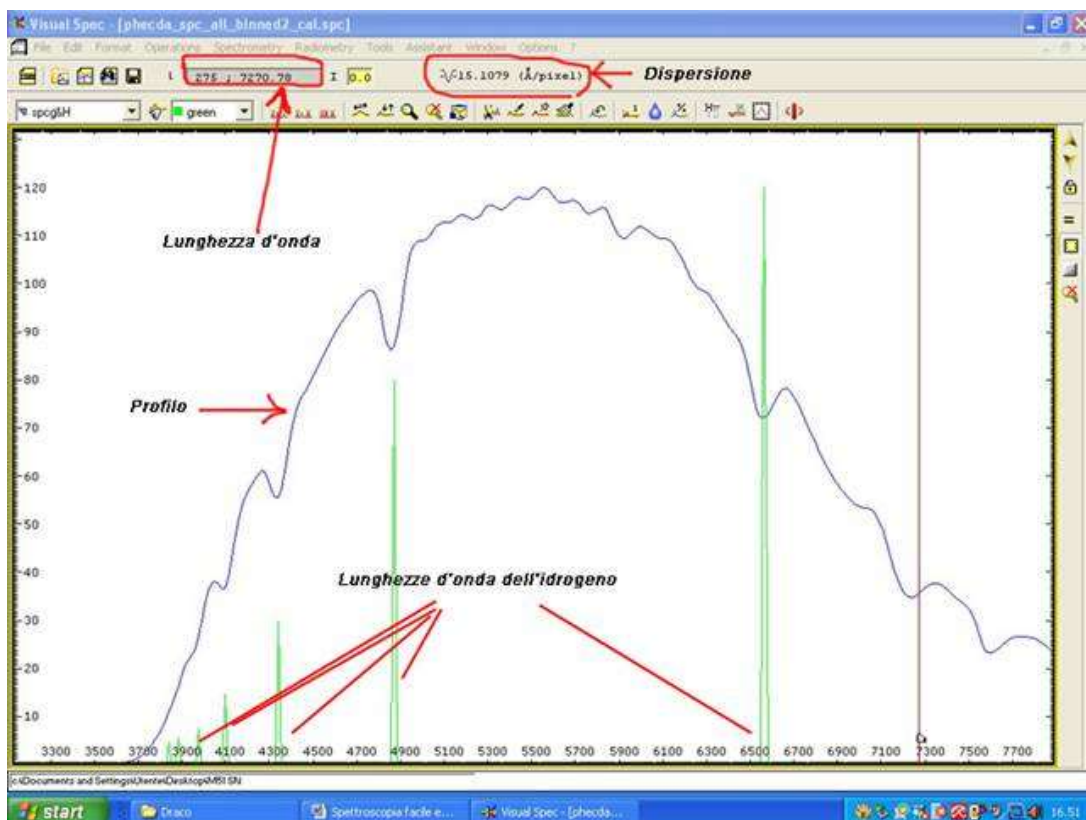


2) la calibrazione in lunghezza d'onda con due righe conosciute

importare il file fit 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 su quello delle ordinate, con delle cuspidi in assorbimento od emissione, che sono le righe spettrali. Se conosciamo 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 Å, poi quella a 6563 Å quindi, premendo il pulsante destro del mouse, attiviamo poi l'opzione "calibrate": la calibrazione sarà operativa, nella barra superiore apparirà il valore della dispersione in Å/pixel a destra, e, passando il mouse sul profilo, ciascuna riga avrà la corrispondente lunghezza d'onda, che appare sulla barra superiore a sinistra. Nel caso non conoscessimo alcuna riga dello spettro potremo usare la libreria di Vspec (lib.spec) ed selezionare da essa il profilo calibrato(dat.) di una stella della stessa classe spettrale per visualizzarne la lunghezza d'onda dei vari elementi da usare per la calibrazione.

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

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 vuole, stando ovviamente attenti alla coincidenza delle righe inserite nel grafico con quelle del profilo. Nella barra superiore appare invece la dispersione in Angstrom per pixel.



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

Queste operazioni, che preliminarmente possono sembrare complicate, ma che con la pratica divengono routinarie, ci permettono già di possedere un formidabile strumento scientifico, che ci da numerosi dati ed elementi di valutazione dell’oggetto del quale si è registrato lo spettro.

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

La calibrazione con Vspec con due righe note all’interno dello spettro ripreso con consente la misura dell’effetto doppler e del relativo shift, particolarmente utile nella valutazione degli spettri delle supernove e dei blazars e quasars.

È pertanto utile calibrare uno spettro sconosciuto, con poche od indistinte righe, spesso shiftate per effetto doppler, con uno spettro di riferimento già calibrato. Sono molto utili a tale scopo, le stelle di Classe A0, con le righe di Balmer dell’Idrogeno ben distinte ed intense. Stelle come Alioth e Phecda in Ursa Maior, Vega nella Lira, Rigel in Orionis, etc, si prestano molto bene a tale incombenza. Ovviamente la ripresa spettroscopica della stella di riferimento andrà fatta con lo stesso identico setup dello spettro da calibrare, con la stessa messa a fuoco e, se possibile, nella stessa serata. **Il reticolo dello spettroscopio si dovrà inoltre trovare alla stessa distanza dal sensore della camera per non alterare la dispersione.**

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, che 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

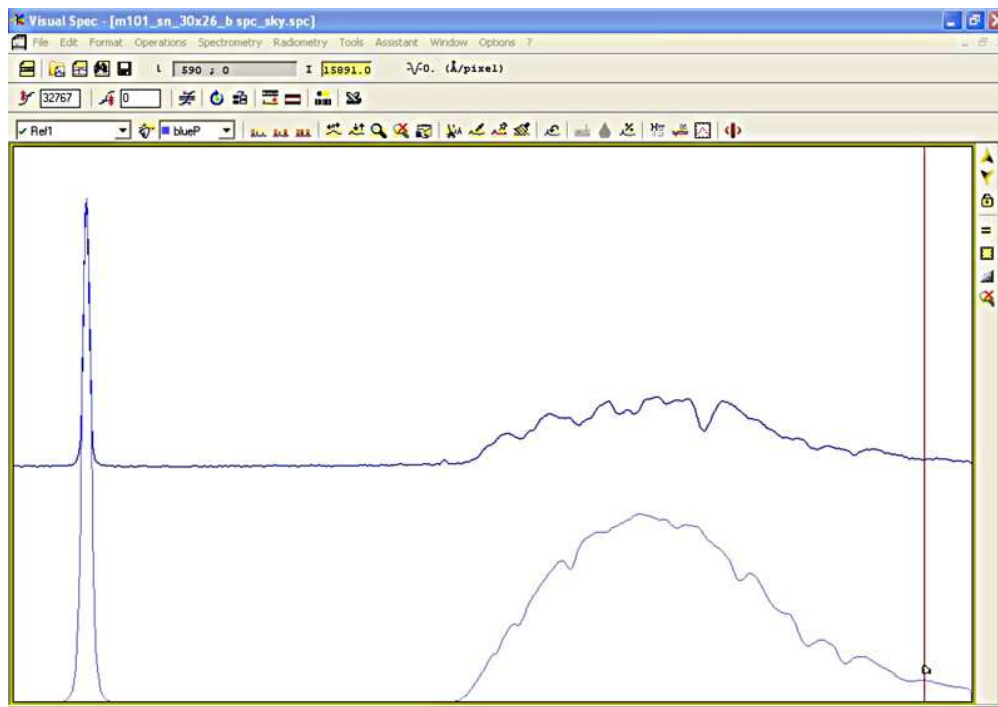


b) spettro della stella di riferimento

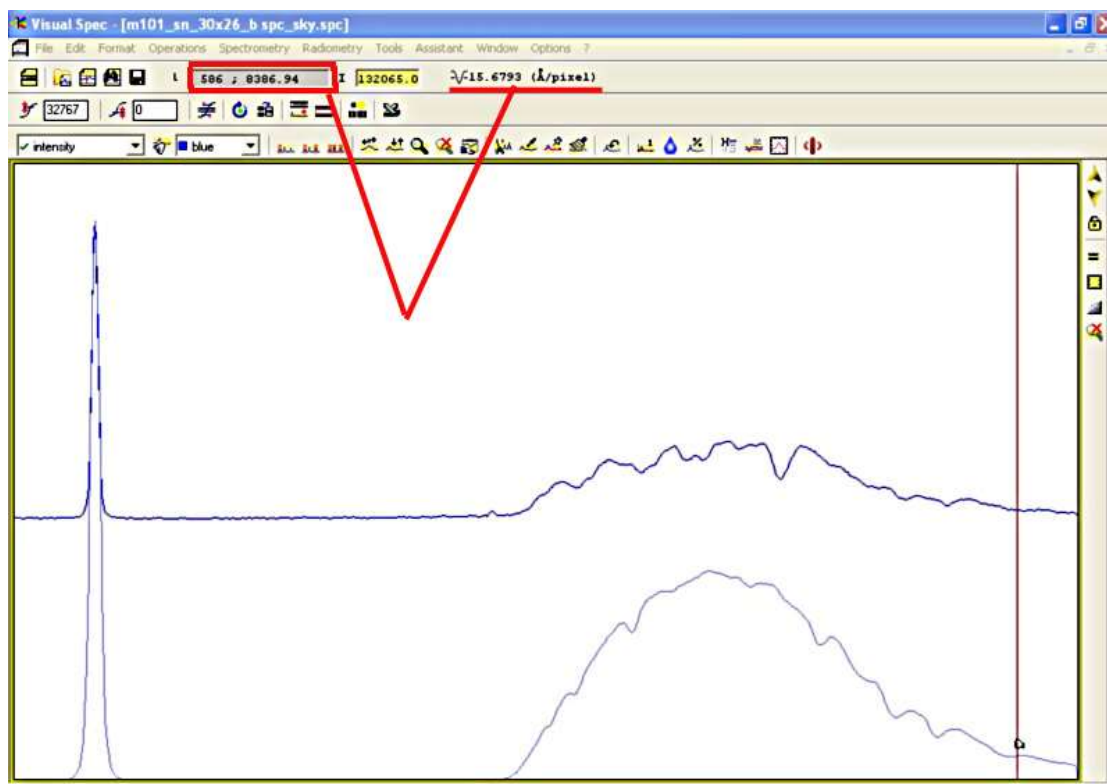


1-Si procederà quindi a caricare in Vspec l'immagine dello spettro della stella o dell'oggetto da calibrare ed estrarne il profilo con il comando "object binning" nell'apposito pulsante della toolbar.

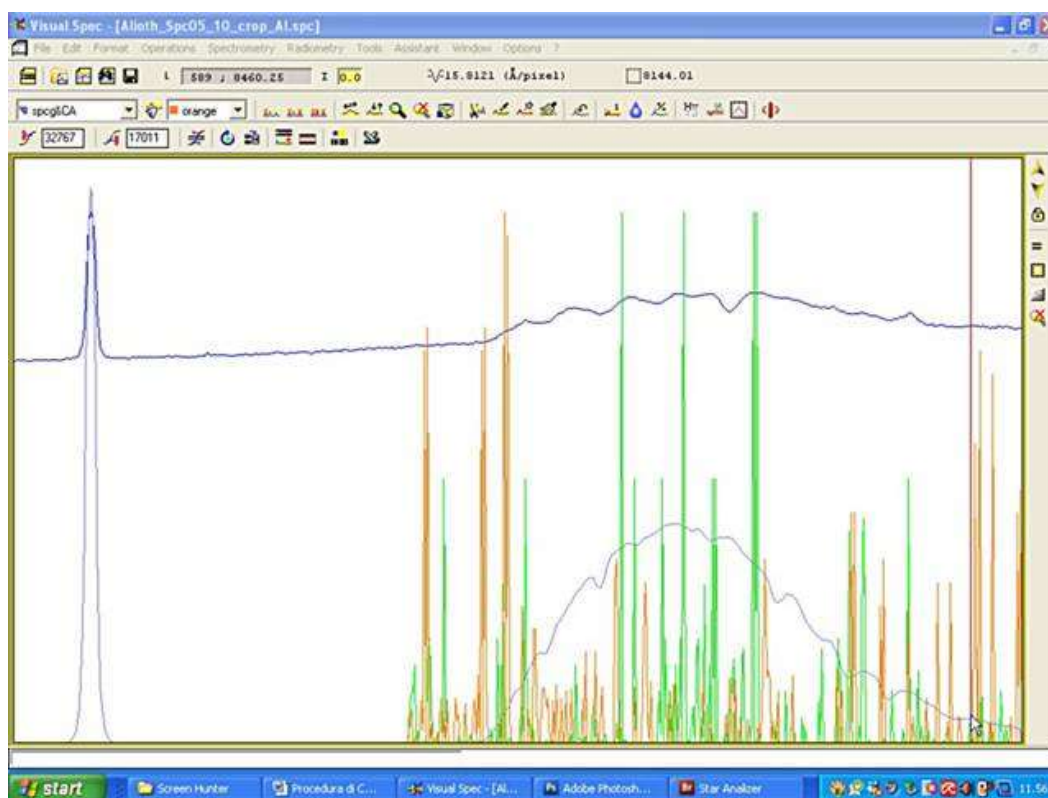
2-Si caricherà quindi lo spettro della stella di riferimento, e , per ottenerne il profilo si premerà il pulsante "reference binning": i due profili spettrali appariranno sovrapposti e perfettamente a registro, dall'ordine 0 in poi.



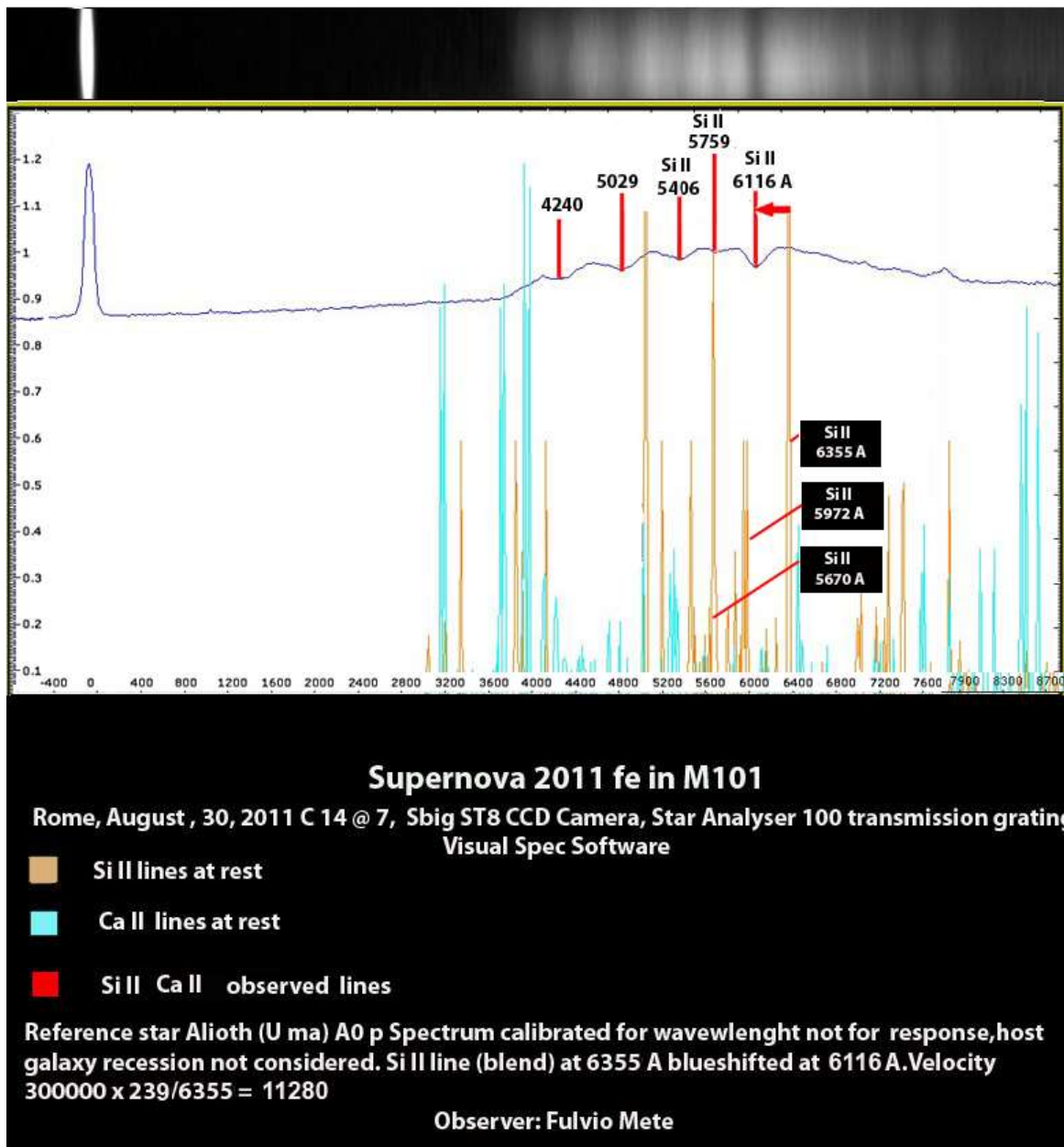
3- si opererà la calibrazione su due righe note della stella di riferimento, e automaticamente la calibrazione sarà operante anche sulla stella od oggetto che si vuole calibrare (nel nostro caso la SN sopra nell'immagine).



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.



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:

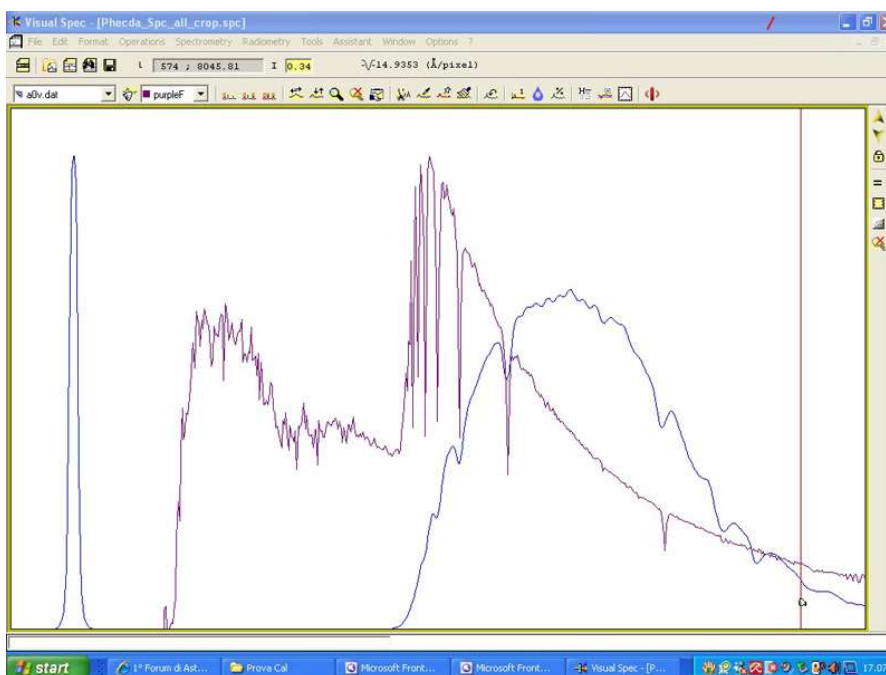


4-Procedura di calibrazione per la risposta del sistema

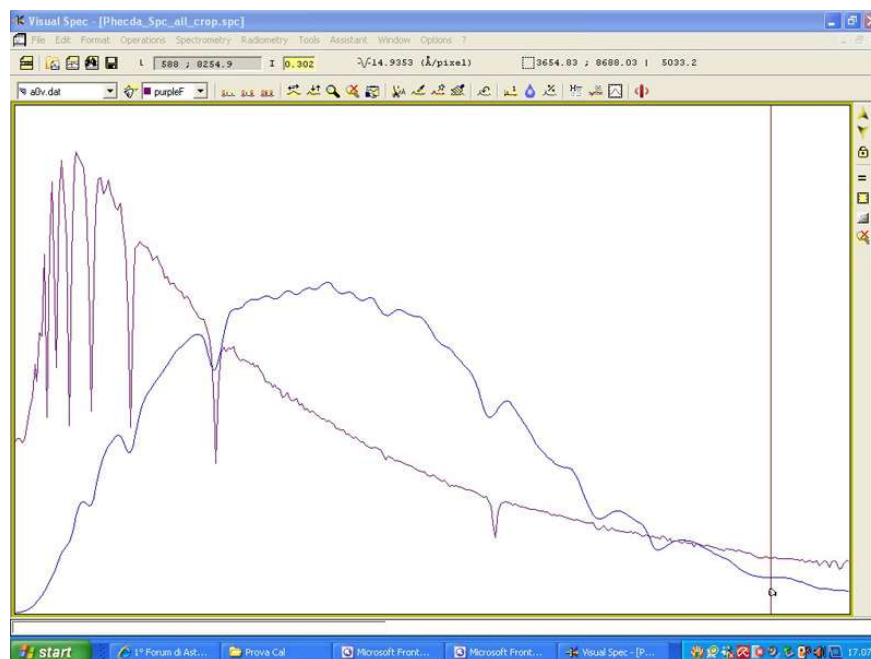
La procedura di calibrazione in lunghezza d'onda dianzi descritta permette di ottenere una immediata leggibilità dello spettro di interesse per quanto riguarda gli elementi coinvolti e la loro posizione nello spettro. Il profilo ottenuto, tuttavia, deve mostrare anche con precisione l'intensità del continuo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

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

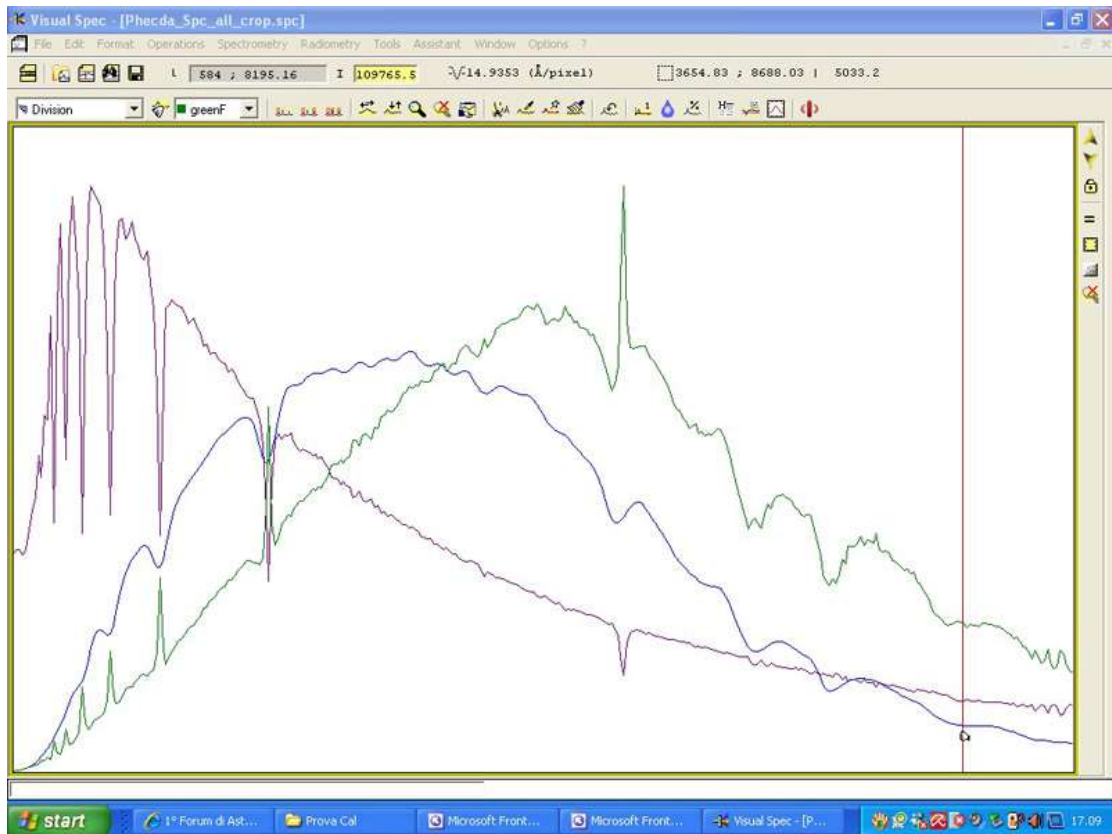
1) Caricare il profilo già calibrato in lunghezza d'onda in VSpec: andare sul menu "tools- library" e selezionare un profilo spettrale di una stella della **stessa classe spettrale di quella che stiamo esaminando** nel nostro esempio Alioth, quindi trascinarlo col mouse all'interno del profilo in esame.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



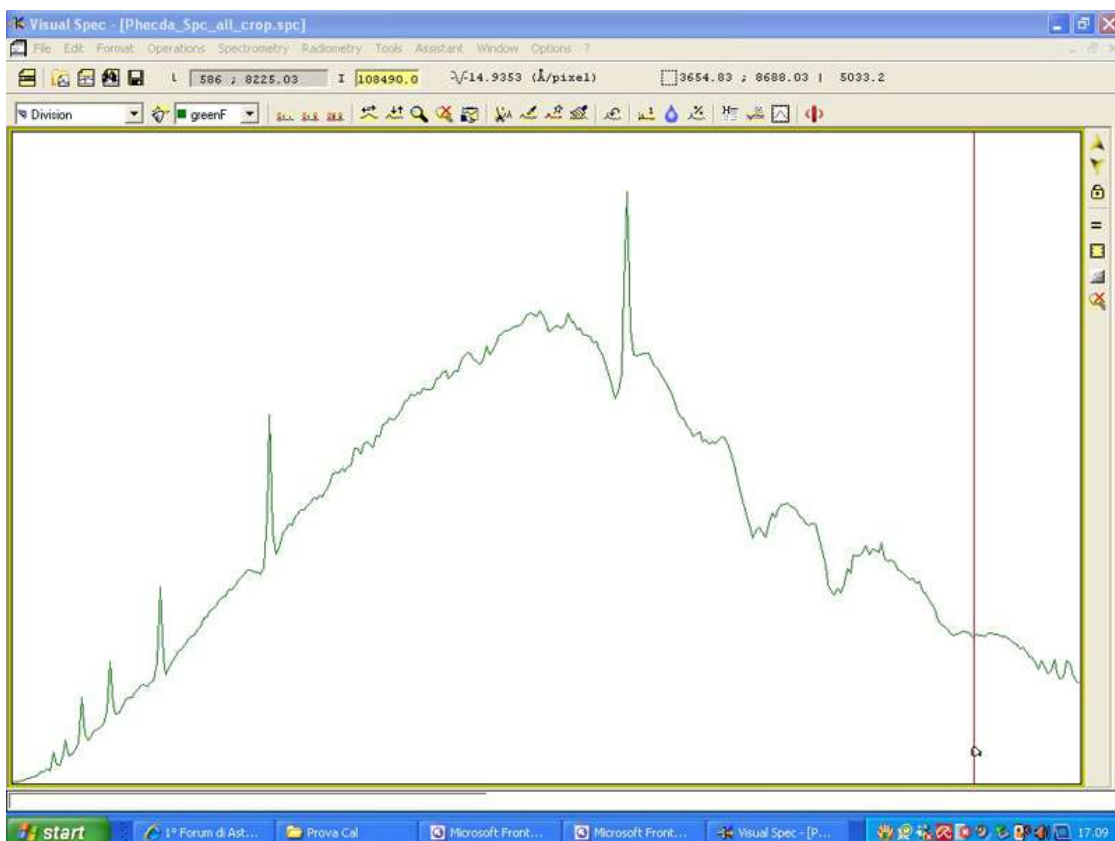
2) Croppare (menu Edit-crop) i due profili alla lunghezza d'onda iniziale del profilo spettrale di interesse



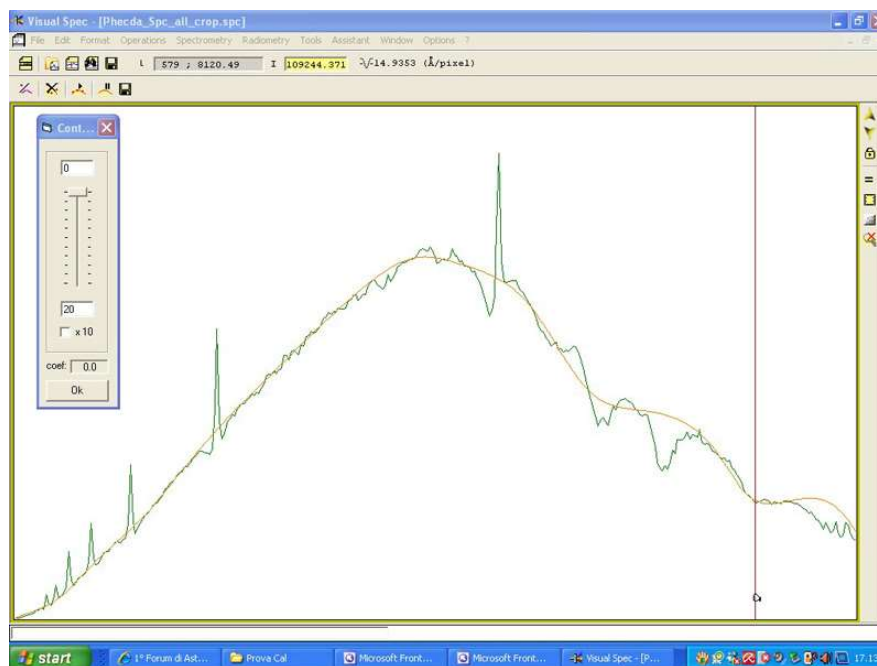
3) Nella finestra a tendina superiore selezionare la serie del profilo di interesse (Intensity) quindi dividerlo per il profilo della stella caricato dalla libreria (a0.dat), utilizzando il menu "Operations-divide profile by profile". Otterremo un terzo profilo, di diverso colore, sovrapposto agli altri due (nella finestra appare come "Division"):



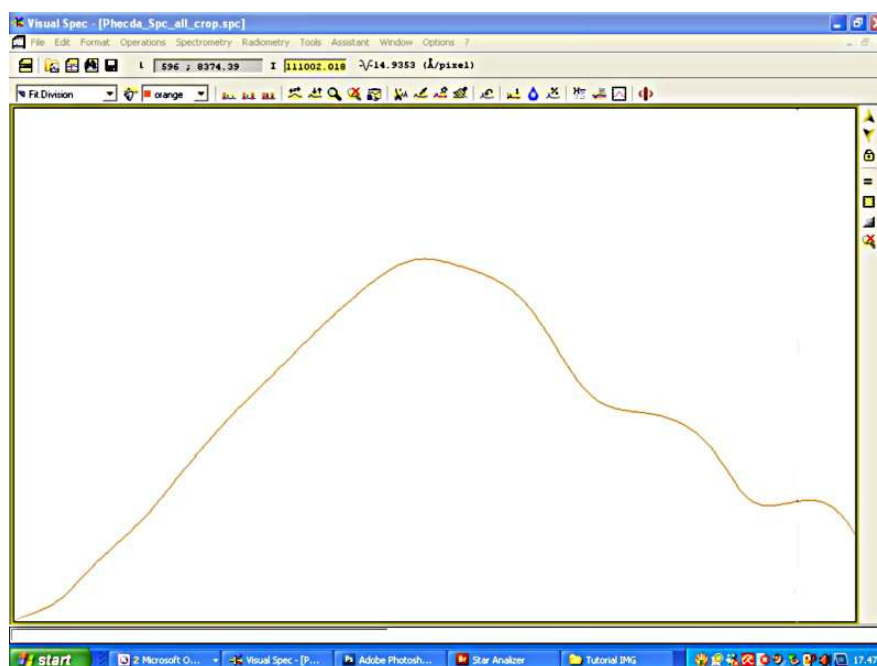
4) Per fare pulizia andiamo sul pulsante con la scopa affianco alla finestra a tendina, premiamolo, e tutti i profili spariranno; selezioniamo quindi nella finestra a tendina la voce "Division", ed apparirà il solo profilo (in verde) della divisione:



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.



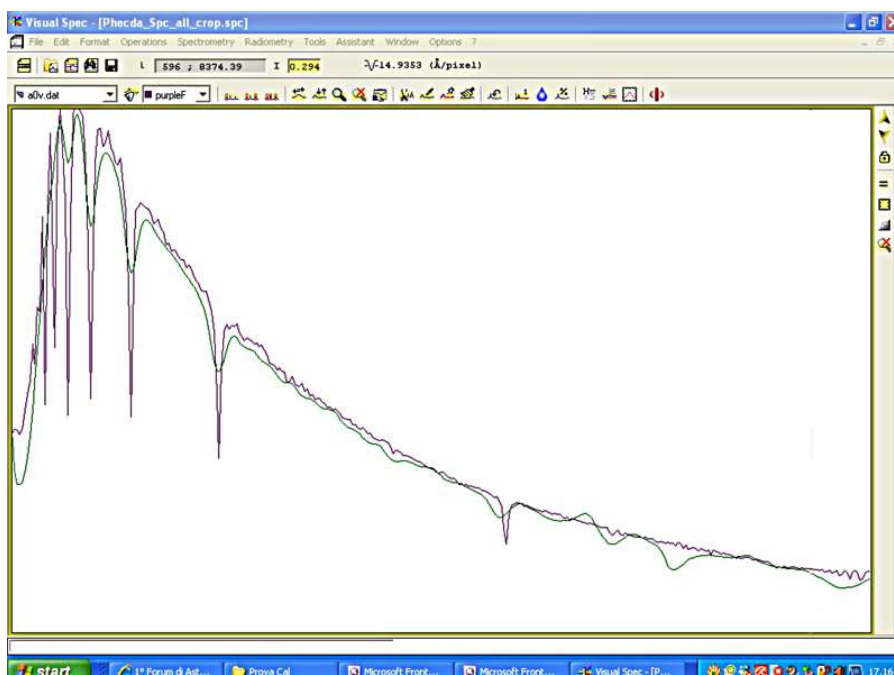
6) La curva trovata, che appare nella finestra a tendina come "Fit Division" costituisce quindi la risposta spettrale del sistema usato, una sorta di "flat" spettroscopica che potrà essere nuovamente usata, a patto di non cambiare il setup e le modalità di ripresa. Essa può essere quindi salvata (menu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



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 A) e può essere tranquillamente confrontato con quello di altri osservatori o con altri spettri.



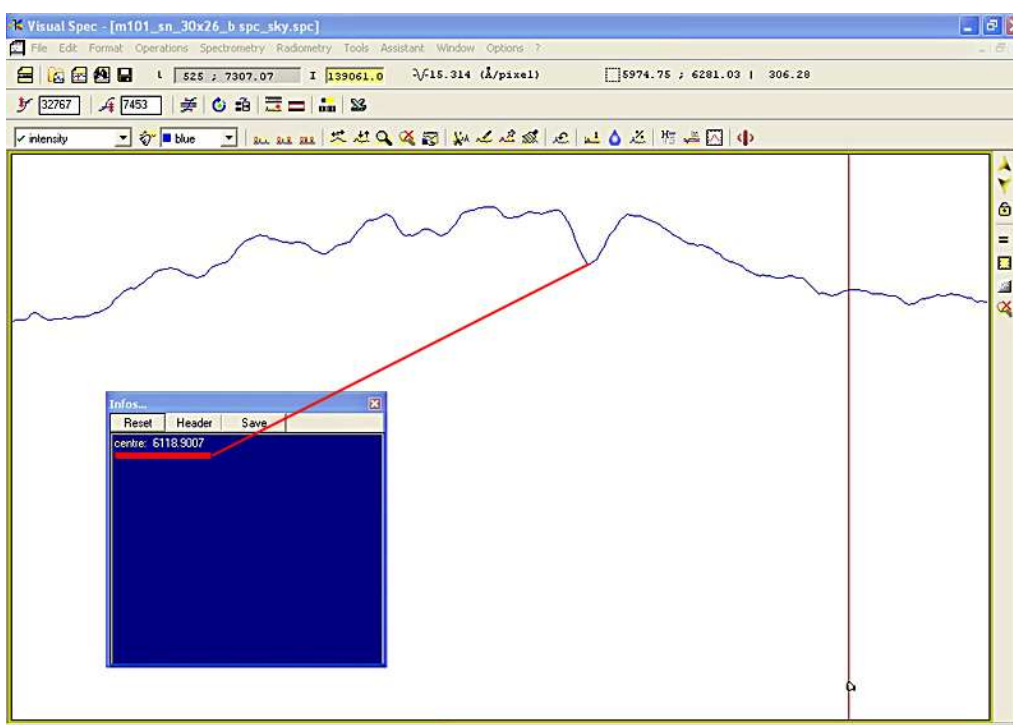
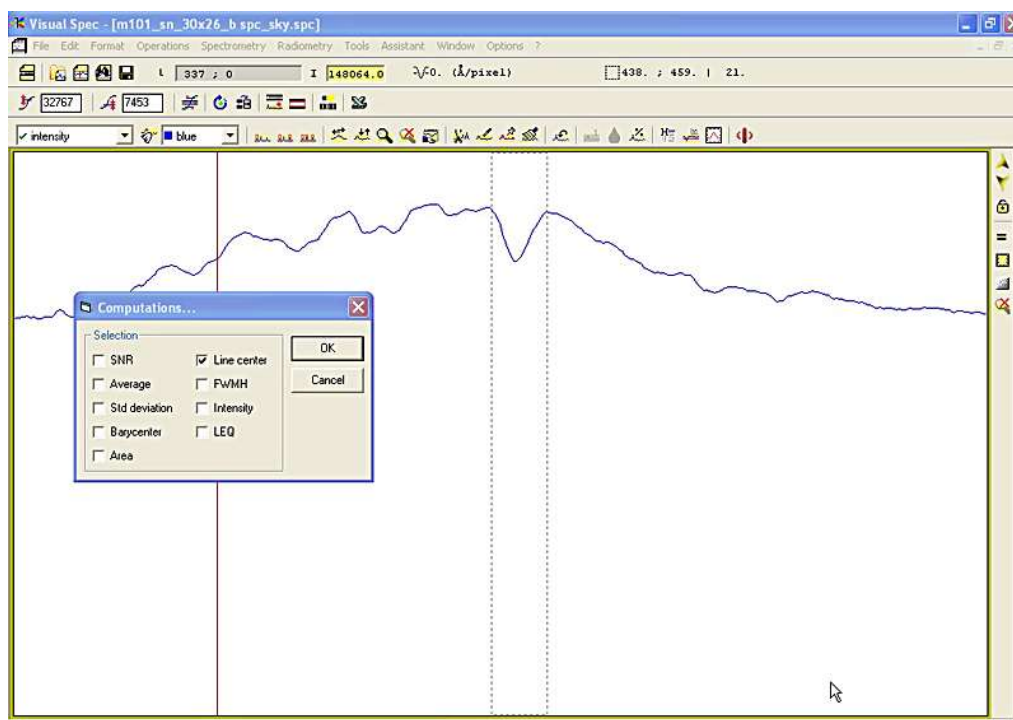
8) Confrontando, infatti, ora il nostro profilo spettrale originario del nostro spettro amatoriale con quello dello spettro professionale della libreria a0v.dat usato per la calibrazione notiamo una quasi completa corrispondenza (se si escludono le righe dell'ATM, non presenti nello spettro professionale), 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.



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. C'è la possibilità, tuttavia, di ottenere ulteriori funzioni, come una calibrazione più accurata come quella non lineare, la misura del centro riga, della FWHM o della LEQ (larghezza equivalente) delle righe.

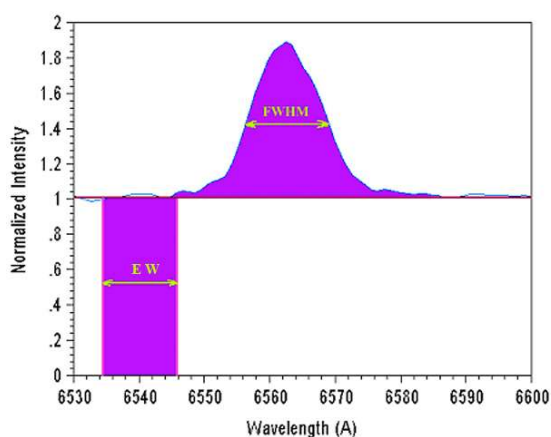
Per la determinazione del doppler shift delle righe, ed in genere per altre misure conviene conoscere l'esatto punto centrale di una riga: VSpec lo fa con estrema precisione. Contornando la riga di interesse col mouse, ed attivando il menu "spectrometry- computation preferences" appare una finestra con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



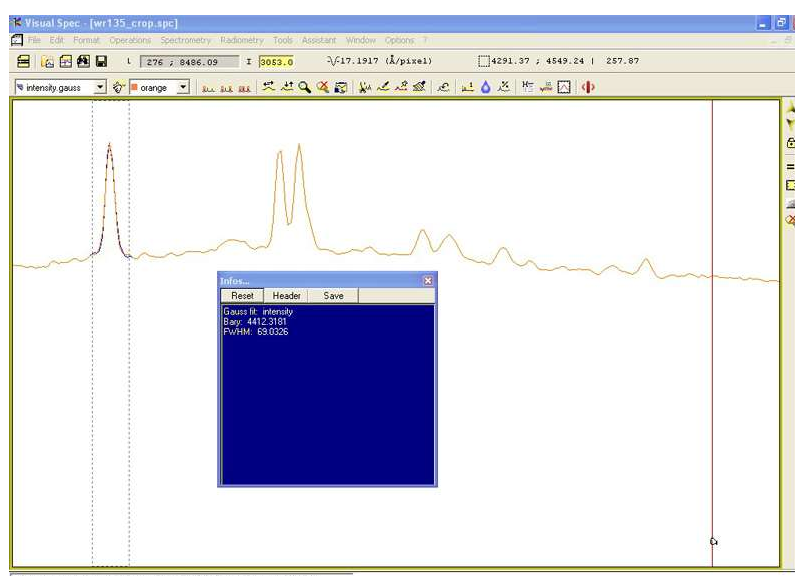
Con lo stesso comando VSpec opera, oltre a quella descritta del centro riga, una serie di misure sulle righe dello spettro calibrato in lunghezza d'onda, vediamo brevemente quali sono le principali: -FWHM la piena estensione a metà altezza della riga,: essa è usata per le misure dell'espansione dei dischi stellari, con la nota formula

$$E = c \times \text{FWHM} / \lambda$$

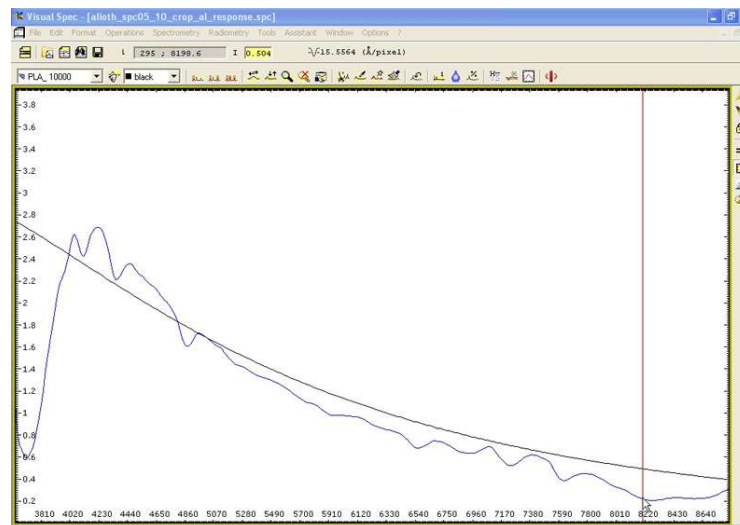
dove E è l'espansione misurata, c è la velocità della luce, e FWHM la misura in Angstrom di detto valore. La misura peraltro viene effettuata in pixel nello spettro non calibrato, ed in Angstrom in quello calibrato. La prima è utile anche in situazioni che non hanno a che fare direttamente con la spettroscopia, come la misurazione del seeing e della messa a punto della strumentazione, nonché, per gli spettroscopi a fenditura. Per la misura della larghezza di questa. -LEQ (Equivalent Width) indica la parte del continuo normalizzato che presenta la stessa area del profilo della riga; in pratica è l'area contenuta nel profilo della riga normalizzato. Perché abbia senso è quindi necessario operare la normalizzazione del profilo spettrale all'unità. Essa misura l'intensità di una riga.



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



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



5-Come utilizzare lo Star Analyser 100 a piena risoluzione

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

Tale limitazione è tuttavia molto meno avvertita per i rifrattori a corta focale, nei quali il cono ottico è abbastanza accentuato e corto. In tali casi potrà essere calcolata la distanza esatta dall'obiettivo alla quale potrà essere posizionato il reticolo utilizzando la nota formula di calcolo dei diaframmi di un telescopio in funzione del campo di piena luce.

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

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

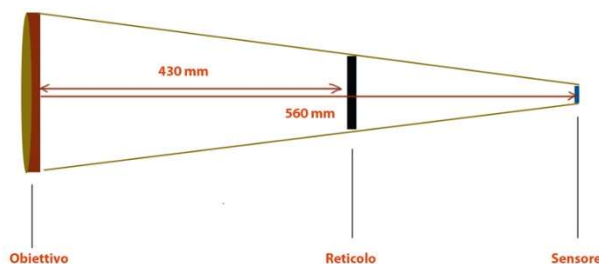
D il diametro dell'obiettivo

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



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 resa è stato quindi netto rispetto alla "normale" collocazione a 50-60 mm dal sensore.



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 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.