

El espectroscopio échelle NOU_T – Resultados

Juan José Pueyo



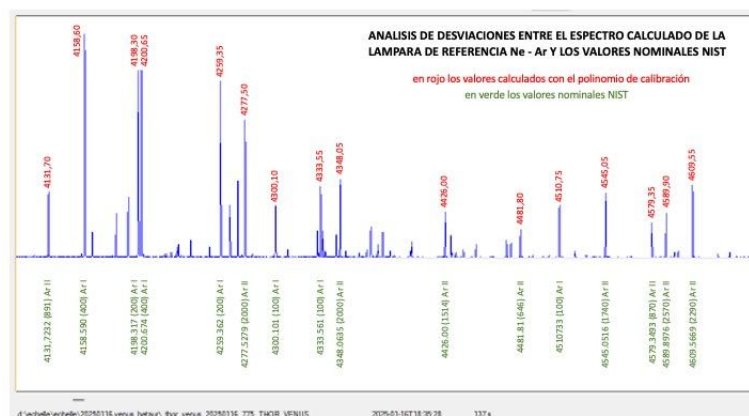
Básicamente, quería hablar de la diferencia que hay entre un espectroscopio échelle y un espectroscopio convencional en alta resolución. Los espectroscopios convencionales en alta resolución tienen una red de difracción de muchas líneas por milímetro, por ejemplo, 2500 líneas por milímetro, y lo que obtienen es un espectro de gran dispersión en el primer orden.

Lo que sucede es que este espectro grande no cabe en el detector que tenemos, en la CCD o la CMOS que tenemos para captar el espectro. Entonces lo que se tiene que hacer en estos espectroscopios es girar la red para dirigir la zona de interés al detector.

En cambio, los espectroscopios échelle lo que pretenden es captar de una sola vez todo el espectro óptico, o sea, toda la parte visible y parte del infrarrojo de una sola vez, al mismo tiempo. Para ello, lo que utilizan es una red de difracción de muy pocas líneas por milímetro, por ejemplo, 70 líneas por milímetro, sería un valor posible.

Algunos conocéis los Star Analyzer 100 y 200, que producen un espectro de primer orden muy pequeño, de unos 70 milímetros o todavía menos. Quiere decir que, en el primer orden o el segundo orden, en los primeros órdenes, la dispersión es ridícula. Lo que se hace en estos espectroscopios es trabajar en órdenes muy elevados. O sea, se trabaja en órdenes de 30, 40, 50 o 60, con lo cual, a ese nivel, en esos órdenes tan grandes, ya tenemos alta resolución. Pero lo que sucede también es que todos esos órdenes se superponen porque están en un mismo plano. O sea, la red produce los órdenes en un plano.

Lo que se hace para separar estos órdenes elevados, es utilizar un sistema dispersivo perpendicular al primero. La función de este segundo sistema dispersivo es separar los órdenes. En la siguiente imagen tenemos por ejemplo un espectrograma échelle que corresponde en este caso a una lámpara Neón-Argón (Ne-Ar), que se utiliza para hacer la calibración de longitud de onda. La parte superior corresponde al infrarrojo próximo y la parte inferior correspondería al límite violeta y ultravioleta. Estos distintos órdenes se superponen parcialmente. Entonces, el programa de procesado lo que hace es, si se quiere, ensamblar los órdenes para obtener un espectro completo.



En el caso del espectrógrafo Nou_T, concretamente, sus características principales son que, en vez de una rendija, tiene un “pinhole”, o sea, un poro, un poro de 50 micrómetros. La segunda característica es que la red échelle es una red de 79 líneas por milímetro solamente. En los échelle los elementos dispersivos pueden ser una red de difracción o puede ser un prisma. En este caso es un prisma equilátero, de vidrio F2, o sea, es un vidrio Flint de alta densidad para que tenga un alto índice de refracción. Y este prisma equilátero es el que separa los órdenes.

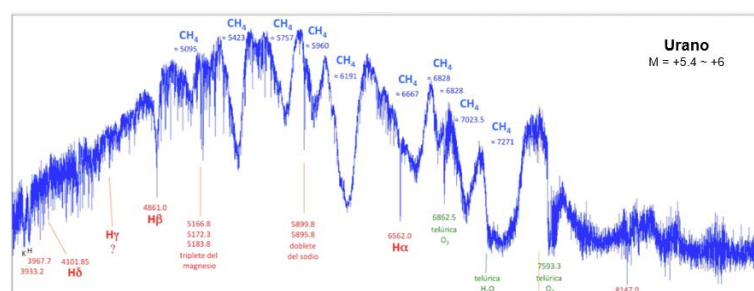
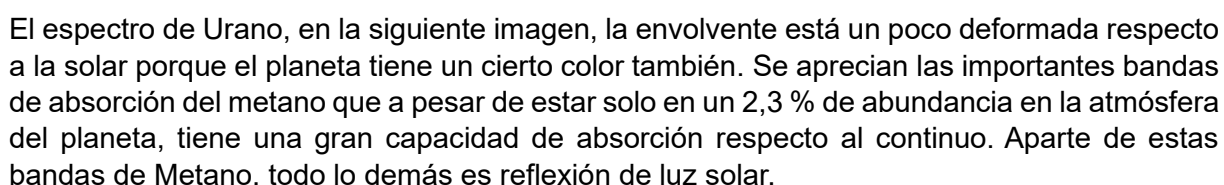
Otras características en este espectroscopio NOU_T es que tiene un rango que abarca desde el límite violeta o ultravioleta, aproximadamente entre 3850 y 9100 Å. O sea, se mete parcialmente en el infrarrojo próximo y su resolución a nivel de H alfa es aproximadamente de 9400 Å. La red es fija y la resolución también. Es calculada por el programa ISIS cada vez, pero en principio está sobre aproximadamente 9400 Å.

Nosotros en la cámara de espectro lo que tenemos es un espectro imagen, o sea, un espectro con píxeles, igual exactamente que una fotografía. Entonces lo que hacen los programas es construir un polinomio que relaciona los píxeles con la longitud de onda. Y eso se hace precisamente con la fotografía que hemos visto antes, con un espectro Ne-Ar hecho en las mismas condiciones que la muestra problema, de una estrella o de lo que sea. Con ese espectro Ne-Ar sabemos las longitudes de onda a qué pixel corresponde. El polinomio lo que hace es hacer la transformación a un espectro diagrama binario, digamos, intensidad-longitud de onda. De esa forma, el polinomio nos permite obtener precisiones del orden de algunas décimas de Armstrong, con la simple aplicación del polinomio. Pero después esto se puede afinar más.

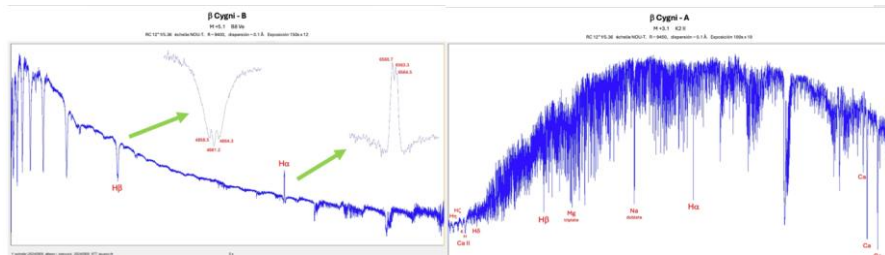
Por ejemplo, en la siguiente imagen tenemos un espectro obtenido con el échelle de Beta-Aurigae, un sistema binario. Es un sistema de dos estrellas muy parecidas, de tipo A, que rotan rápidamente una respecto a la otra. Vemos la longitud de onda nominal H-alfa obtenida a partir de la base de datos espectroscópica NIST, y aquí tenemos el perfil de H-alfa correspondiendo al elemento del sistema que se acerca hacia nosotros desplazado hacia el azul y el elemento que se aleja de nosotros desplazado hacia el rojo. Con esto se puede calcular por Doppler la velocidad de rotación.



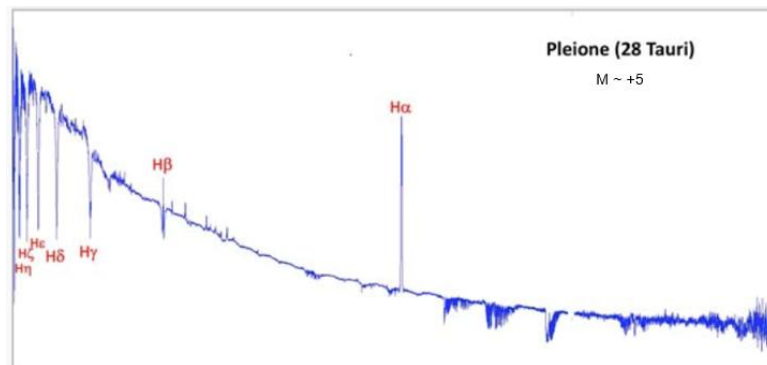
A continuación, voy a pasar una serie de espectros diversos para mostrar algunos resultados. En la siguiente imagen se ve el espectro completo de la luz solar. Para obtener esto no es necesario un telescopio, simplemente dejar que la luz del sol entre por la rendija, sin más. Obtenemos la envolvente, es el fondo de emisión continuo de la fotosfera solar. Y después tenemos toda una serie de líneas que son líneas de Fraunhofer, líneas y bandas, bandas telúricas y diversas líneas. Se aprecia la línea H alfa, y hacia un lado tenemos toda una parte infrarroja. Resumiendo, tenemos el Calcio, las líneas de ionización del Calcio, las líneas K y H de ionización del calcio, y llegamos a obtener las líneas de excitación del Calcio, o sea, de átomo neutro, no ionizado. Esto es un espectro comprimido, este espectro lo podemos expandir. En la parte de arriba de la diapositiva están un poco expandidas algunas de estas partes del espectro.



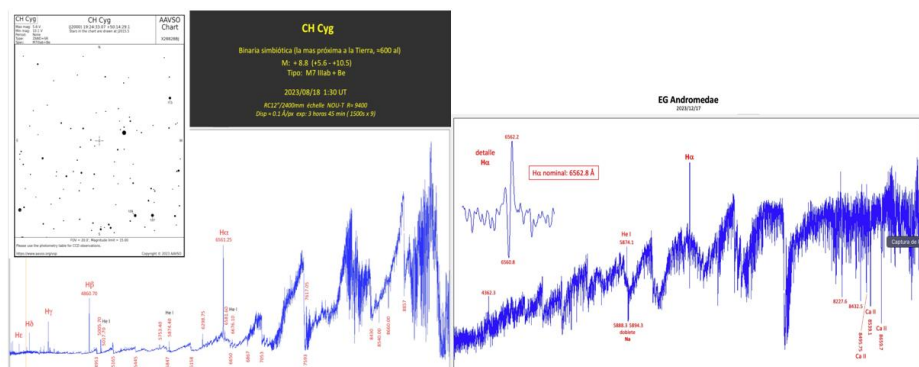
En la siguiente imagen, para simplificar, he puesto en vez de una estrella cualquiera caliente y otra fría, he puesto a Albireo. Albireo A es una estrella de tipo K, que tiene abundantes líneas de excitación de metales. Y Albireo B, una estrella caliente con el continuo desplazado hacia el violeta o ultravioleta. En la parte superior, están expandidas y vemos el perfil de las líneas H-beta y H-alfa.



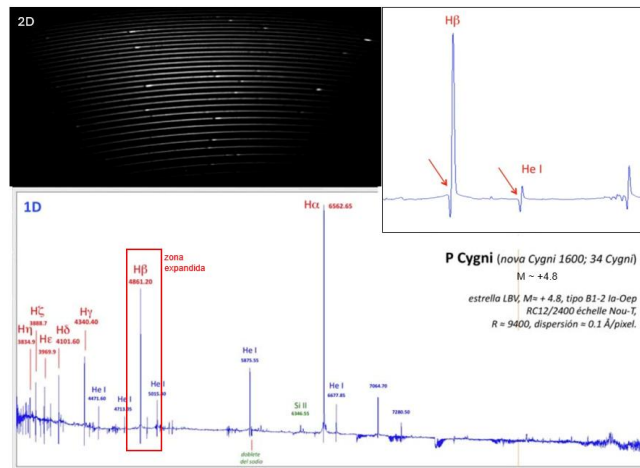
En la siguiente diapositiva tenemos a Pleione (28 Tauri), que es una estrella dentro de las Pléyades, de tipo Be porque tiene líneas de emisión. Está la línea H-alfa que está en emisión y esto es debido a que es una estrella de rápida rotación. Lo mismo sucede con Pleione que también es una estrella de tipo Be, en la que vemos, a parte del resto del espectro, líneas H-alfa y H β en emisión. Abajo se ve el espectro detallado ampliado de H-alfa, con lo cual también podemos calcular si queremos la velocidad de rotación.



En la siguiente imagen se muestran los espectros de dos estrellas simbióticas. Así como las anteriores eran bastante brillantes, éstas ya son de magnitudes, de 8-9. Estas magnitudes ya están cerca del límite de la instrumentación que tengo. Este espectroscopio lo tengo montado en un telescopio de 300 milímetros, o sea, 12 pulgadas de apertura. Obviamente, si tuviera un telescopio mayor, tendría más luz y podría llegar a más baja luminosidad, en magnitud. Estas estrellas simbióticas son CH Cygni i EG Andromedae. Son estrellas de tipo M, y las líneas de emisión del disco de acreción que rodea a la arena blanca en ese sistema simbiótico.

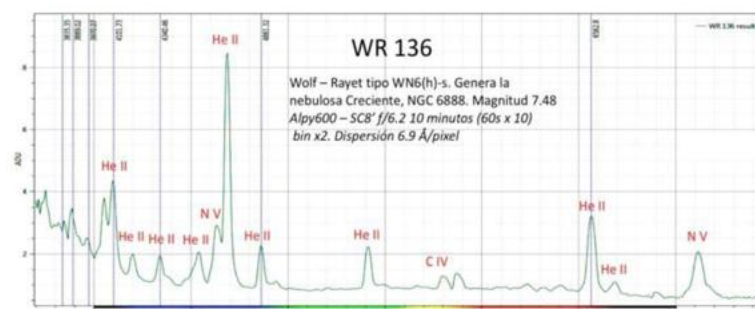


Y ahora os muestro el espectro de P Cygni, más que nada para mostrar expandida la zona de H beta con la línea del Helio y con los típicos perfiles característicos, llamados *perfiles P-Cygni*, con la parte en el azul de cada línea en absorción. Y aquí también se ve lo mismo, la parte negra y la parte blanca en cada línea sería equivalente.

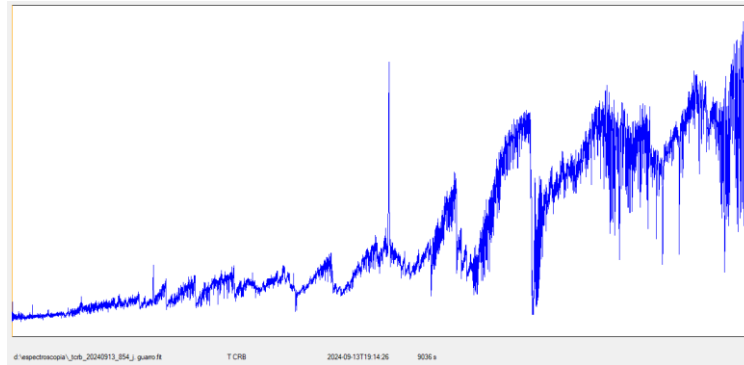


Un ejemplo de estrella de tipo Mira, el espectro de la variable S Pegasi que, al estar en fase luminosa, se ha podido captar en alta resolución. Esta estrella variable, por ejemplo, varía entre magnitud 7 y 14 en su ciclo. Yo con este equipo solamente la puedo captar en el momento de máxima excitación. A magnitud 14 la podría captar en baja resolución, pero no en alta resolución. Cuando están en fase de excitación, las variables tipo Mira se caracterizan porque desarrollan bastantes líneas de Balmer que, en cambio en la fase quiescente, en la fase de reposo, son más bajas o no existen.

En la siguiente imagen se muestra el caso de unas cuantas estrellas Wolf-Rayet del Cisne. Aquí las líneas son más anchas debido a la elevadísima temperatura que tiene la fotosfera de estas estrellas y también a la gran velocidad de los vientos que las rodean. Se trata de la estrella de Campbell en Cygnus, para mostrar los dos tipos de líneas espectrales. Este objeto es una nebulosa planetaria, una especie de nebulosa planetaria que dentro tiene una Wolf-Rayet. Yo supongo que sería más bien una nebulosa Wolf-Rayet, pero se cita como nebulosa planetaria con una Wolf-Rayet dentro. La nebulosa planetaria tiene líneas extremadamente finas. Por ejemplo, esta es la H-alfa, con las dos líneas de Nitrógeno ionizado a ambos lados. Y las líneas muy gruesas (marcadas en rojo) que proceden de la fotosfera, o parte más interna, de la Wolf-Rayet, donde la temperatura es elevadísima y, por efecto térmico, se ensanchan las líneas.



Y el último ejemplo que voy a mostrar es un espectro, que no lo he obtenido yo, sino que lo ha obtenido Joan Guarro, con un telescopio de 400 mm, o sea, casi el doble de luminosidad que el mío, y con una cámara mejor. La mía es una 1600 monocroma y la suya es una 2600 monocroma retroiluminada, aparte de que él tiene más experiencia que yo. Él ha conseguido ensamblar completamente este espectro de T CrB de la corona boreal, reciente, que todavía está en fase quiescente, esperando a que llegue a la fase eruptiva o la fase cataclísmica. Es una estrella ya de magnitud 11 y yo le he visto a él obtener espectros de supernovas de magnitud 12. El espectro lo ha conseguido ensamblar.



Como resumen, se ha utilizado el échelle NOU_T con un telescopio RC 12" intercalando una lente de 300mm como reductor focal. La resolución está sobre ~ 9400 . La dispersión, con una CMOS de $3.8 \mu\text{m}$ de tamaño de pixel es de $\sim 0.1 \text{ \AA/pixel}$.

En la práctica, en unas condiciones de cielo oscuro bortle 4-5, periferia de Azara (pueblo del Somontano), se ha podido obtener espectros de objetos estelares de magnitud $\sim +9$ pudiendo integrar los 34 órdenes. Utilizando órdenes separados (por ejemplo, para nebulosas planetarias u objetos de espectro similar) hemos podido llegar $\sim +11$.

En condiciones normales, sin utilizar métodos especiales, se pueden medir velocidades radiales con errores $\sim 6 \text{ km/s}$.

Los espectros correspondientes a estrellas de tipo Be y simbióticas, son recogidos en las **bases de datos del BeSS y del ARAS Spectral Database**, respectivamente. Dichas bases de datos espectroscópicas son referencias mundiales en el estudio de la evolución de este tipo de estrellas variables, muy apreciadas por los investigadores, a las que contribuyen activamente observadores aficionados.

Yo tendré actualmente una veintena de espectros y Joan Guarro tiene centenares.



L'ASTRONÒMICA
DE SABADELL