



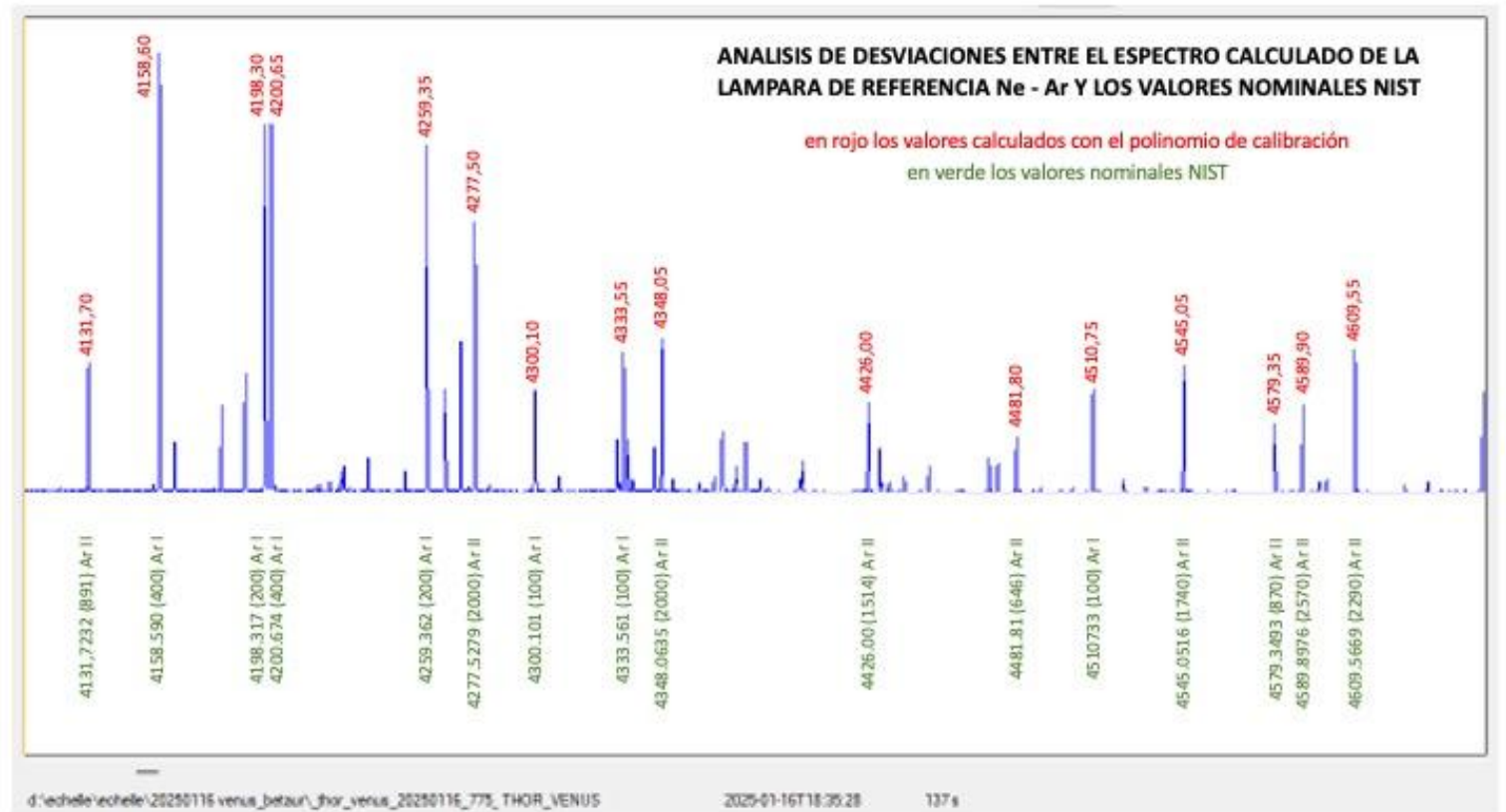
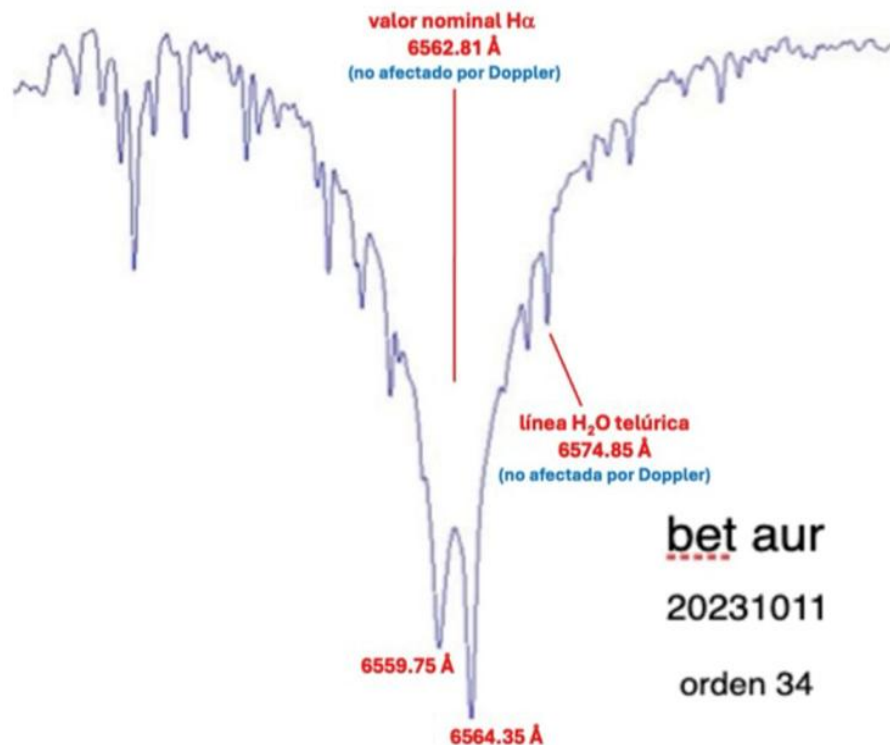
Los espectroscopios *échelle* están contruidos para captar, de una sola vez, todo el espectro a alta resolución. Constan de una red de difracción fija (red *échelle*) de muy pocas líneas, pero no utilizan el primer orden sino órdenes muy superiores. La resolución espectral aumenta con el número de orden por lo que, a pesar de que la red *échelle* tiene pocas líneas, en dichos órdenes elevados se llega a alta resolución. Lo que ocurre es que todos esos órdenes quedan prácticamente superpuestos y deben ser separados con otro elemento (red o prisma) dispuesto de forma que su dispersión sea perpendicular a la de la red *échelle*.



El espectroscopio *NOU_T* tiene como rendija un orificio (pin-hole) de $50\text{ }\mu\text{m}$ de diámetro, un espejo cóncavo colimador de 100 mm de distancia focal, una red *échelle* de 79 líneas/mm , un prisma equilátero de vidrio F2 como segundo elemento dispersor, una lente objetivo Nikon de 85 mm y una CMOS de tamaño suficiente para abarcar todos los órdenes espectrales (en este caso una ZWO ASI 1600 MM Plus). Los órdenes así obtenidos van desde el 26 al 60 y cubren el rango entre ~ 3850 y $9100\text{ }\text{\AA}$. El espectroscopio tiene la característica especial de que se acopla directamente al telescopio, sin fibra óptica, eliminando los problemas relacionados con el uso de fibra. Tiene una resolución ~ 9400 .

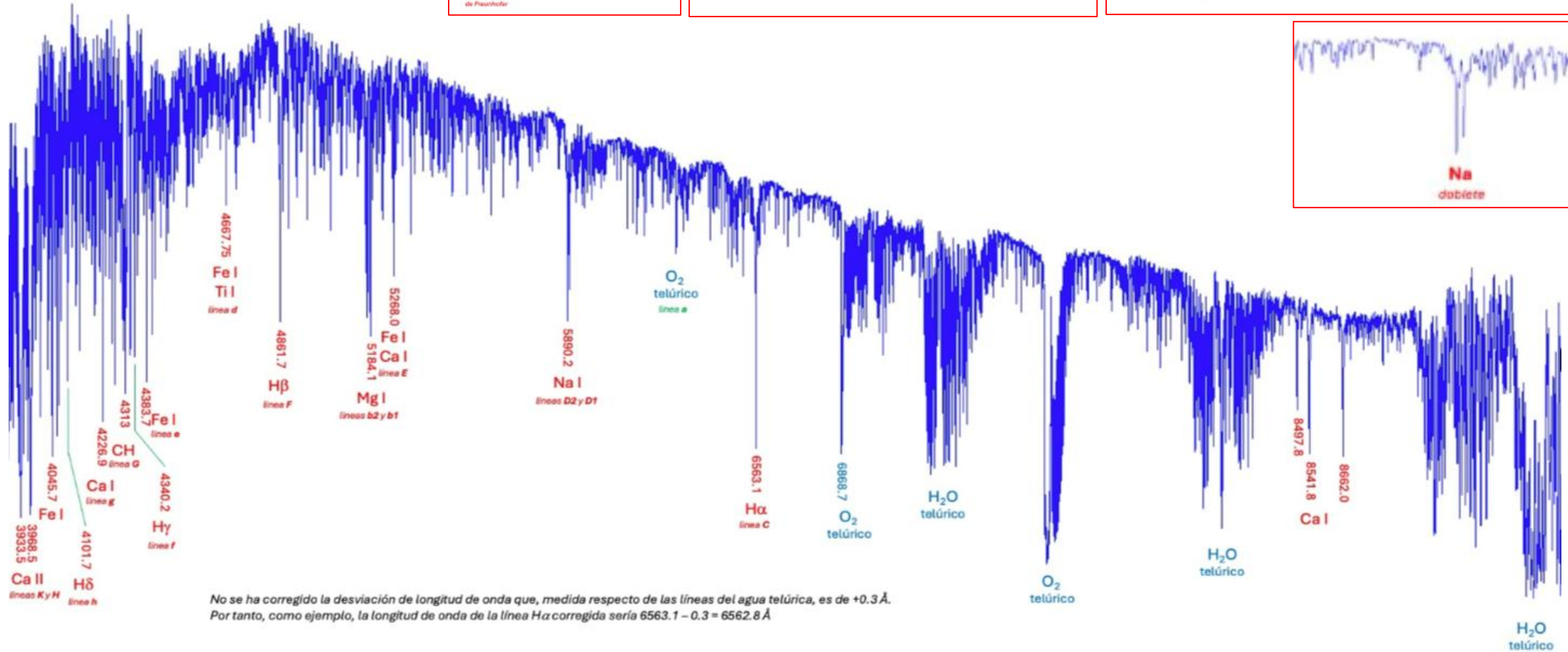
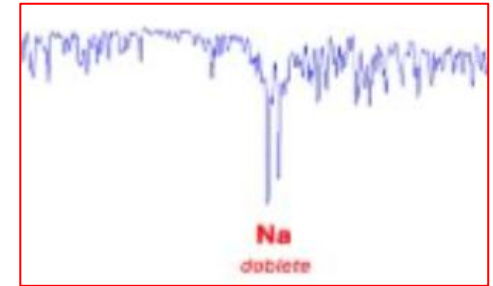
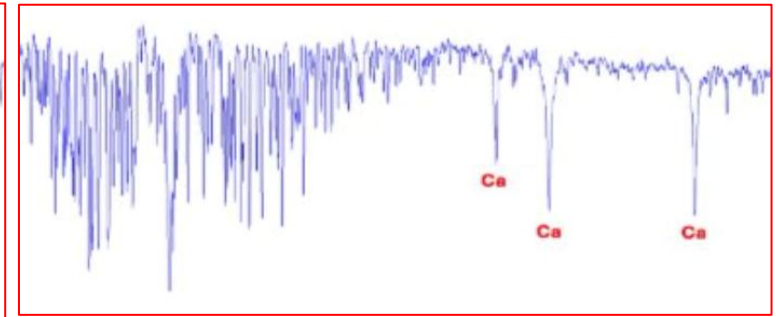
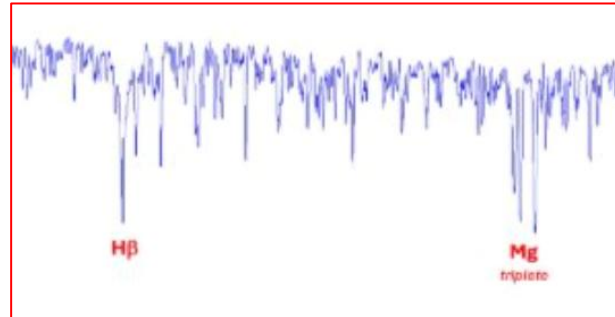
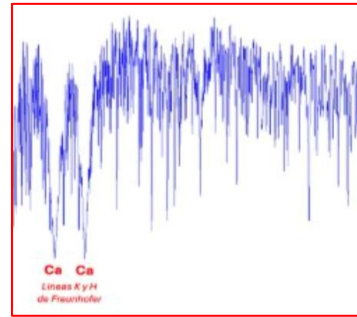
La calibración de longitud de onda a partir de la matriz de píxeles que proporciona una CCD o una CMOS se efectúa obteniendo espectros imagen de una lámpara de referencia (frecuentemente Ne-Ar) en las mismas condiciones que los espectros problema. La transformación de píxeles a longitudes de onda (nm o Å) se realiza **mediante un polinomio** obtenido a partir del espectro Ne-Ar.

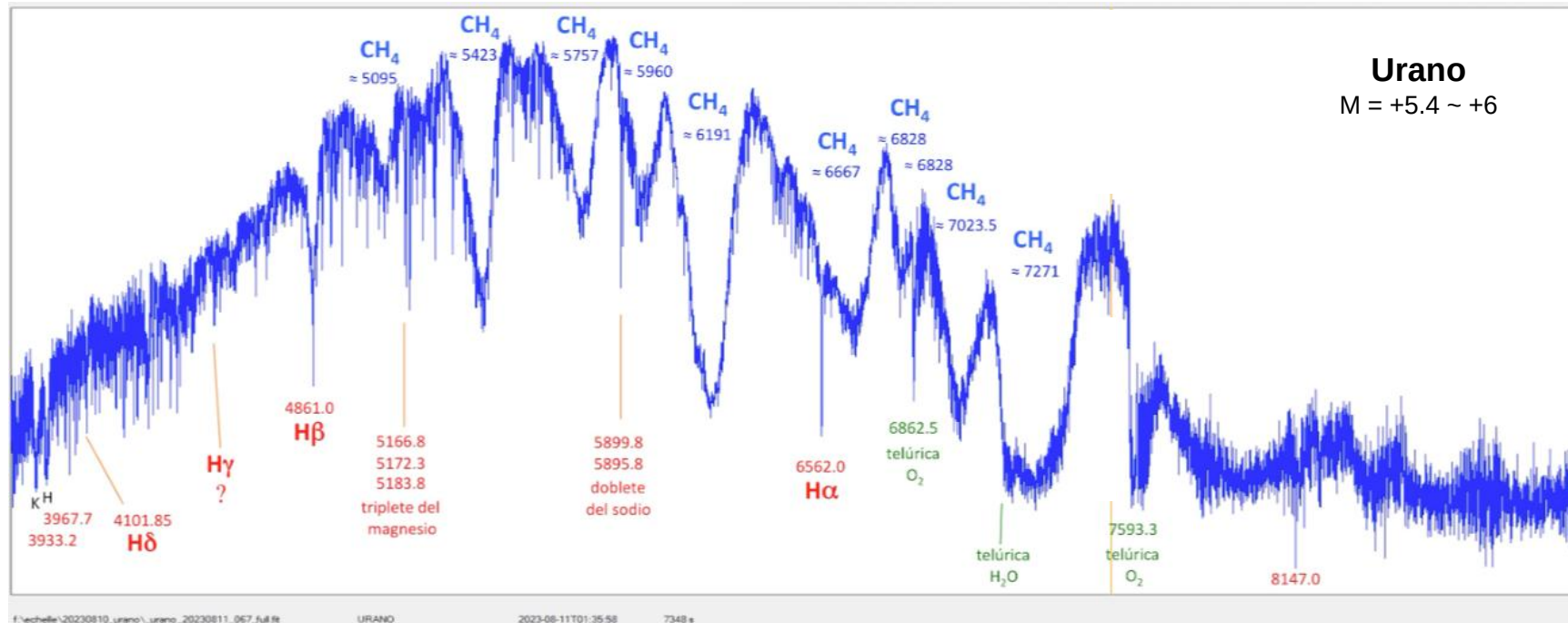
El uso del polinomio puede implicar pequeños errores de interpolación (algunas décimas de Å) por lo que, para aumentar la exactitud de la asignación de la longitud de onda, se utilizan líneas espectrales de referencia que no estén afectadas por efecto Doppler. Una posibilidad (imagen izquierda) consiste en utilizar **líneas de absorción del agua telúrica** (atmosférica terrestre), presentes en el propio espectro problema, próximas a la línea espectral que queremos corregir. Otra, en ausencia de líneas del agua útiles, consiste en utilizar **líneas del propio espectro Ne-Ar** de calibración como espectro problema y medir las desviaciones causadas por la aplicación del mismo polinomio de calibración que se ha usado con los espectros muestra. Dada la abundancia de líneas del espectro Ne-Ar es siempre posible encontrar líneas próximas a cualquier línea del espectro problema. Los errores tras la corrección son normalmente $< 0.1 \text{ Å}$, lo que implica errores $< 6 \text{ km/s}$.



Luz solar indirecta

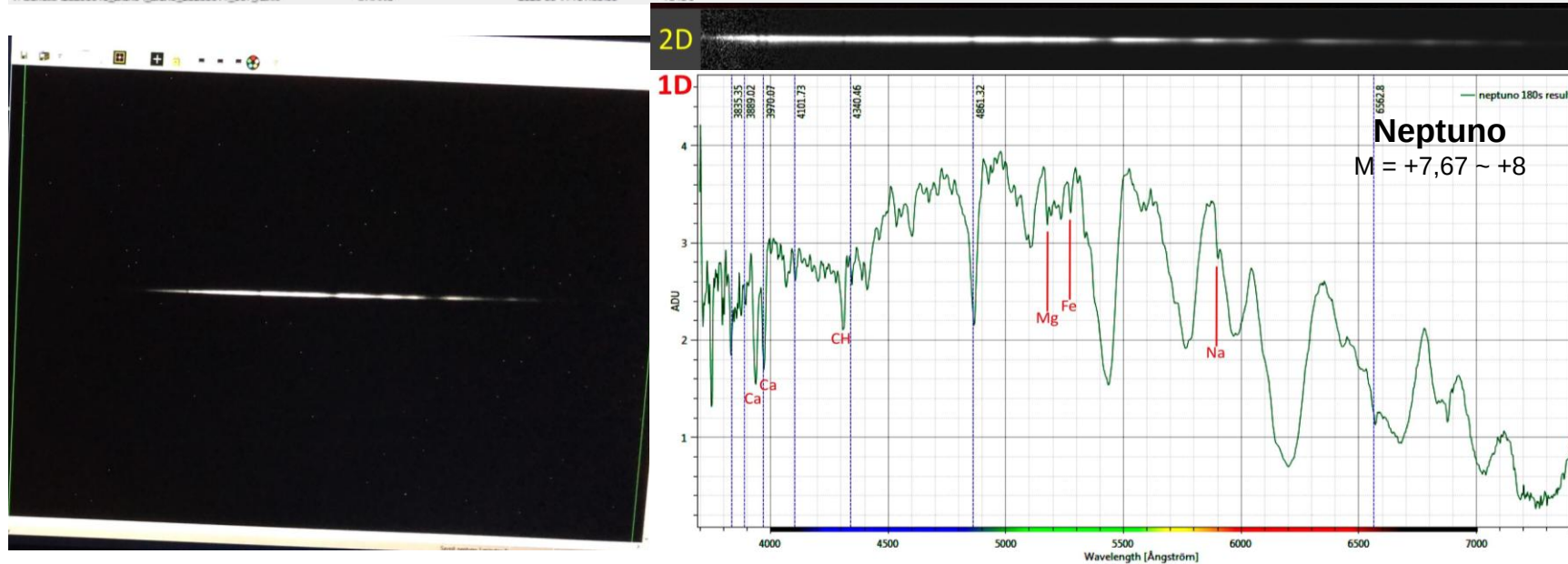
RC 12" - échelle NOU_T
exposición 5s x 12 = 1 minuto

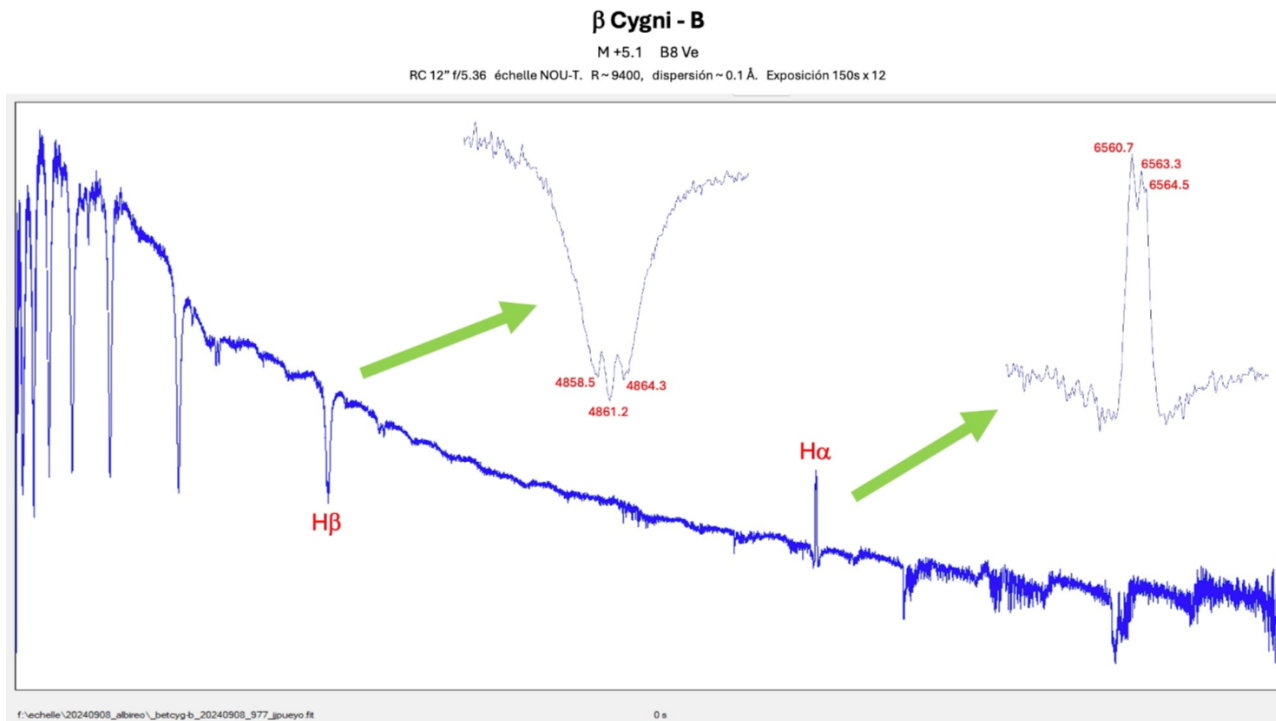




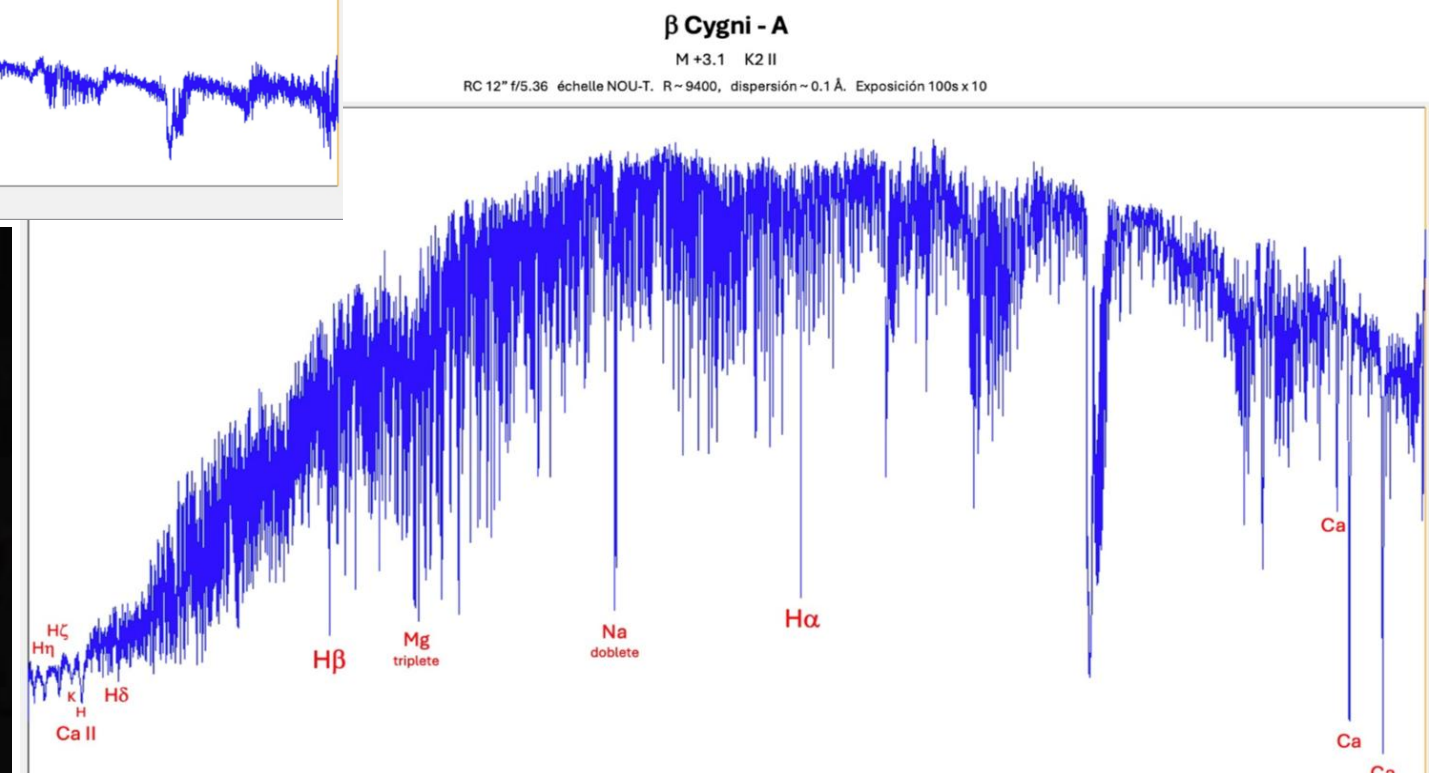
El espectro de **Urano** es, como para todos los planetas, de luz solar reflejada. Sin embargo, tiene una serie de características que son específicas de Urano: el continuo está desplazado al azul (debido al color del planeta), las líneas de absorción son heredadas del Sol (las más intensas son líneas de Fraunhofer), y las intensas bandas de absorción son causadas principalmente por el metano, presente en su atmosfera en un 2,3% en volumen.

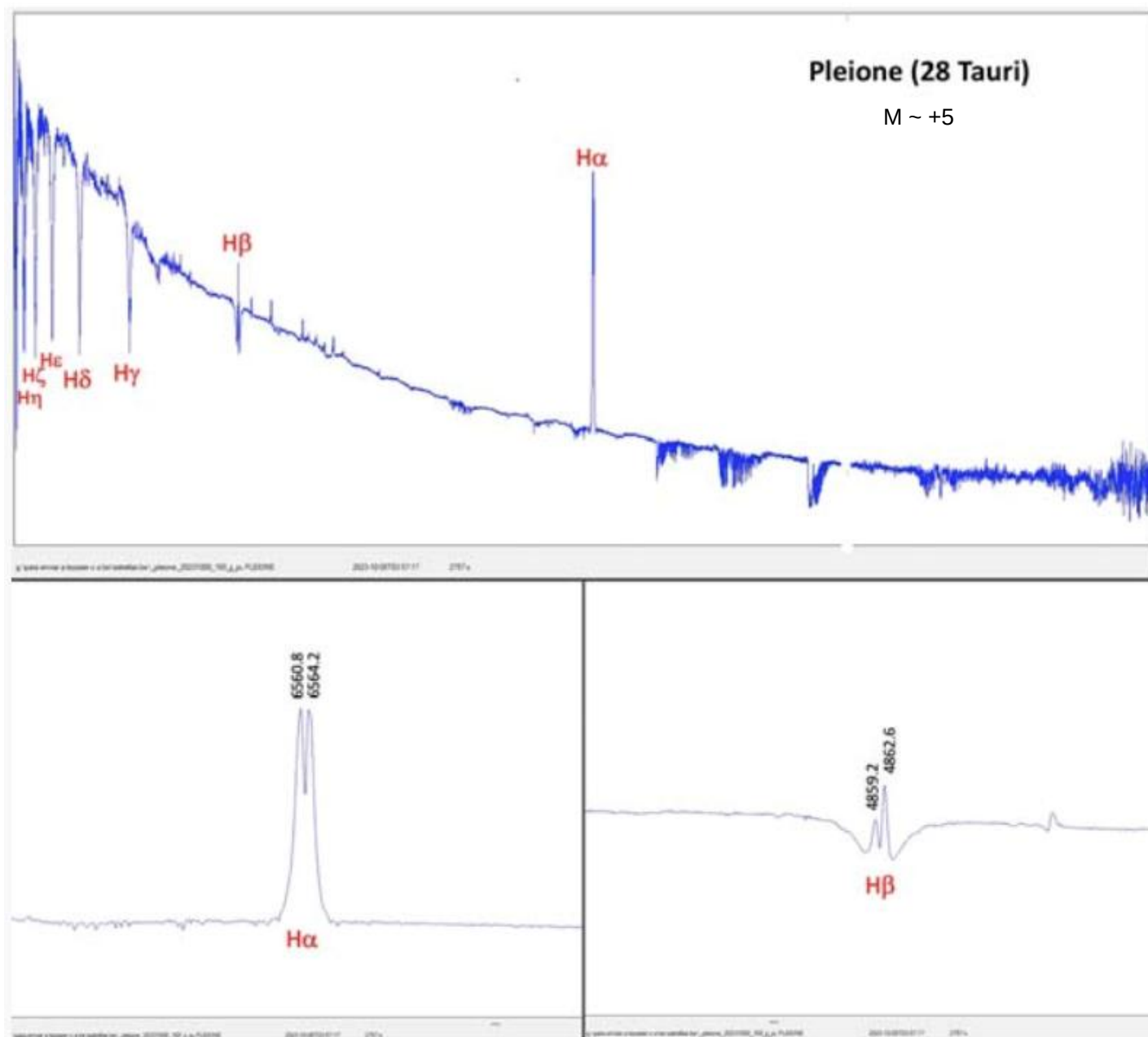
El espectro de **Neptuno**, puesto para comparación, fue obtenido en baja resolución (R ~ 600) el 5-1-2021 con una exposición de 180s x 30 = 90 minutos).



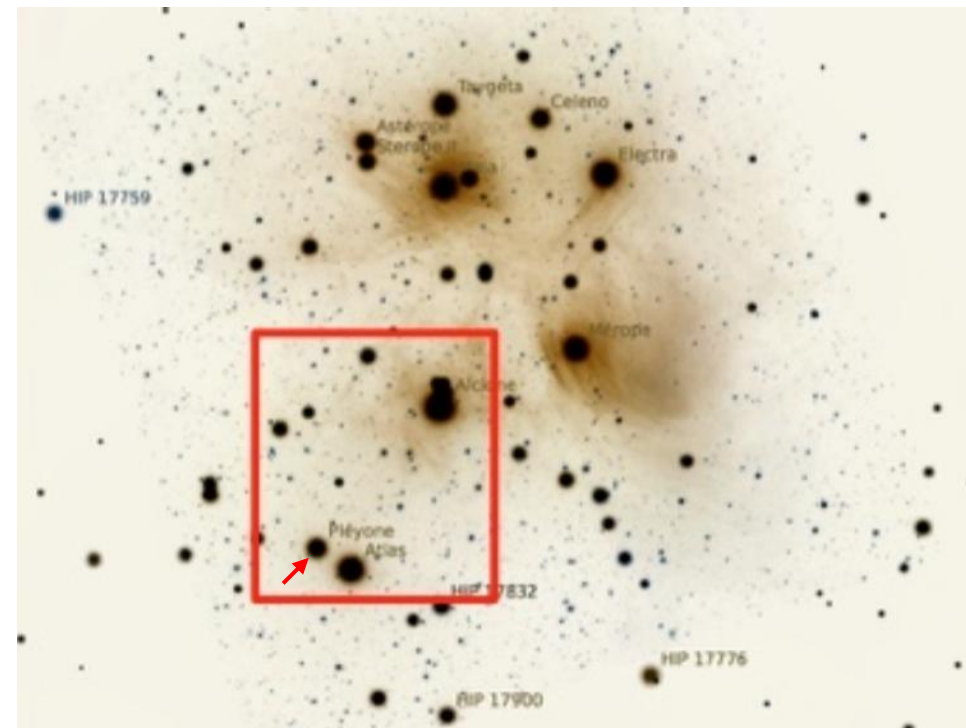


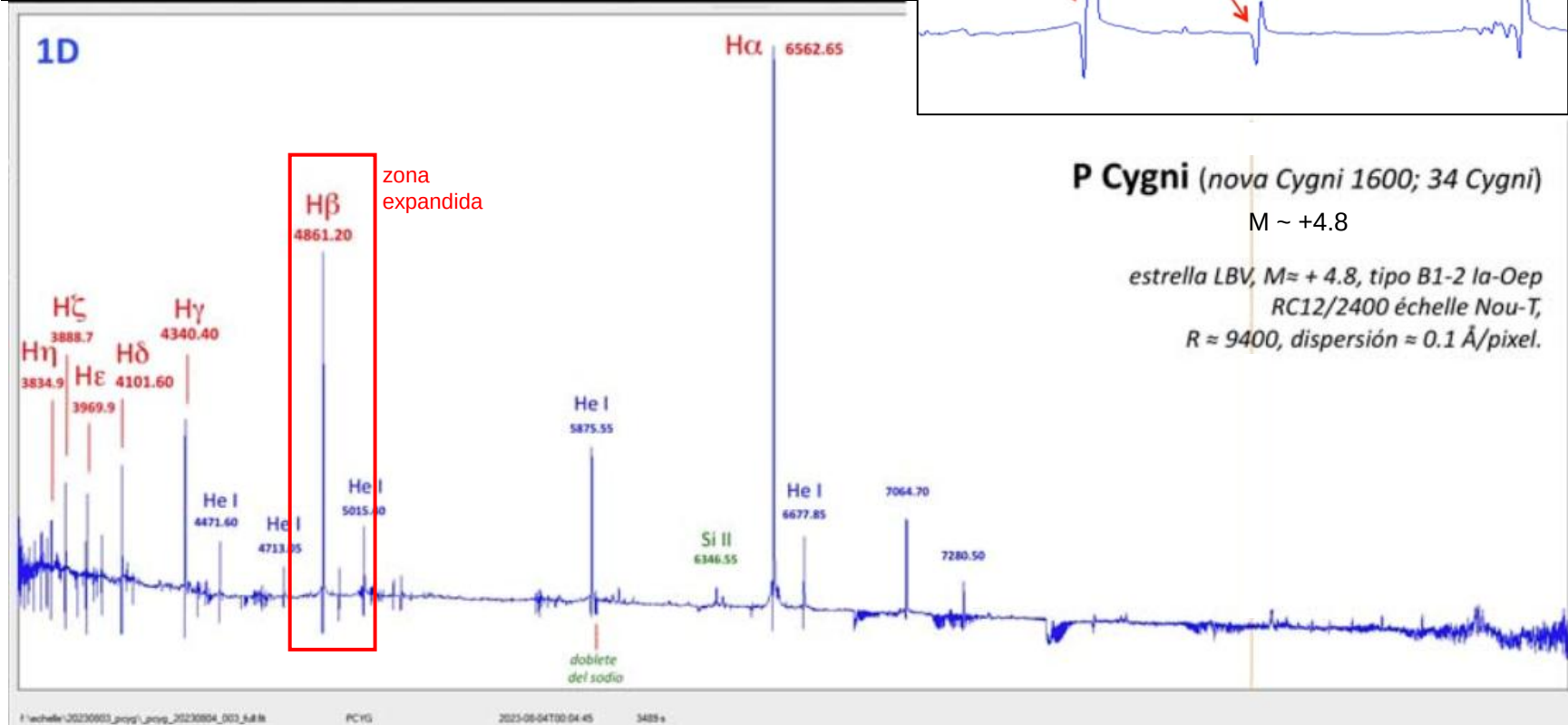
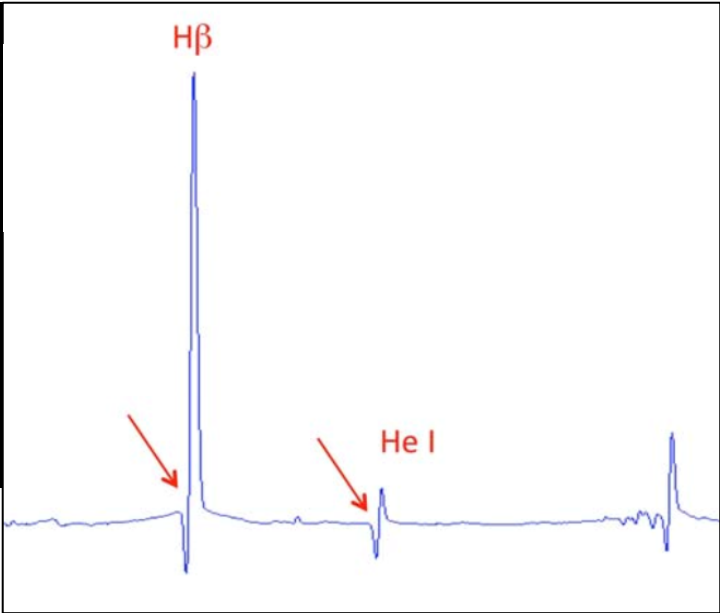
Albireo A (bet Cyg A) es una estrella binaria cuyos componentes solo pueden resolverse por interferometría, pero el mas luminoso (**M: +3.18**) es una estrella tipo K2 II, con una fotosfera mas fría que el Sol. **Albireo B** (bet Cyg B) (**M: +5.11**) es de tipo B8 Ve, mucho más caliente y con emisión en la línea H-alfa. Se trata, por tanto, de una estrella Be de rotación rápida (250 km/s según la bibliografía) con disco de decreción. La forma de los perfiles ampliados de las líneas H-alfa y H-beta se deben al efecto doppler de la rotación.





Pleione (28 Tauri) (8-10-2023) es una estrella del cúmulo abierto Pleyades (M45) y tipo espectral B8 Vne (del grupo Be), mayor y mucho más brillante que el Sol, con una velocidad de rotación de 290 km/s. El disco de decreción es el responsable de las líneas de emisión del espectro, que son dobles debido a la rápida rotación del disco. A partir del espectro obtenido muestra una velocidad radial de 155 km/s para la H α . La diferencia con el valor nominal se debe a que no se ha corregido teniendo en cuenta la orientación del disco respecto a nuestra línea de visión.



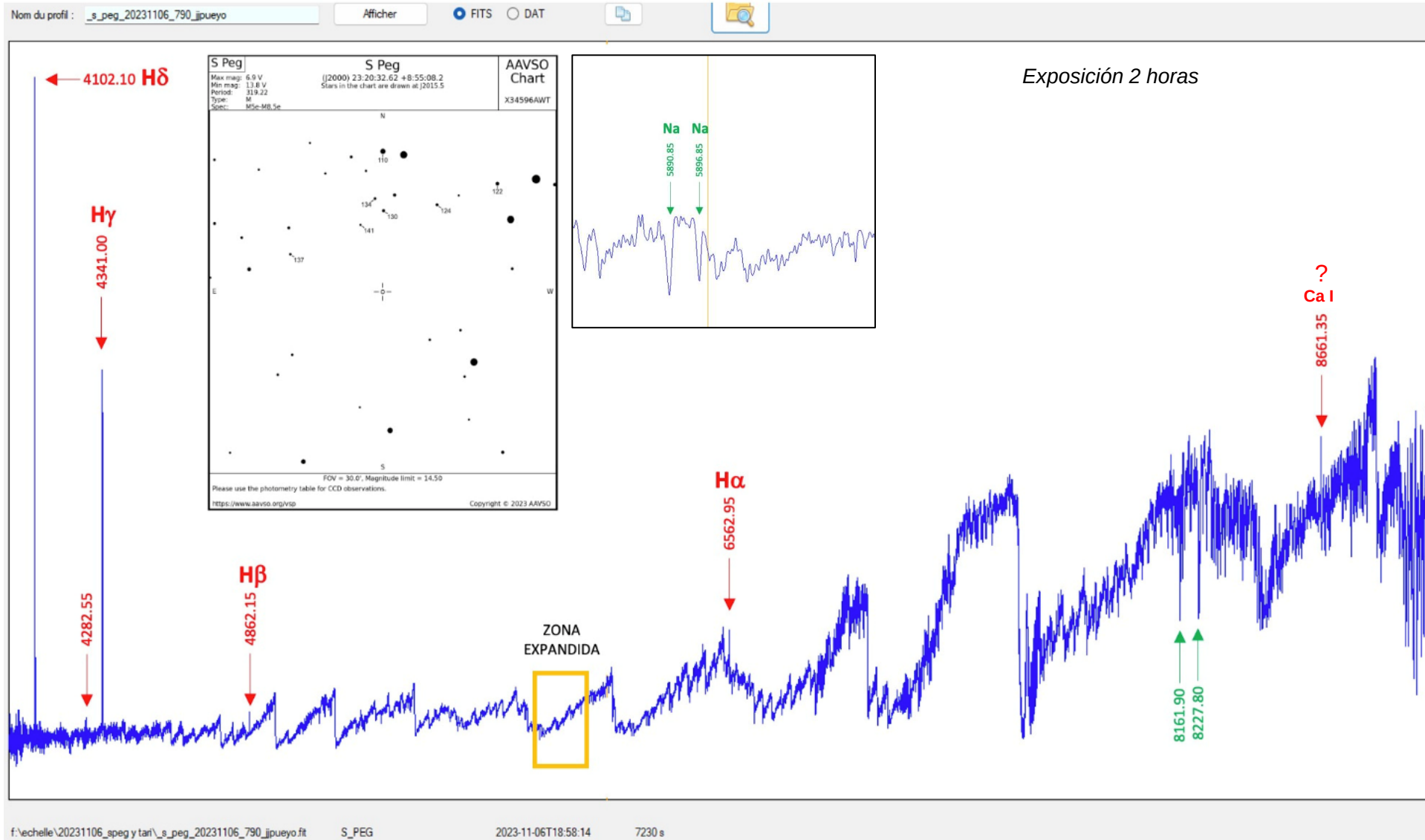


P Cygni (36 Cyg) es una estrella que fue considerada como una variable eruptiva, pero que actualmente se le asigna al tipo LBV (estrellas variables azules luminosas hipergigantes). También se la denomina ***nova Cygni 1600***, fecha en la que alcanzó magnitud +3. Desde el punto de vista espectroscópico, presenta perfiles de línea espectral característicos: los *perfiles tipo P Cygni*. Casi todas las líneas (ver el espectro 2D y el detalle expandido del perfil de alta resolución) muestran una parte desplazada al azul en absorción que se produce por material más frío expulsado a gran velocidad en dirección al observador. Todas las líneas de emisión proceden de la parte interna más caliente de la estrella (líneas de Balmer y de helio excitado He I, principalmente).

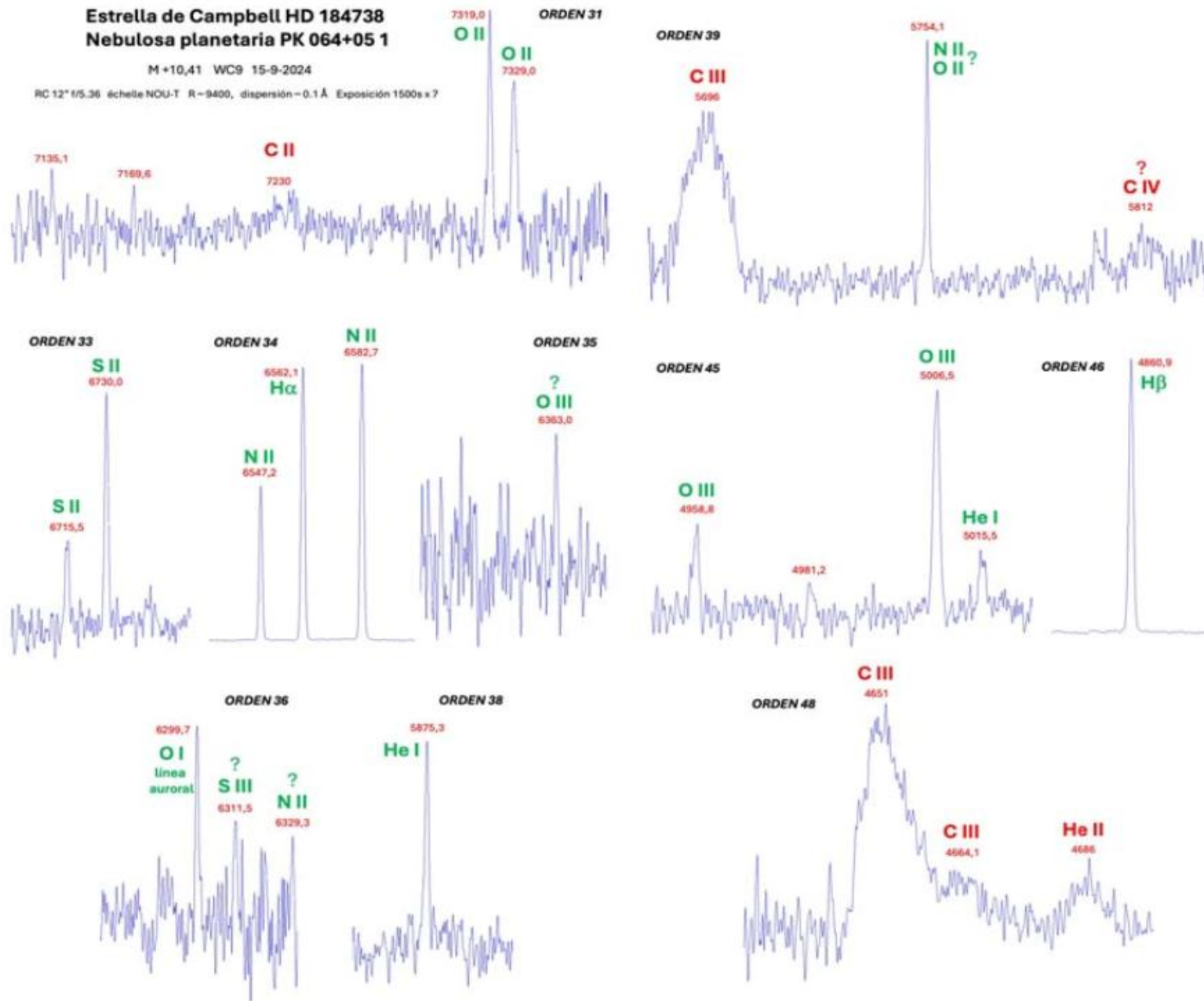
S Peg

6-11-2023

M +8.80



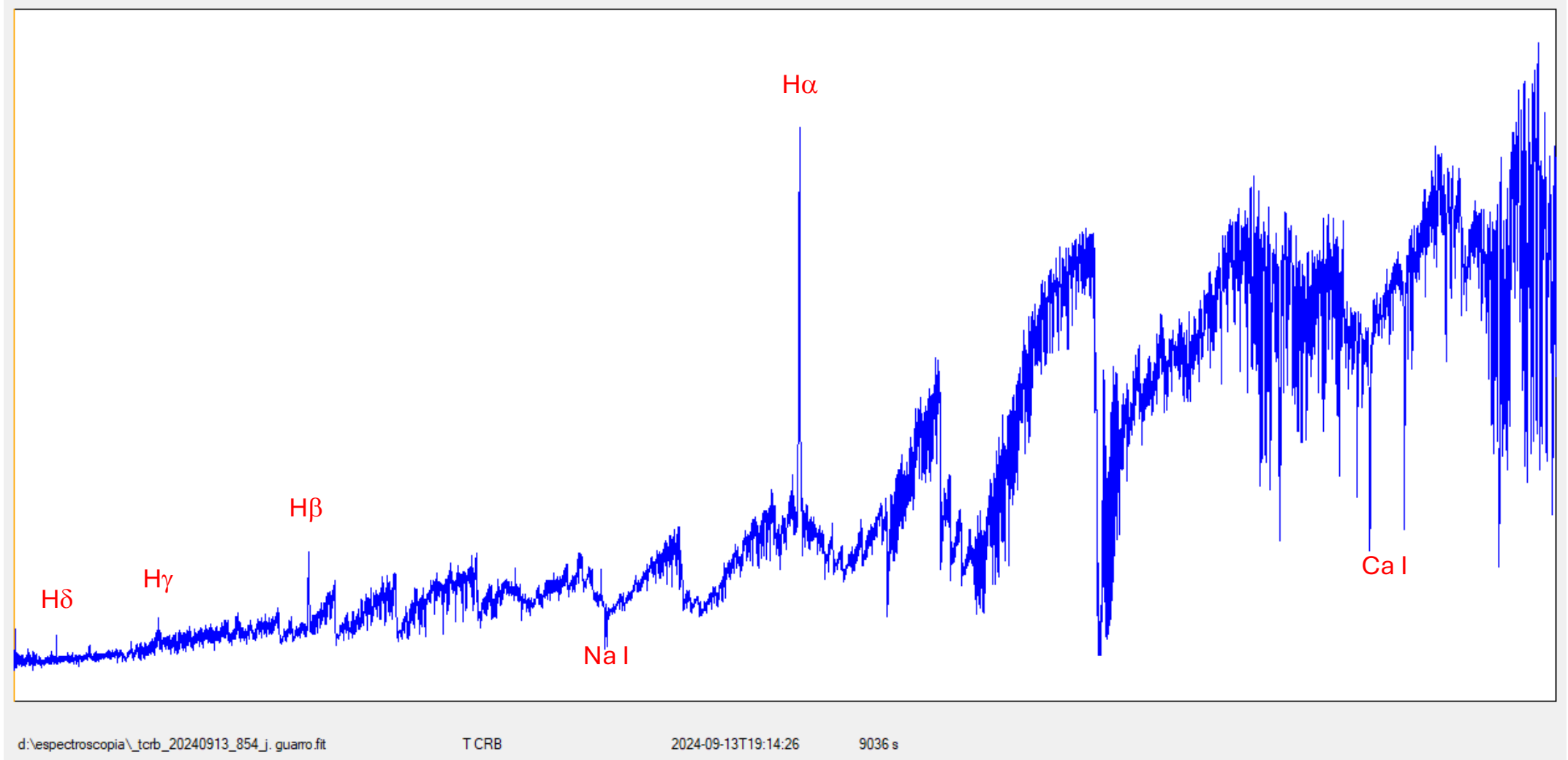
Espectro de la variable mira **S Peg** que, al estar en fase luminosa, se ha podido captar en alta resolución. Se identifican varias líneas de la serie de Balmer en emisión (H-alfa, beta, gamma y delta), de las que H-delta y H-gamma son especialmente intensas. Ello se debe a la disponibilidad de electrones en los respectivos niveles lo que depende de la energía ambiental. El continuo es característico de las fotosferas de las estrellas de tipo M.



La **estrella de Campbell** en *Cygnus* contiene una Wolf-Rayet de carbono tipo WC9 y **magnitud +10,41**, situada en la nebulosa PK 064+05 1, descrita como nebulosa planetaria. La magnitud y el tipo de objeto (la mayor parte de luz captada procede de la nebulosa) no me ha permitido una buena integración de los órdenes del échelle, pero el espectro integrado solo tiene que interés estético. En este caso, se representan los órdenes que contienen líneas, por separado. Todas las líneas son de emisión, aunque hay dos tipos diferentes: las líneas delgadas (marcadas en verde) que proceden de la nebulosa, y las muy gruesas (marcadas en rojo) que proceden de la fotosfera, o parte mas interna, de la Wolf-Rayet. Los espectros *échelle* y, en general, los espectros de alta resolución están concebidos para el estudio de las líneas espectrales: cómo evoluciona su morfología, en el caso de estrellas variables, y qué variaciones de composición se observan en los objetos astronómicos. Para estudiar la forma del espectro continuo de las estrellas, son mas adecuados los espectros de baja resolución.

T CrB es una variable cataclísmica clasificada como nova recurrente ya que pasa a situación de nova cada aproximadamente unos 80 años. Desde hace meses se espera que pase a dicha situación. Actualmente (Febrero de 2025) sigue en fase quiescente con una **magnitud** ~ **+11**, lo que cae fuera de mi equipo de alta resolución basado en un telescopio de 300 mm de apertura.

El espectro inferior ha sido obtenido (Septiembre 2024) por Joan Guarro con el mismo espectroscopio NOU_T, en un telescopio de 400 mm de apertura y una exposición de cerca de 3 horas. El aspecto del espectro es similar a los de las estrellas simbióticas mostrados anteriormente. Consiste en un continuo típico de estrella M, con grandes bandas de absorción de TiO y líneas de emisión de Balmer.



RESUMEN

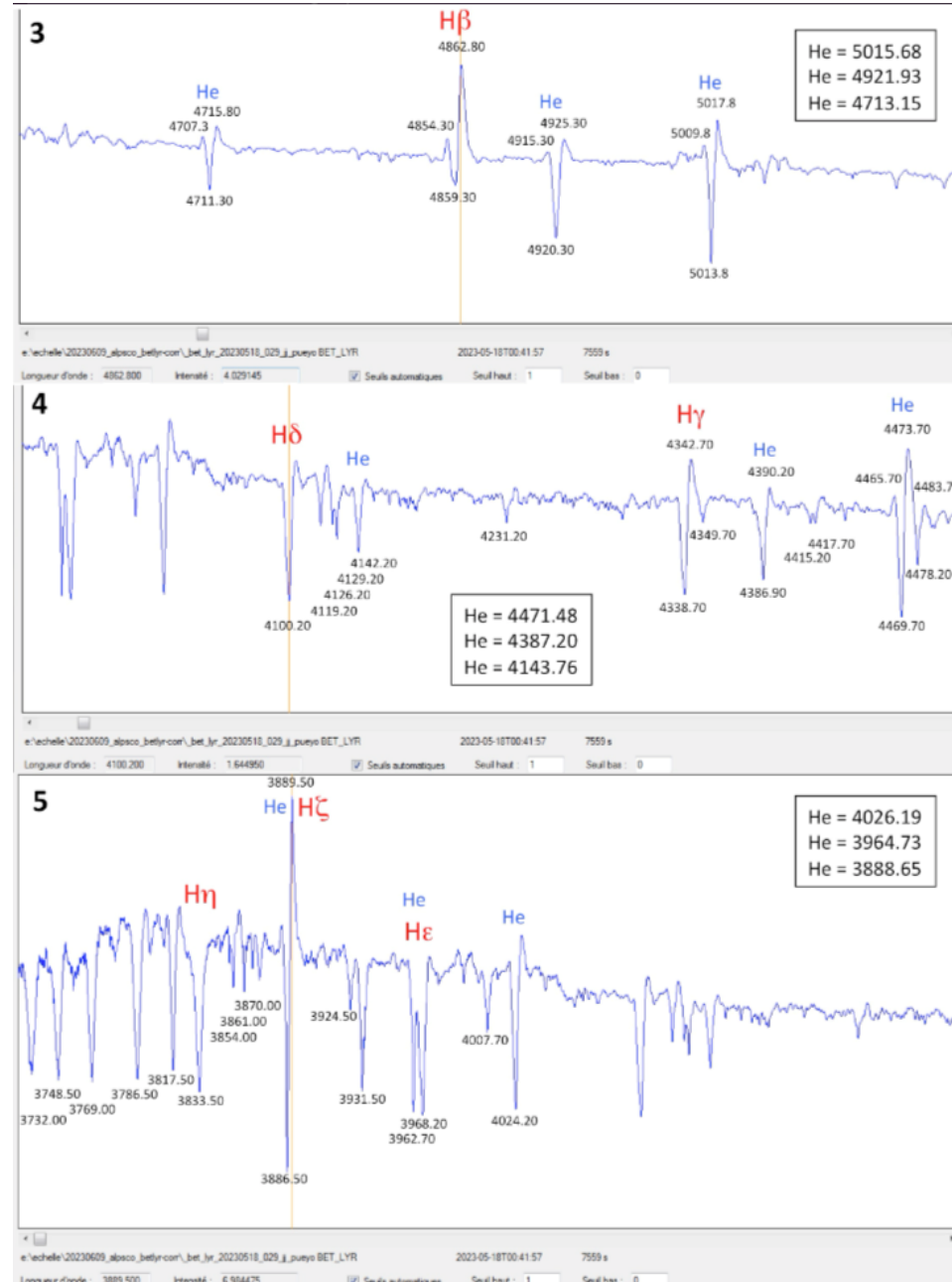
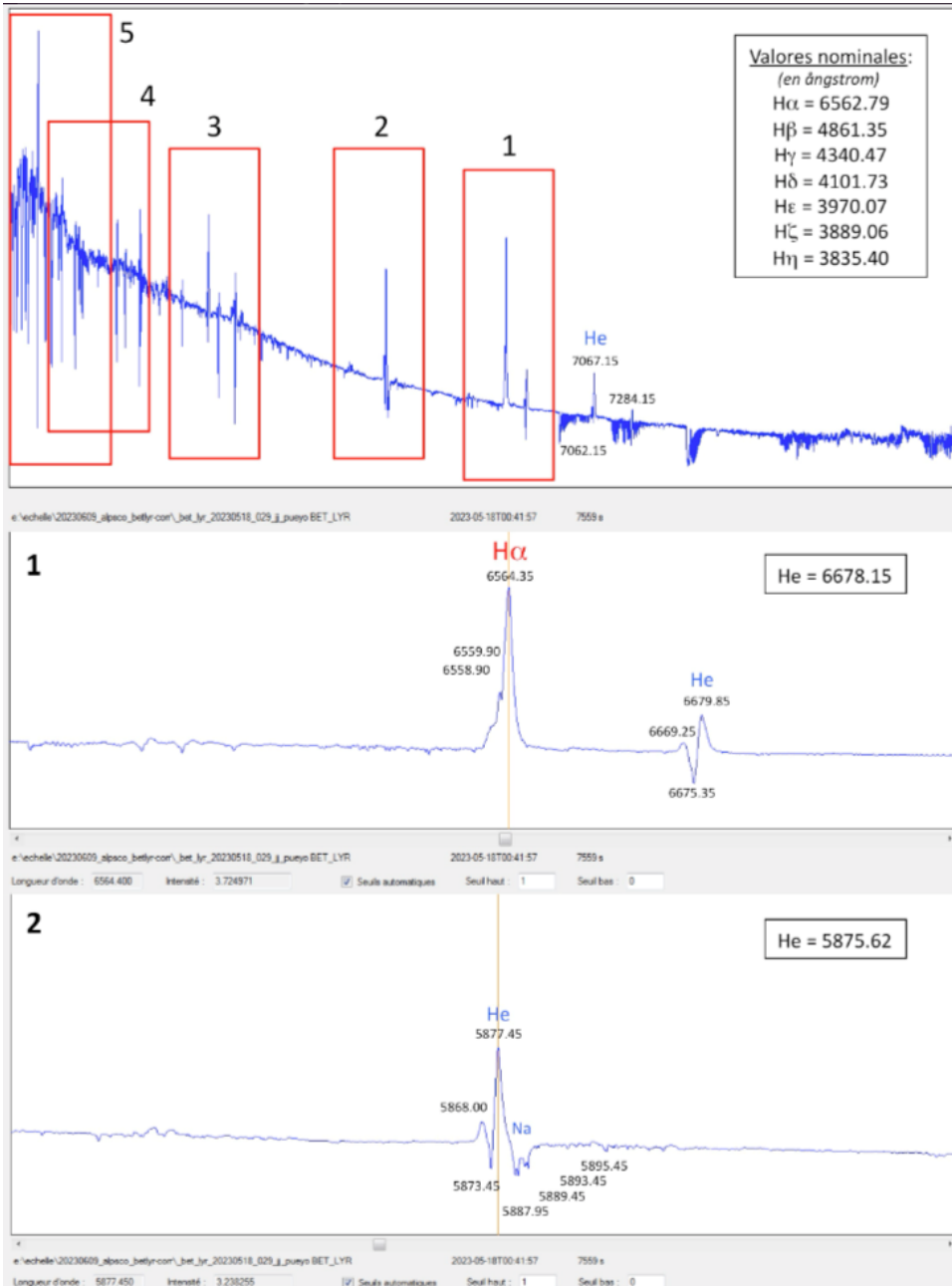
Se ha utilizado el *échelle* NOU_T con un telescopio RC 12" intercalando una lente de 300mm como reductor focal. La resolución está sobre ~ 9400 . La dispersión, con una CMOS de $3.8 \mu\text{m}$ de tamaño de pixel es de $\sim 0.1 \text{ \AA/pixel}$.

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.

ANEXOS - RESERVA



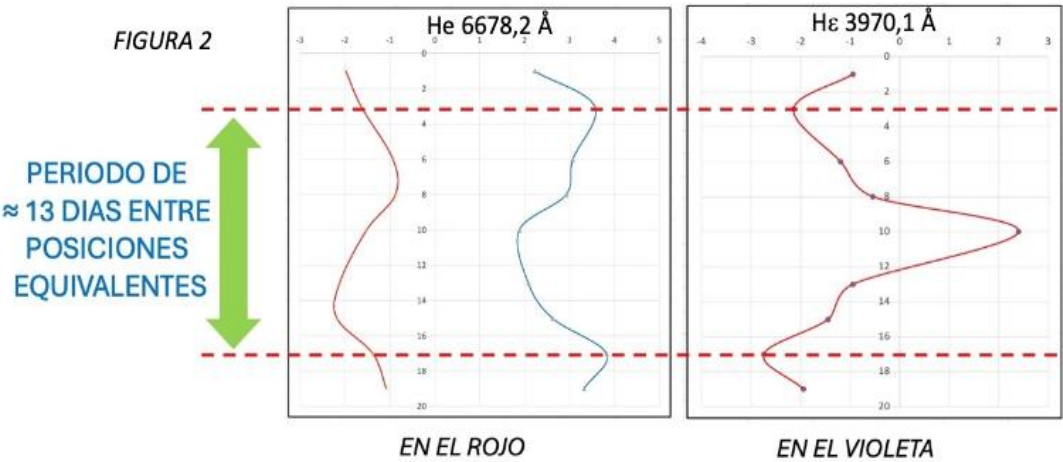
Shelyak (*beta Lyrae*) es un sistema variable multicomponente donde las estrellas principales constituyen un sistema binario semi-separado en el que uno de los componentes capta materia del otro y está rodeado de un disco de acreción. Debido a que el plano orbital del sistema está orientado hacia nuestra posición, es un prototipo de sistema binario de contacto eclipsante, con un periodo entre los eclipses de 12,94 días. Además, es una estrella binaria espectroscópica de tipo espectral Be, o sea que pertenece al grupo de estrellas de tipo B que muestran líneas de emisión causadas en el disco de acreción. El tipo espectral del sistema principal es B6-8 II + Be, y su magnitud varía entre + 3,35 y + 4.46.

Queda bien definido el ciclo de ~ 13 días en la mayor parte (11) de las líneas analizadas. Ponemos como ejemplo (figura 2) la evolución temporal de dos líneas, una en el rojo (He 6678,2 Å) en sus perfiles de emisión y de absorción, y la otra en el violeta (He 3970,1 Å) en el perfil de absorción.

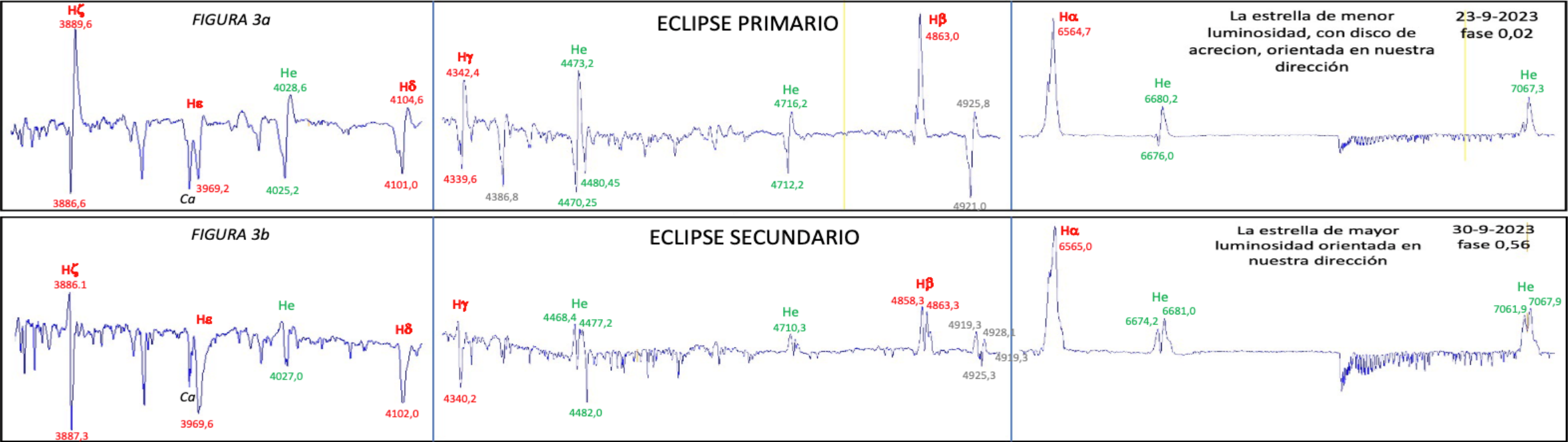
Para definir el periodo entre dos situaciones consecutivas de mínimo fotométrico hemos usado datos de la AAVSO del mismo intervalo de tiempo en que fueron tomados los espectros. Un análisis armónico de los mismos ha permitido delimitar con criterio matemático la posición de los máximos de los eclipses y, a partir de ello, poder utilizar la fase (expresada como tanto por 1) como referencia para explicar los espectros. Las figuras 3a 3b muestran los perfiles de líneas en posiciones aproximadas de eclipse primario (fase 0,02) y secundario (fase 0,56), respectivamente.

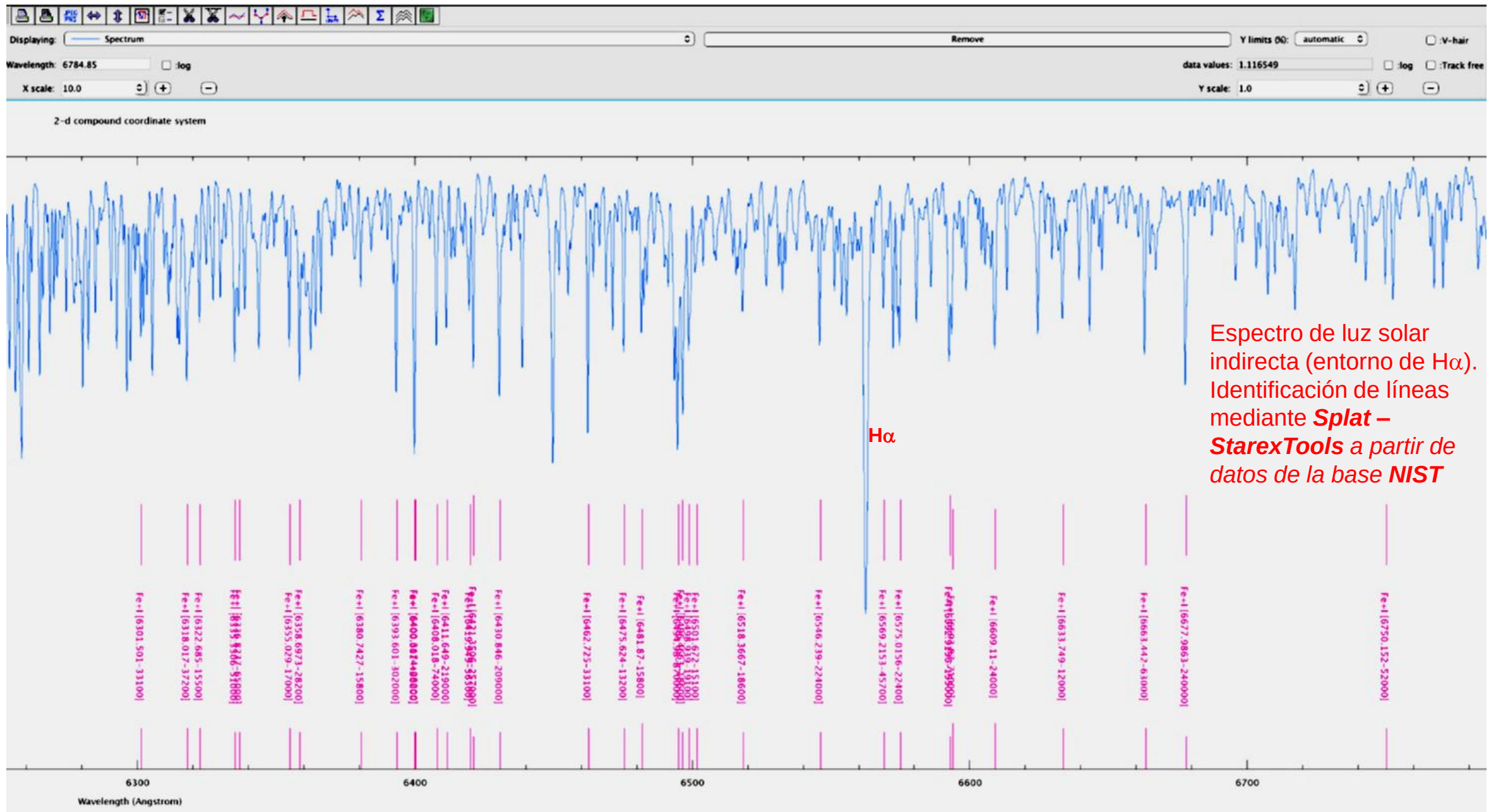
Bibliografía

Harmanec P. 2002. The ever challenging emission-line binary β Lyrae. *Astronomische Nachrichten* 323 (2): 87-98.
Harmanec P. and Scholz G. 1993. Orbital elements of β Lyrae after the first 100 years of investigation. *Astronomy & Astrophysics* 279: 131-147.
Harmanec P. et al. (17 autores). 1996. Jet-like structures in β Lyrae - Results of optical interferometry, spectroscopy and photometry. *Astronomy & Astrophysics* 312 (3): 879-896.
Struve O. 1958. The rotational disturbance of the velocity curve of β Lyrae. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 70 (417): 585-589 and plates.
Struve O. and Sahade J. 1958. The spectrum of β Lyrae in the visual and infrared regions. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 70 (414): 313-314 and plates.



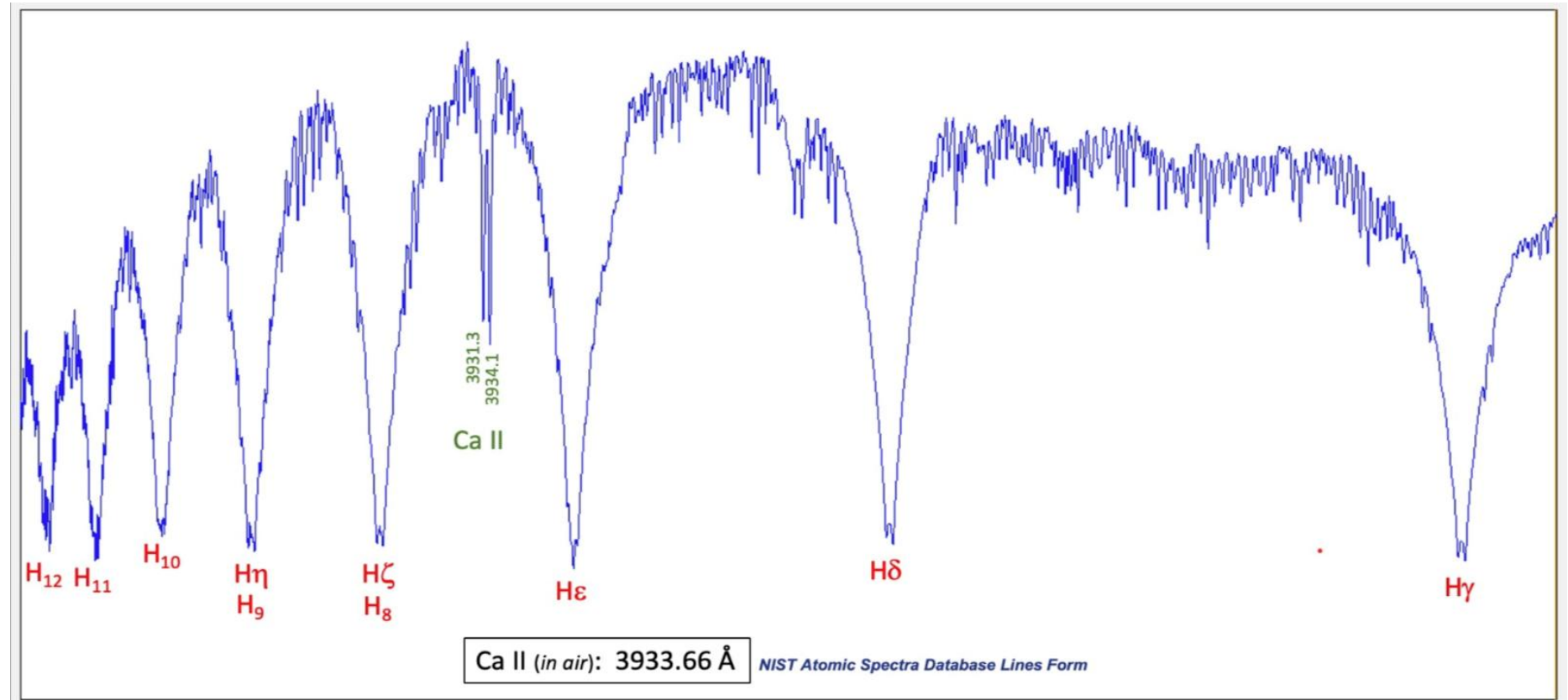
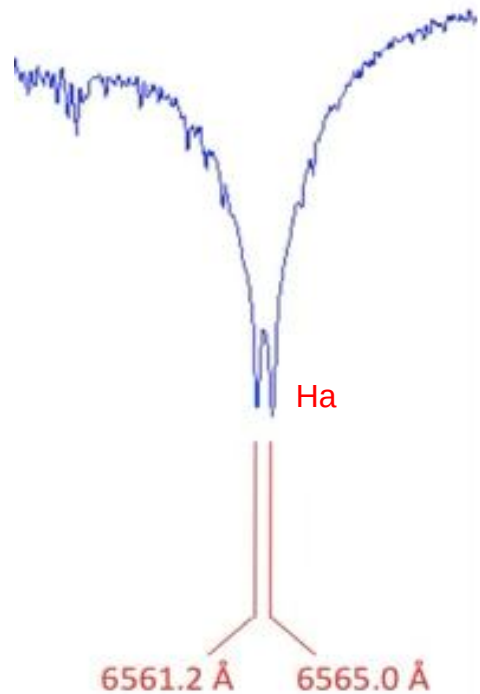
Pueyo J.J. y Blanca J. 2024. Evolució espectroscòpica de beta Lyrae durant el període de 12,94 dies. *Butlletí 77* (V Època): 30-36. Presentado también en castellano, como poster, en el 4º congreso PROAM, 1-3 Marzo 2024 de San Sebastian.





β Aurigae

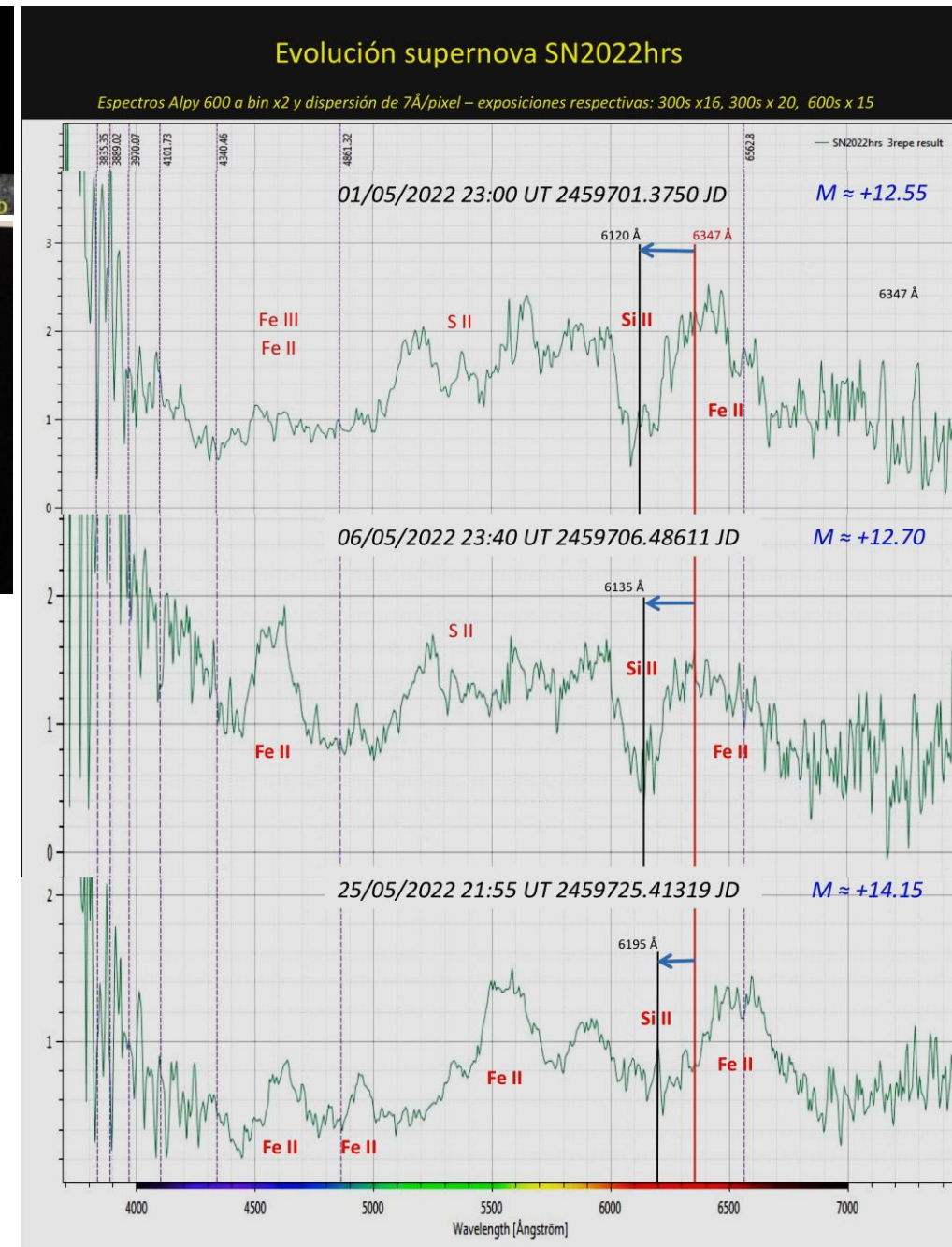
M ~ +1.9

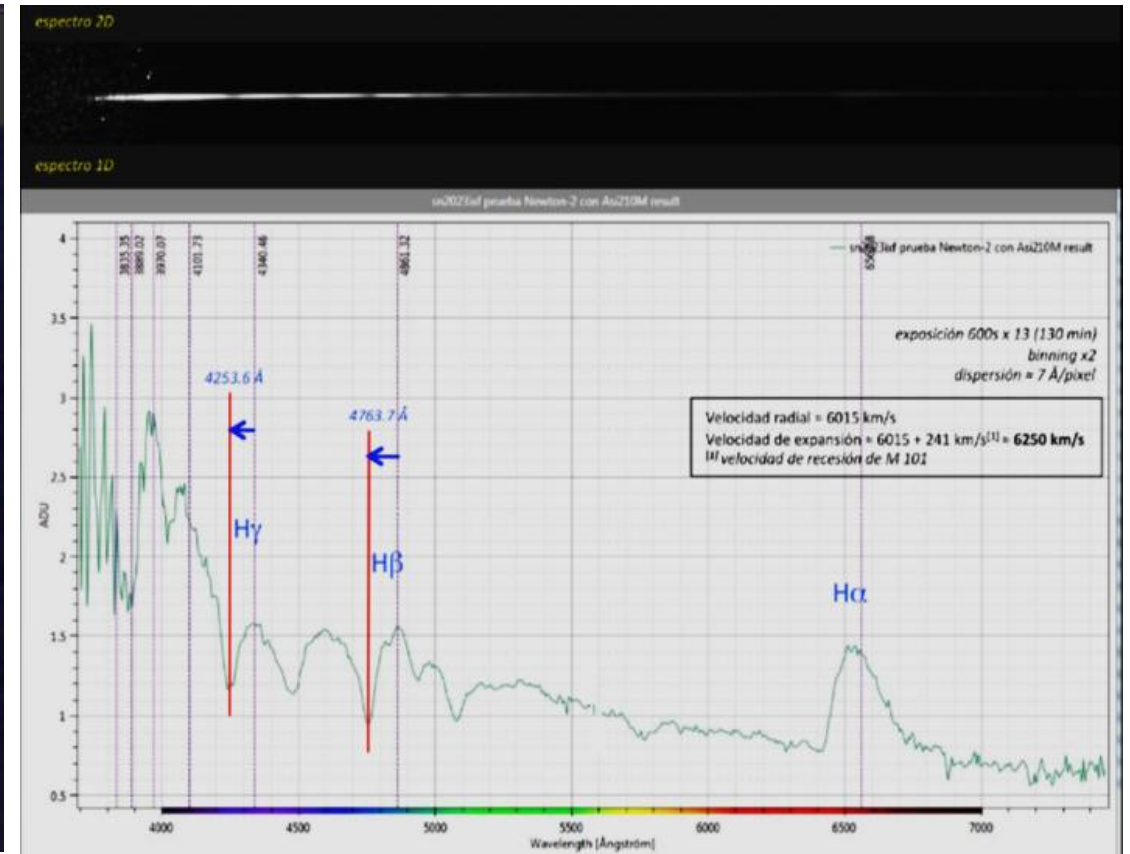


La figura de la izquierda es un detalle del desdoblamiento de H α de β **Aurigae**. La figura de la derecha muestra el tránsito violeta-ultravioleta del espectro. Las líneas de hidrógeno se forman por absorción selectiva de la radiación continua procedente de la fotosfera, con lo que los átomos de hidrógeno pasan al estado excitado. La línea de calcio ionizado (Ca II) situada entre las líneas H-epsilon y H-zeta de Balmer se debe a una transición de recombinación. La diferencia de grosor está relacionada con el medio en que se produce el proceso, mucho menos denso en el lugar en el que absorbe la línea Ca II. El hidrógeno absorbe a nivel de la cromosfera de la estrella mientras que el calcio lo haría a nivel de la base de la corona. La mayoría de las líneas están duplicadas con una separación de unos 3 Å, hecho que se debe al carácter de estrella binaria de *beta Aurigae*. La longitud de onda de ambas líneas se sitúa, en el caso del calcio, desplazada al rojo y al azul respecto del valor nominal medido en laboratorio. La línea de calcio es equivalente a la K de Fraunhofer en el Sol.



La supernova **SN2022hrs** fue descubierta el 16-4-2022 con magnitud +15. En el momento de obtener la fotografía (25-4-2022) tenía una magnitud de +13 y en el momento del espectro entre +12.5 y +13. Un primer cálculo basado en el desplazamiento al azul de la línea-banda del silicio ionizado (Si II) da una velocidad radial de expansión de unos 10000 km/s. El desplazamiento al rojo de la galaxia hospedante, la NGC4647, es $z=0,0047$ que implica una velocidad de desplazamiento al rojo de 1410 km/s. Si la velocidad radial hacia el azul de la envoltura externa de la supernova SN2022hrs es de unos 10000 km/s, su velocidad de expansión, tomando como referencia la propia galaxia huésped, será de unos 11400 km/s. La imagen de la derecha muestra 3 espectros separados 25 días que permiten ver ya una cierta evolución que afecta la forma del espectro (aumentan las bandas de emisión del hierro ionizado Fe II y se atenúa la banda de silicio ionizado Si II), y la velocidad de expansión. Con mi equipo (RC 12" y Alpy 600) tengo el límite entorno a la magnitud +14, por lo que no pude continuar observando la supernova durante su decaimiento.





SN2023ixj por su espectro es una supernova de **tipo SN II** causada por el colapso de una gigante roja. El perfil del espectro es muy diferente al de las supernovas tipo Ia. Lo característico de las supernovas tipo II es que muestran líneas de Balmer en absorción, muy ensanchadas y desplazadas al azul por la expansión de los gases. He podido calcular la velocidad radial, en el momento de la observación, a partir de las líneas H-beta y H-gamma (unos 6010 km/s). Teniendo en cuenta que la velocidad de recesión de M 101 es de 240 km/s, la velocidad de expansión de los gases de la supernova es, un mes después del estallido, de unos 6250 km/s. La H-alfa no es muy adecuada para los cálculos porque no muestra claramente la línea en absorción desplazada al azul.

α Orionis (Betelgeuse)

exposición 11 minutos

M ~ +0.5

