



INAOE

Correlación de las líneas de resonancia MgII (h+k) y el período rotacional en estrellas clase espectral G.

por

José Manuel Olmedo Aguilar

Tesis sometida como requisito parcial para obtener el grado de

MAESTRO EN CIENCIAS EN LA ESPECIALIDAD DE ASTROFÍSICA

en el

Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica

Febrero 2013

Tonantzintla, Puebla

Supervisada por:

Dr. Miguel Chávez Dagostino

Investigador Titular INAOE

Dr. Emanuele Bertone

Investigador Titular INAOE

©INAOE 2013

El autor otorga al INAOE el permiso de reproducir y distribuir copias en su totalidad o en partes de esta tesis



Resumen

La edad estelar es uno de los parámetros fundamentales de las estrellas. Existen diversos métodos para estimar edades; uno de ellos es aquel que explota la relación entre la rotación, la actividad cromosférica y la edad. Skumanich (1972) encuentra que la rotación estelar decae con el tiempo. Se hipotetiza que la actividad estelar es generada por el dinamo magnético de las estrellas como efecto de la convección y rotación estelar, y por tanto, también la actividad estelar, decrece con la edad. Otorgando a la actividad estelar el atributo de indicador de edad. Uno de los indicadores de actividad estelar utilizados para estimar la edad, es la emisión de las líneas de emisión H y K del CaII. Estas líneas que son observables desde telescopios terrestres, han sido observadas en conjuntos de estrellas por largos períodos de tiempo. Estas observaciones han servido para probar la relación entre el flujo en emisión de las líneas H,K y la edad. Así como también la relación entre la emisión H,K y el período de rotación.

La semejanza de los procesos físicos que producen las líneas del MgII con las del CaII, hace posible que también la emisión de las líneas h y k del MgII sirvan como indicador de actividad estelar. Dado que el continuo adyacente a las líneas de MgII es menor al del CaII, se piensa que es más sensible a la actividad cromosférica. En este trabajo analizamos la relación actividad-rotación con el flujo integrado de la emisión de las líneas h y k, para evaluar la posible superioridad en la utilidad de estas líneas como un indicador de edad.

Agradecimientos

Agradezco a mis padres, Dora Alicia Aguilar y Manuel Olmedo Nieto. A mi madre que me enseñó a leer y me regaló mi primera enciclopedia, a mi padre que me trajo tantas revistas de National Geographic. Uno de los recuerdos mas viejos es cuando leí algo acerca del Sol, que iba a morir en cierto tiempo, quede impresionado y le pedí a mi papá que me explicará, recuerdo vagamente que me explicó con una naranja, dijo que el Sol era una enorme bola de gas muy caliente, que ese gas se escapaba poco a poco, pero que era tan grande el Sol que pasaría mucho tiempo para agotarse, recuerdo el sentimiento de miedo, el miedo a un final, entendía que el Sol era necesario, la idea me dejo intrigado, todo un día pensando en eso, a esa edad un día es mucho... y así mis padres, sin planearlo, me dirigieron hacia la ciencia.

La tercer persona que a la que agradezco es a Rosa Velia, mi prometida, por iniciar la aventura juntos, y que a pesar del temor o dificultades ha estado conmigo disfrutando de esta odisea todos estos años.

Finalmente agradezco al universo, por permitirnos vivir, sentir y conocer.

A mi familia:

Que este trabajo represente un pequeño paso de mi familia y descendientes, hacia el camino de una mejor sociedad, con más conocimiento, cultura y humanidad.

Índice general

Índice general	I
1. Introducción	1
1.1. ¿Porque queremos saber la edad de las estrellas?	1
1.2. Edad Estelar	3
1.2.1. Características de un indicador de edad	4
1.2.2. Pasos para construir un indicador de edad	5
1.2.3. Indicadores de Edad	6
1.3. Objetivos de la tesis	11
2. Las líneas de resonancia CaII H, K y MgII h, k	13
2.1. Primeras observaciones	13
2.2. CaII H, K	14
2.2.1. El índice S	14
2.2.2. Fracción de luminosidad en HK: R'_{HK}	15
2.3. MgII h, k	16
2.3.1. Flujo Basal	18
2.3.2. Variabilidad	19
3. Actividad, Rotación y Edad estelar	21
3.1. La cromosfera	21
3.2. Actividad Estelar	22
3.2.1. El efecto dinamo	23
3.2.2. Rotación	25
3.3. Actividad - Período de Rotación	26
3.3.1. Noyes et al. (1984)	26
3.3.2. Hartmann et al. (1984)	27
3.3.3. Cardini & Cassatella (2007)	29
4. Descripción de la muestra	31
4.1. International Ultraviolet Explorer	31
4.2. Hubble Space Telescope	32
4.3. Citláli	32

4.4. Propiedades Estelares	35
5. Medición de las líneas MgII (h+k)	37
5.1. Medición del flujo observado: f_{k+h}	38
5.2. Transformación f_{h+k} a F_{h+k}	41
5.2.1. Errores asociados	42
5.3. Resultados de F_{h+k}	43
5.4. Medición de F_{h+k} para el Sol	47
5.5. Correlación $F_{h+k} - F_{H+K}$	48
6. Relación F(h+k)-Rotación	49
6.1. Submuestra Tonatiuh	49
6.2. Fuentes de dispersión	53
6.3. Ajuste exponencial	56
6.4. Comparación con CaII H,K	58
7. Discusión y conclusiones	63
A. Propiedades Estelares	69
B. Detalles técnicos	75
C. Espectros estelares	77
Bibliografía	151

Capítulo 1

Introducción

1.1. ¿Porque queremos saber la edad de las estrellas?

EL estudio de estrellas de tipo solar se ha incrementado en la ultima década, principalmente por el descubrimiento de exoplanetas. El primer descubrimiento de un planeta en una estrella de tipo solar¹ fue realizado por Mayor & Queloz (1995) y a partir de esa fecha la detección de nuevos planetas se ha incrementando de forma exponencial. La mayoría de las estrellas con planetas detectados son de tipo espectral F, G y K , (ver figura 1.1), en parte esto se debe al bias observacional (Lloyd, 2011) hacia estrellas FGK, por esta razón y la búsqueda de planetas con características similares a la Tierra, ha resurgido interés en el estudio de las propiedades de estas estrellas y en particular en los análogos solares.

Como hemos mencionado, grupos de investigación en el mundo estudian análogos solares motivados por el recién formado campo de investigación de los exoplanetas y con ellos una diversidad de fenómenos como la formación planetaria, discos debris y protoplanetarios, migración planetaria; estos fenómenos, así como otros en astrofísica, requieren de una comprensión de la secuencia de eventos y necesariamente una escala de tiempo, es decir no solo basta en comprender cualitativamente como ocurren y en que orden, sino también los tiempos que duran, y ya que estos fenómenos están inherentemente relacionados con la evolución estelar dependen de la edad de la estrella anfitriona. Es por eso que la edad de estelar es un parámetro fundamental para la comprensión de los fenómenos astrofísicos.

¹ En el estudio de estrellas semejantes al Sol, se ha popularizado una nomenclatura que designa el grado de semejanza, Gemelos Solares, Análogos Solares y Tipo Solar. Gemelos solares son estrellas con una temperatura efectiva que varía $\pm 50K$ la temperatura efectiva del Sol, una metalicidad de 89 - 112 % la solar y una edad en un rango de 3.5 a 5.6 Gyr. Los Análogos solares tienen rangos más amplios, $\pm 500K$, 50-200 % metalicidad del Sol. Y las estrellas de tipo solar abarcan estrellas desde tipo espectral F8, hasta K2. Sin embargo estas definiciones no han sido establecidas formalmente, cada grupo de investigación reduce o amplía estos conceptos.

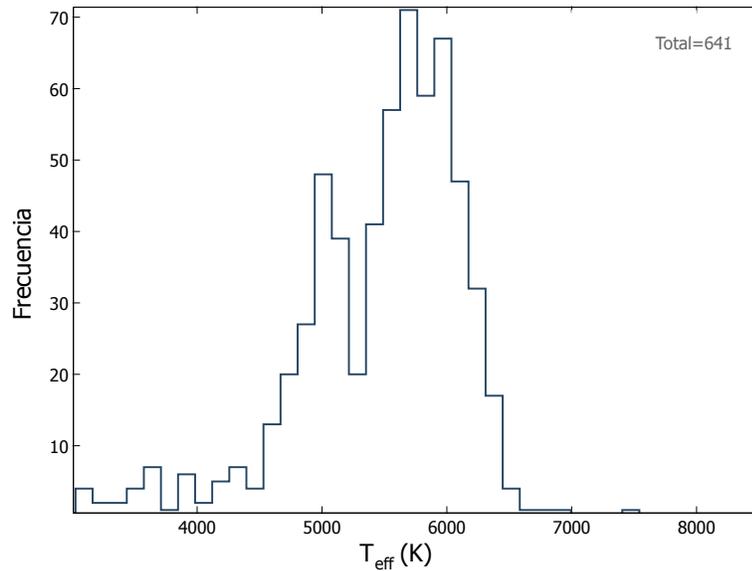


Figura 1.1: Distribución de temperatura efectiva de estrellas con planetas detectados (bin de 40 Kelvin), La mayoría de las estrellas huésped se encuentran en el rango 5000-6300 K. [Tomado de exoplanets.org]

Algunas razones de la importancia de determinar edades:

- ◇ El estudio de análogos solares permite hacer comparaciones de masa, metalicidad y edad con el Sol, lo que lleva a una mejor comprensión del estado actual y futuro del Sol, se puede llegar a conclusiones más significativas si se conoce la edad de las estrellas comparadas con el Sol.
- ◇ Asignar edades a estrellas individuales en las diferentes componentes de la Vía Láctea es necesario para evaluar las teorías de evolución galáctica.
- ◇ Estudio de la evolución de discos circunestelares. Por ahora los métodos solo indican que estos procesos ocurren en los primeros 100 Myr de la vida de la estrella. Para comprender completamente la física del fenómeno se requiere de mayor detalle en las escalas de tiempo.
- ◇ La búsqueda de vida extraterrestre requiere de medir las edades estelares, para poder especular o comprender acerca de una posible evolución biológica.

La edad estelar es una de las propiedades más difíciles de determinar para las estrellas, a veces para una estrella pueden existir determinaciones con incertidumbres de Gyrs, por ejemplo en el survey Geneva-Copenhagen para el vecindario solar (Holmberg et al., 2009) proporcionan para el objeto HD136352 (estrella de secuencia principal con planetas confirmados) una edad de 11 Gyr, con límite inferior de 7.6 Gyr y límite superior de 14 Gyr . Alguien estudiando aspectos de la evolución planetaria en HD136352, por ejemplo, desearía una mejor estimación de la edad. Actualmente existen diversos métodos para estimar las edades estelares, cada uno con sus propias ventajas y desventajas. En las siguientes páginas se describen brevemente estos métodos, entre ellos el que utiliza la relación actividad-rotación-edad, con la que se relaciona el presente trabajo.

1.2. Edad Estelar

Desde un enfoque simplista, el teorema de Vogt-Russel (Carroll & Ostlie, 2006) establece que el estado físico de una estrella (i.e. radio, luminosidad, estructura interna etc.), depende únicamente de la masa y la composición química, y consecuentemente también determina su evolución. El tiempo es entonces el medio en el que los procesos de fusión nuclear harán cambiar la metalicidad y masa iniciales de la estrella. Las demás características de la estrella como volumen, radio, luminosidad, idealmente dependerán en mayor o menor grado solamente de estos tres factores fundamentales: masa, composición y edad. Si se dispusiera de un modelo físico completo y verdadero de evolución estelar, se podría dar al modelo una masa y metalicidad iniciales, y obtener cualquier propiedad del estado de la estrella para cualquier edad en un intervalo de tiempo. Entonces, para entender el intervalo de tiempo en el que sucede esta evolución, se hace necesario entonces establecer donde inicia la escala de edad estelar.

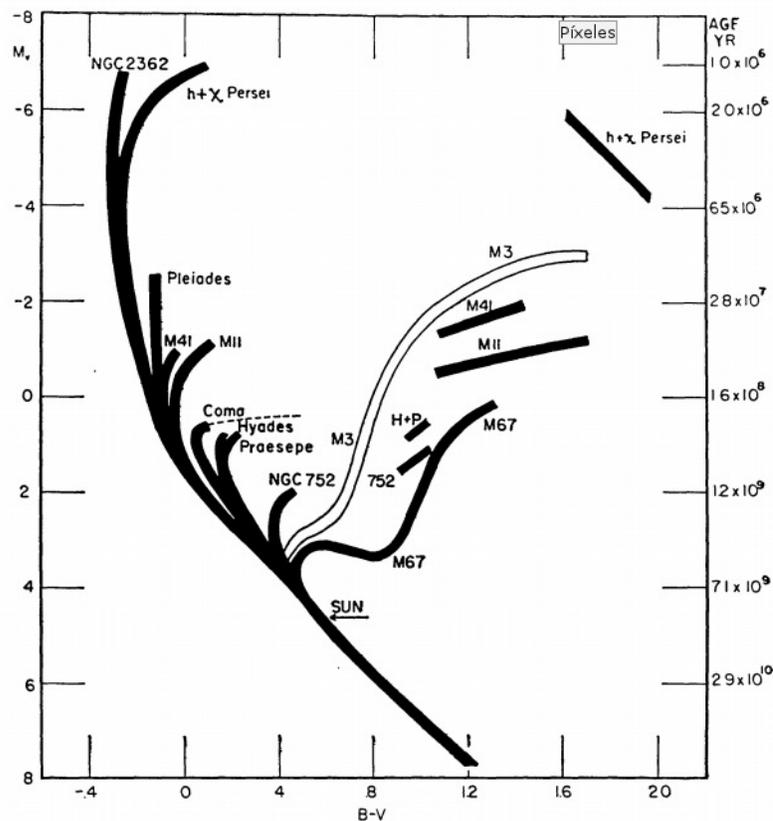


Figura 1.2: Diagrama HR para cúmulos estelares de diferentes edades. Las propiedades de temperatura y luminosidad cambian durante la evolución estelar. No podemos ver el interior estelar, sin embargo, por los modelos teóricos, se sabe que la masa y composición química cambian, lo que origina cambios en demás propiedades estelares. [Tomado de Sandage (1956)]

El punto a partir de cual se mide la edad de una estrella no está bien definido. Desde un punto de vista teórico la edad cero ($t = 0$) sería el punto donde se alcanza el equilibrio hidrostático, pero no se puede distinguir observacionalmente. Stahler (1988) define $t = 0$ cuando comienza la combustión del deuterio: el punto en el que una protoestrella pierde su envoltura opaca y se hace observable. Otra propuesta sugiere $t = 0$ como el punto en el que una estrella llega a la zero-age main sequence (ZAMS,) sin embargo, en esta escala se requeriría usar edades negativas para objetos pre-secuencia principal. Esta cuestión de la edad cero es importante cuando se estudia las etapas iniciales de una estrella, alrededor de 1 Myr de edad a partir del equilibrio hidrostático, mientras que para el presente trabajo, en el que se tratan objetos de secuencia principal (edades mayores a 100 Myr), es prescindible.

El tiempo no es el agente de cambio, sino el medio en el que las estrellas sufrirán cambios en todas sus propiedades, cada una con un cierto grado; la edad no se puede medir directamente, pero sí estos cambios que sufre la estrella. Incluso la edad del Sol, la que mejor que se conoce, se obtiene de manera indirecta midiendo la edad de material del sistema solar en laboratorios con métodos de decaimiento nuclear (Chaussidon, 2007). Para las demás estrellas la edad se determina a partir de una propiedad medible, y sensible, es decir que tenga un cambio apreciable durante su evolución. Algunas propiedades como la Luminosidad y el color, permanecen casi constantes durante la etapa de la secuencia principal, y varían drásticamente para etapas evolutivas posteriores. Por lo tanto, algunos observables servirán de indicadores para ciertas etapas evolutivas y para otras no. Los diversos indicadores de edad se describen en la siguiente sección.

1.2.1. Características de un indicador de edad

Existen varias características deseables en un indicador de edad. Barnes (2007) lista una serie de características muy generales, que han de considerarse para evaluar la calidad de un indicador de edad.

1. *Mensurabilidad para estrellas individuales*: El indicador deberá ser fácil de medir tanto en cúmulos estelares como en estrellas de campo; es preferible que requiera de pocas observaciones, para que de esta manera se vuelva útil para usar extensivamente, por ejemplo para el estudio de poblaciones estelares.
2. *Sensibilidad a la edad*: El indicador debe de cambiar substancialmente con la edad, preferiblemente de manera regular.
3. *Insensibilidad con otros parámetros*: Es mejor que el indicador se vea inalterado por otras propiedades, o que se puedan separar esas otras dependencias de la relación con la edad.
4. *Calibración*: Se debe de poder calibrar el método usando objetos cuyas edades sean bien conocidas y así evitar introducir errores sistemáticos.

5. *Análisis de errores*: Se deben derivar errores en la determinación de la edad, de otra manera, no se podrá ofrecer un valor de la certidumbre de las determinaciones.
6. *Test con estrellas coetáneas*: El indicador deberá de producir las mismas edades para un grupo de estrellas coetáneas, de lo contrario, la validez de la técnica deberá reevaluarse.

1.2.2. Pasos para construir un indicador de edad

Barnes (2007) sugiere cinco pasos para construir un indicador de edad:

1. Encontrar un observable v , que cambie de manera sensitiva, suave y de preferencia monótonicamente con la edad y que este observable sea una propiedad individual en lugar de una propiedad de una muestra coetánea de estrellas.
2. Se requiere determinar las edades de objetos que permitan una calibración independiente.
3. Se requiere identificar y medir la forma funcional de la variable $v = v(t, w, x, \dots)$, donde t es la edad y w, x, \dots son posibles dependencias adicionales de la variable v . Es preferible tener la menor cantidad de variables y que puedan separarse en la forma $v = T(t) \times W(w) \times X(x)$.
4. Se requiere invertir la dependencia determinada para tener $t = t(v, w, x, \dots)$.
5. Se debe proporcionar el error, $\delta t = \delta t(v, w, x, \dots)$.

1.2.3. Indicadores de Edad

Existen diversos métodos para datar estrellas los cuales se derivan de algún parámetro estelar observable. Cada uno tiene un grado de calidad y aplicabilidad, puesto que unos funcionan mejor para estrellas en cúmulos y otros en estrellas de campo, y cada uno es más apropiado para ciertas etapas evolutivas. A continuación se hace una breve descripción de algunos de los métodos existentes (Soderblom, 2010).

Nucleocosmocronometria:

Se obtienen edades con esta técnica midiendo espectroscópicamente el decaimiento de isótopos de vida media larga. Se elige un isótopo (comunmente Torio o Uranio) cuya vida media sea comparable a la edad del objeto, de tal manera que haya una abundancia medible del elemento, en la figura 1.3 se muestra un espectro en que se mide la abundancia del elemento U II. Esta técnica ofrece la ventaja de que la física del decaimiento se entiende completamente. Sin embargo, se debe de suponer una abundancia inicial, que se hace escalando abundancias de otros elementos producidos, al igual que el Th y U, en procesos-r; se debe suponer también las tasas de producción. En estos pasos aún existe incertidumbre: las tasas de producción pueden variar por un factor de dos. Una desventaja de la técnica requiere de espectros de alta resolución y que se vuelve difícil para estrellas muy metálicas por el mezclado de las líneas, por esto es mas adecuada para estrellas de población II. Por otra parte, la técnica posee como ventaja que las determinaciones son independientes de la distancia.

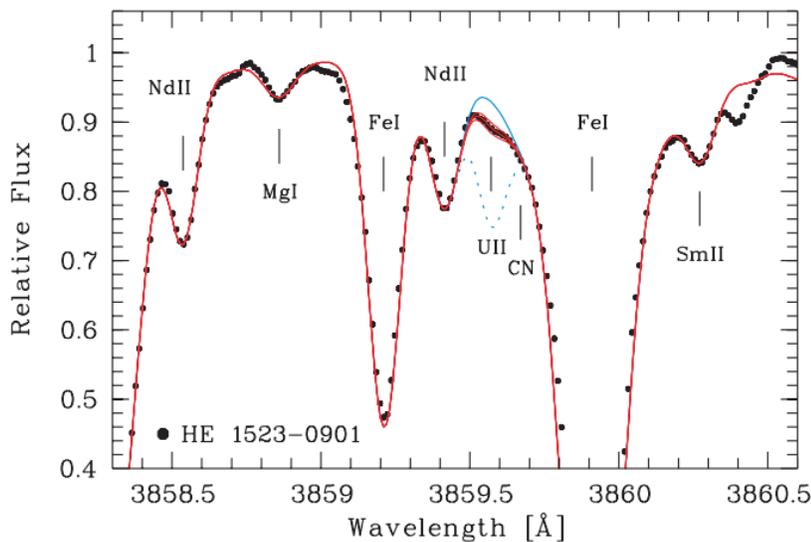


Figura 1.3: Región espectral alrededor de la línea U II de la estrella HE 1523 0901 (círculos solidos), sobrepuestos espectros sintéticos para diferentes abundancias de U II, línea azul para abundancia cero, línea segmentada para una abundancia de U escalada al proceso-r solar presente en la estrella como si no hubiese ocurrido decaimiento de U. [Frebel et al. (2007)].

Ajuste de Isócronas:

Es el método más utilizado para grupos estelares. El ajuste de isócronas consiste en generar modelos de evolución para una población estelar, suponiendo una función inicial de masa y una metalicidad, se producen modelos evolutivos a diferentes tiempos para estrellas de diferentes masas y obtienen la luminosidad y temperatura efectiva para cada masa. Estas cantidades se transforman a color utilizando modelos de atmósferas o librerías empíricas, permitiendo colocar las estrellas en el diagrama color-magnitud. La línea que une los puntos de diferentes masas para un mismo tiempo de evolución es una isocrona (ver figura 1.4). Se generan varias isocronas de tal manera que el turn-off point de la isocrona coincida con el turn-off point del cúmulo estelar observado. Esta técnica puede ser aplicada a cúmulos estelares sin necesitar conocer la distancia a estos; para estrellas de campo es necesario conocer su luminosidad y temperatura efectiva, y si estas se encuentran en la secuencia principal el método es poco eficaz pues las isocronas tienen valores degenerados para esta zona. Varios otros indicadores de edad están calibrados a partir de edades obtenidas con este método.

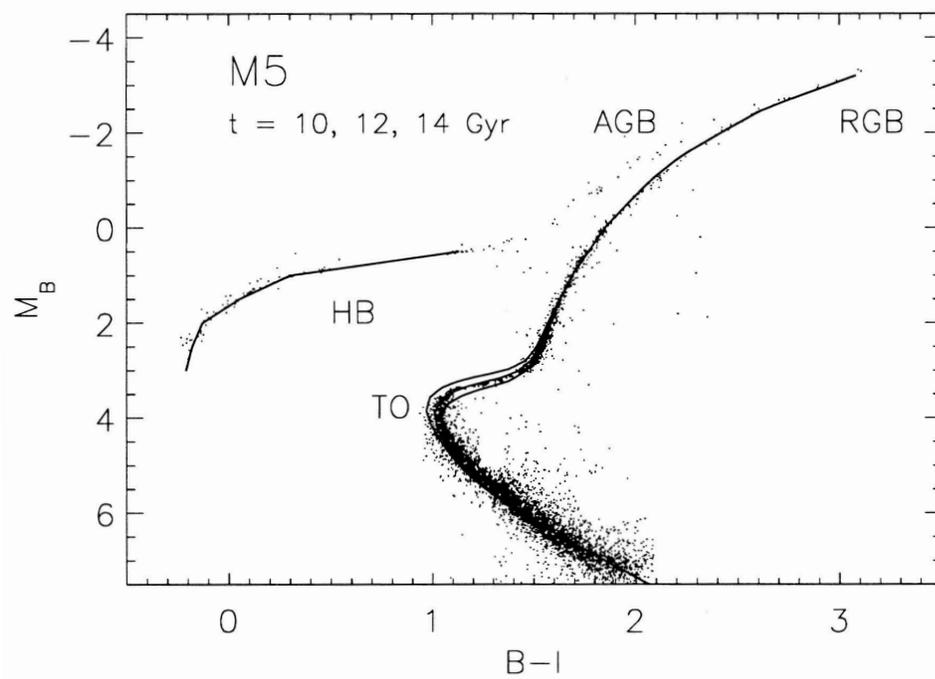


Figura 1.4: Diagrama color magnitud para el cúmulo estelar M3, con isocronas para 10, 12 y 14 Gyr. TO: Turn-Off point, RGB: Red Giant Branch, AGB: Asymthotic Giant Branch, HB: Horizontal Branch. Tomado de Jimenez (1998).

Astrosismología:

Esta técnica se encuentra todavía en un estado de desarrollo muy preliminar, pero promete proporcionar edades con una certidumbre del 10 %. La técnica consiste en la de-

tección de los modos de oscilación de las estrellas, estas oscilaciones pasan por el centro de la estrella, proporcionando la densidad. El beneficio del método es que constriñe parámetros fundamentales de la estrella. Posteriormente, de igual forma que el método de isócronas se utilizan modelos de evolución para encontrar la edad. Algunas edades ya han sido estimadas con este método. (ver Vauclair (2009)).

Límite de agotamiento del Litio:

El método fue propuesto por primera vez en Rebolo, Martín, & Magazzú (1992), que lo llamaron el “lithium brown dwarf test”. La técnica primero fue usada para distinguir entre enanas café y objetos subestelares. Existe una masa crítica $M_{crit} \approx 0.06 M_{\odot}$, estrellas con una masa menor nunca son lo suficientemente calientes para destruir el Litio, lo que ocurre a temperaturas arriba de $T_{crit} \approx 2 \times 10^6$ K. La destrucción del Litio ocurre cuando un átomo de Litio-7 captura un protón, dando lugar a dos átomos de Helio-4. El litio es producido en cantidades limitadas por la cadena protón-protón (PP), pero también es un producto de la nucleosíntesis primordial en el Big Bang. Por tanto cada estrella inicia su vida con una abundancia base de Litio. Si es una estrella enana con $M < 0.30 M_{\odot}$ es completamente convectiva, la convección transporta material de la superficie al núcleo de de hidrógeno. Entonces, todo el material es expuesto a la temperatura máxima y el resultado neto es que el Litio primordial (y Litio producto de la cadena PP) es destruido rápidamente en enanas cuya masa sea mayor que M_{crit} . Estrellas con masas arriba de $1 M_{\odot}$ retienen el litio primordial, ya que la capa convectiva es delgada y el material nunca es expuesto a temperaturas arriba del T_{crit} . En la figura 1.5 se muestran los espectros del sistema binario HIP 112312 en la región de Litio 6708 Å.

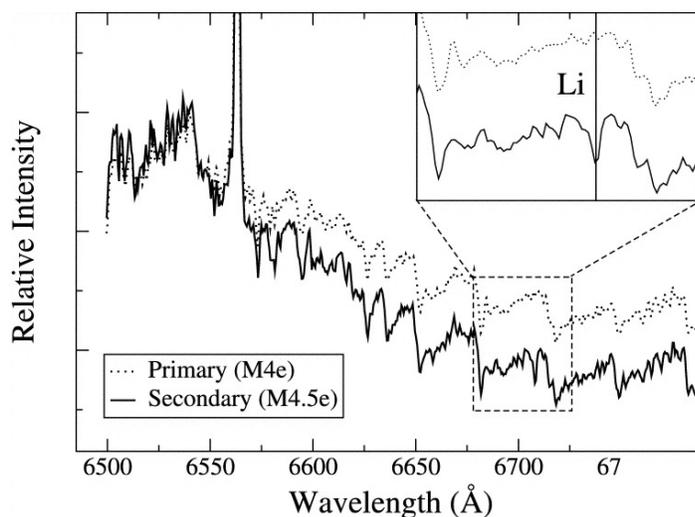


Figura 1.5: Espectro del sistema HIP 112312. La línea punteada representa el espectro de la estrella primaria, y la línea sólida el espectro de la estrella secundaria. El recuadro muestra la línea de Litio 6708 Å. Tomado de Song et al. (2002).

Relación Rotación-Actividad-Edad :

El primer trabajo donde se relaciona la edad con la rotación estelar fue el de (Skumanich, 1972) en el que encuentra una relación empírica entre la velocidad de rotación estelar y la edad. En años siguientes, trabajos teóricos como el de Ayres & Linsky (1976) de los perfiles de las líneas resonancia h, k del Mg II en el cercano ultravioleta y las del CaII H, K en el visible y el trabajo de Vernazza et al. (1981) sobre la estructura cromosférica del Sol, vincularon la actividad cromosférica con el efecto dinámico y la rotación estelar. En trabajos como el de Noyes et al. (1984) y Hartmann et al. (1984) encontraron relaciones empíricas entre los indicadores de actividad estelar como el MgII y CaII con el período de rotación. Bajo la hipótesis de que las estrellas tienen un nivel de actividad cromosférica vinculada a la rotación estelar y que la rotación estelar decae con el tiempo, se pueden construir funciones empíricas actividad-edad o rotación-edad para luego invertir las y obtener la edad estelar.

Observaciones sinópticas en diferentes partes del mundo, en particular aquellas llevadas a cabo en el observatorio Mount Wilson en EUA, fueron de base para trabajos siguientes en los que se construyeron calibraciones de la edad con la actividad cromosférica o con el período de rotación. Para el caso de calibraciones de la edad con la actividad cromosférica el método más utilizado consiste en medir el flujo de las líneas de emisión del H, K del CaII y ajustar una función a la relación entre el flujo medido y las edades para una muestra de estrellas, posteriormente se invierte la función matemática para obtener la edad a partir de del flujo medido, (Soderblom et al., 1991; Lachaume et al., 1999).

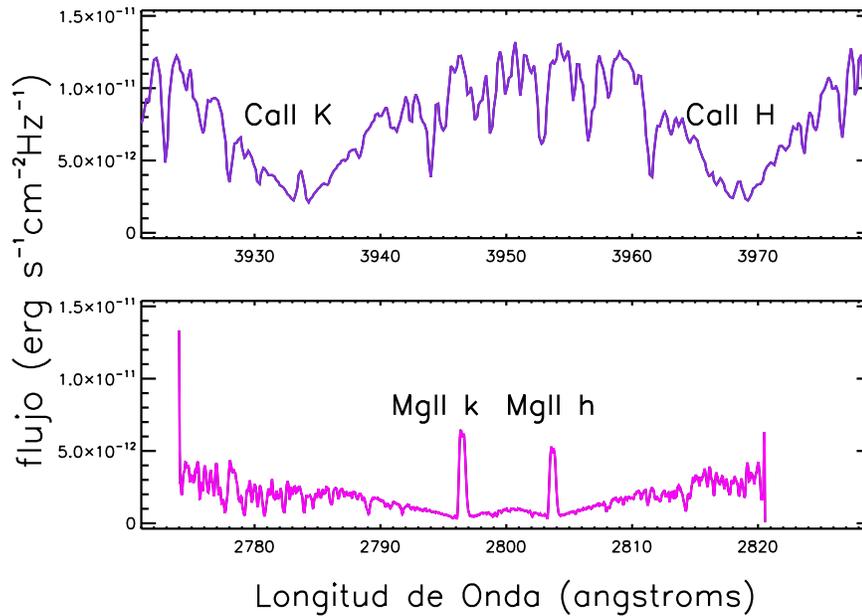


Figura 1.6: Panel superior: espectro de las líneas H y K del CaII, panel inferior: espectro de las líneas h y k del MgII. Ambos para el objeto HD165185.

Debido a la gran cantidad de observaciones disponibles para la emisión de las líneas H y K del CaII, puesto que estas líneas se pueden observar en telescopios terrestres al contrario de las líneas h y k del MgII, el CaII es el indicador actividad cromosférica más utilizado. En diferentes trabajos se ha revisado la correlación entre las líneas h,k y las líneas H,K y se ha encontrado una fuerte relación, (ver figura 5.9). Como consecuencia la línea del MgII también se puede usar como indicador de edad. En este trabajo tenemos como principal objetivo evaluar el uso de la emisión h+k del MgII como indicador de edad. Debido a que el continuo adyacente a las líneas h y k es menor que en el caso del CaII, se espera que el MgII sea un indicador más sensible, en estrellas con poca actividad estelar es más fácil realizar una detección de emisión en el MgII que en CaII, (ver figura 1.6). El método idóneo sería utilizar el nivel medio de la emisión h+k para cúmulos con diferentes edades como lo ha hecho Lachaume et al. (1999) con el CaII, sin embargo, no se tienen observaciones dedicadas a cúmulos en el MgII. Para evaluar entonces la sensibilidad del MgII, analizaremos la relación entre la emisión h+k y el período de rotación.

1.3. Objetivos de la tesis

En este trabajo se pretende iniciar un análisis de la emisión de las líneas ultravioleta h y k del MgII, para determinar su utilidad como indicador de edad para estrellas de campo en la secuencia principal en el rango espectral G0-G9. Para probar esto hemos de realizar lo siguiente:

- ◇ Definir un procedimiento para la integración de flujo de las líneas k y h en espectros ultravioleta.
- ◇ Verificar la relación $F_{h+k} - P_{rot}$ para estrellas de secuencia principal clase espectral G0-G9.
- ◇ Realizar ajustes empíricos para las relaciones $F_{h+k} - P_{rot}$ y para $F_{H+K} - P_{rot}$
- ◇ Comparar los ajustes encontrados para la relación actividad-rotación del MgII y la del CaII.
- ◇ Evaluar si la relación $F_{h+k} - P_{rot}$ puede llevar a la obtención de edades con una certidumbre comparable o mejor que otros métodos que se utilicen en la actualidad.

En el capítulo 1 se hace una introducción sobre la edad de las estrellas, su relevancia en la astrofísica y las técnicas con las que se ha estimado. En el capítulo 2, explicamos los argumentos teóricos que establecen la relación entre la actividad cromosférica, la rotación estelar y la edad. En el capítulo 3 describimos las líneas H y K del CaII, que son análogas al MgII y que tienen una larga historia de publicaciones; luego se describe también las líneas h y k del MgII. En el capítulo 4 se describe la muestra estelar, los parámetros utilizados y las fuentes donde fueron obtenidos. En el capítulo 5 describimos nuestro procedimiento para la medición de las líneas h y k del MgII. En el capítulo 6 analizamos la relación $F_{h+k} - P_{rot}$ encontrada. En el capítulo 7, indicamos las conclusiones. En los apéndices se encuentran tablas con las propiedades copiadas y calculadas y además se incluyen todos los espectros estelares utilizados en el trabajo.

Capítulo 2

Las líneas de resonancia CaII H, K y MgII h, k

2.1. Primeras observaciones

Las líneas de CaII en el Sol, así como otras, fueron observadas en 1814 por primera vez por Joseph von Fraunhofer, denotadas por H y K por este científico. Eberhard & Schwarzschild (1913) notaron la presencia de emisión en los núcleos de las líneas de absorción H y K. Se cuestionaron si la emisión provenía de procesos similares a los observados en el Sol y si esta emisión variaba periódicamente como ya se sabía para el caso del Sol. Las primeras observaciones sinópticas más extensas para develar los cuestionamientos antes dichos fueron realizadas por O. C. Wilson en el Mount Wilson Observatory (MWO) en EUA. Uno de los resultados fue el de Skumanich (1972), donde reporta la relación entre la emisión en CaII con el decrecimiento de la edad estelar. Otros descubrimientos fueron realizados con el estudio de CaII y con el advenimiento de los telescopios espaciales, se encontró que muchas de las relaciones de la emisión del CaII H, K son similares con MgII h, k.

2.2. CaII H, K

La línea CaII K corresponde a la transición del estado superior $3p^6 4p^2 S_{3/2}$ al estado base $3p^6 4s^2 S_{1/2}$, la línea CaII H corresponde a la transición del estado superior $3p^6 4p^2 S_{1/2}$ al estado base $3p^6 4s^2 S_{1/2}$, presentando una emisión de 3933.66 \AA y 3968.47 \AA respectivamente (NIST Atomic Spectra Database).

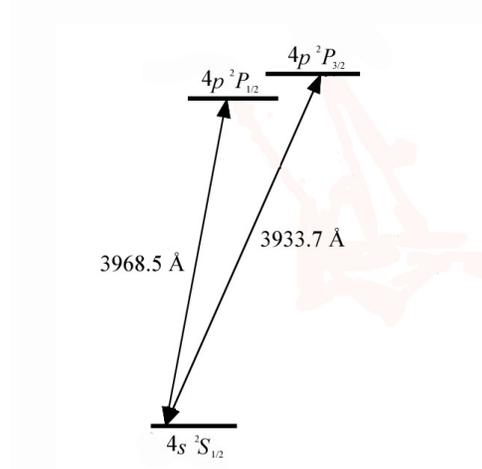


Figura 2.1: Diagrama de Grotrian para las transiciones del ion CaII correspondientes a las líneas H y K. Las separaciones no están a escala.

2.2.1. El índice S

Es importante hacer una breve revisión del trabajo realizado con las líneas CaII H,K puesto que mucho del entendimiento de actividad cromosférica estelar proviene de observaciones de estas líneas, principalmente el trabajo realizado en MWO, conocido como *HK Project*. Durante 40 años se monitoreo las líneas H y K. El índice *S* fue introducido por Vaughan et al. (1978), y es la razón entre el flujo en los núcleos de las líneas H, K y el flujo en dos bandas cercanas en el pseudocontinuo. Los núcleos eran medidos con filtros triangulares de 1.09 \AA de ancho, denotados como H y K, y las bandas con dos filtros de 20 \AA de ancho, denotados como R y V, (ver figura 2.2). De tal manera que:

$$S = \alpha \frac{H + K}{R + V} \quad (2.1)$$

Donde α es un factor de calibración instrumental necesario para ajustar el índice *S* a los dos espectrómetros HKP-1 y HKP-2 que se disponían en el MWO.

El estudio de H y K ha sido usado para estudiar varias propiedades estelares; por ejemplo se respondió al cuestionamiento de Schwarzschild, confirmando que las estrellas presentaban variabilidad cromosférica como el Sol; Baliunas et al. (1998) usando 400 estrellas observadas en el MWO de tipo solar encontraron tres clases de de variabilidad: 1. fluctuaciones en escala de tiempo de años, con poca periodicidad, 2. fluctuaciones periodicas con escalas de tiempo de decadas, 3. poca modulación o nula. Otros análisis de la actividad estelar se han hecho con el índice *S*, los cuales se mencionaran más adelante.

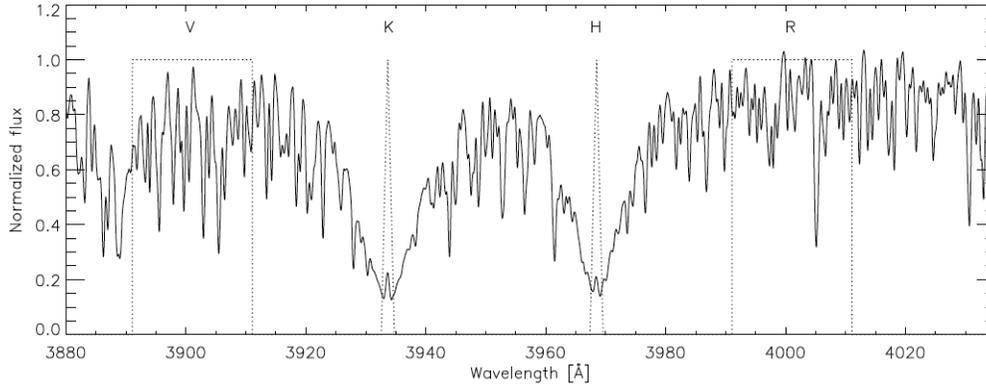


Figura 2.2: Se muestran los filtros triangulares K, H y los rectangulares V y R, usados para el calculo del indice S. [Tomado de Schröder et al. (2009)]

2.2.2. Fracción de luminosidad en HK: R'_{HK}

Además de que el indice S no tiene unidades, sufre de dos efectos; el primer efecto es que el flujo en las ventanas R y V (ver Figura 2.2) es muy dependiente del tipo espectral, el segundo efecto es que el flujo integrado en H y K es sensible a la emisión fotosférica. Para contrarrestar estos dos efectos Middelkoop (1982) utiliza la fracción de luminosidad de la estrella que proviene de las líneas H y K.

$$R_{HK} = \frac{F_{HK}}{\sigma T_{\text{eff}}^4} \quad (2.2)$$

Middelkoop (1982) desarrolló una transformación del indice S al indice R_{HK} a partir de $B - V$ de la forma:

$$R_{HK} = 1.34 \times 10^{-4} C_{\text{cf}} S \quad (2.3)$$

Donde C_{cf} es el factor de corrección instrumental, que más tarde Rutten (1984) mejora usando una muestra estelar mas amplia, y obtiene:

$$\log C_{\text{cf}} = 0.25(B - V)^3 - 1.33(B - V)^2 + 0.43(B - V) + 0.24 \quad (2.4)$$

para estrellas de la secuencia principal con $0.3 \leq B - V \leq 1.6$. Para corregir por la emisión fotosférica se suele usar la expresión de Noyes et al. (1984):

$$\log R_{\text{phot}} = -4.898 + 1.918(B - V)^2 - 2.893(B - V)^3 \quad (2.5)$$

en el rango $0.44 \leq B - V \leq 0.82$, Noyes et al. (1984) reporta que para $B - V > 1$ la corrección fotosférica R_{phot} se puede despreciar. Finalmente el indice R'_{HK} corregido por emisión fotosférica es:

$$R'_{HK} = R_{HK} - R_{\text{phot}} \quad (2.6)$$

2.3. MgII h, k

La línea MgII k corresponde a la transición del estado superior $2p^6 3p \ ^2S_{3/2}$ al estado base $2p^6 3s \ ^2S_{1/2}$, la línea CaII H corresponde a la transición del estado superior $2p^6 3p \ ^2S_{1/2}$ al estado base $2p^6 3s \ ^2S_{1/2}$, presentando una emisión de 2795.53 Å y 2802.70 Å respectivamente (NIST Atomic Spectra Database).

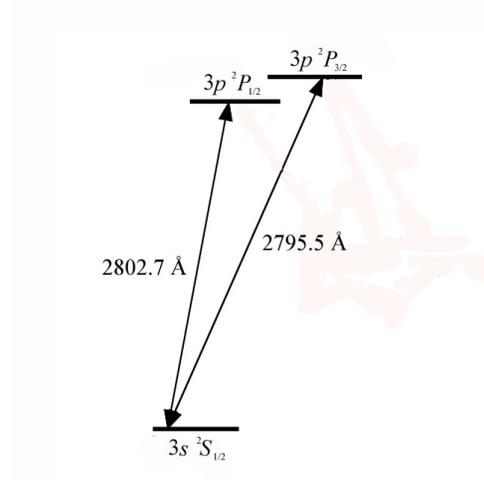


Figura 2.3: Diagrama de Grotrian para las transiciones del ion MgII correspondientes a las líneas h y k. Las separaciones no están a escala.

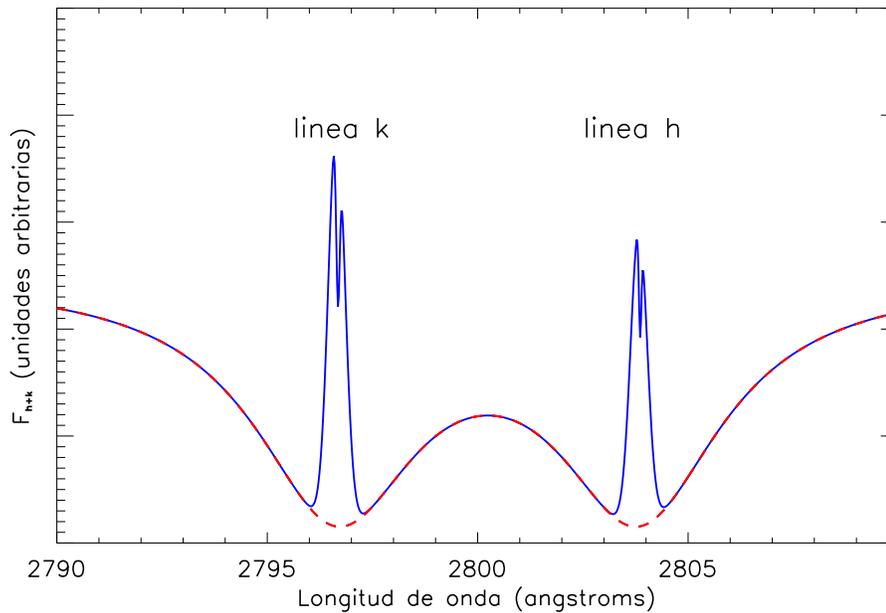


Figura 2.4: Perfil sintético de las líneas k y h del MgII, situadas a 2796.35 y 2803.53 Å respectivamente. En línea sólida el perfil en emisión, la línea segmentada es el perfil en absorción.

En la figura 2.4 se muestra un perfil sintético de las líneas h y k, para el perfil en absorción (línea segmentada) hemos utilizado un perfil Voigt, para la emisión (línea solida) hemos utilizado una Gaussiana con un FWHM de 0.46 \AA , ancho típico de una estrella G3V, obtenido a partir de la relación Wilson-Bappu encontrada por Cassatella et al. (2001) para estrellas en la secuencia principal. Se ha agregado otra Gaussiana para simular el *emission reversal* (inversión en la emisión), con un FWHM de 0.10 \AA y un redshift de 0.03 \AA .

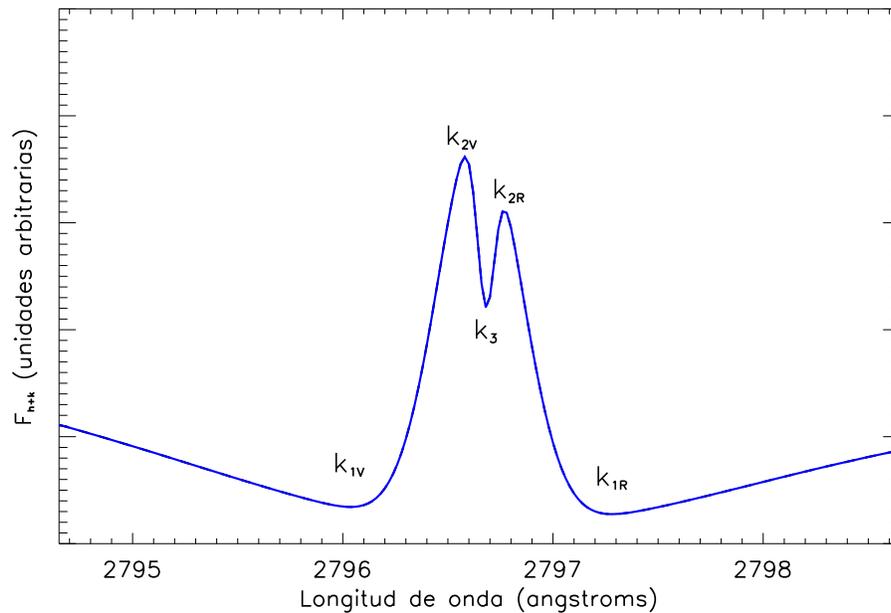


Figura 2.5: Perfil sintético para la línea de emisión k. Denotando los mínimos k_{1V} y k_{1R} , los máximos, y la inversión de emisión k_3 , siguiendo a convención utilizada tradicionalmente para el CaII.

La inversión en la emisión, se debe a gas con una función fuente baja, este gas se está moviendo, ya sea que tiene una velocidad menor hacia arriba en la cromosfera que el material con una función fuente mayor debajo, o gas con una velocidad mayor hacia arriba. Esto es explicado en Rauscher & Marcy (2006) para las líneas H y K del CaII, sin embargo, dada la similitud de las transiciones atómicas y zona de formación de las líneas del MgII h,k con CaII H,K (ver sección 3.1), se puede suponer que el mecanismo que produce la emisión en la inversión sea el mismo. En la figura 2.5 se presenta la nomenclatura usada en la literatura; k_{1V} para el mínimo hacia el azul, k_{1R} para el mínimo hacia el rojo. La inversión en la emisión como k_3 , y k_{2V} y k_{2R} , para los máximos azul y rojo respectivamente. En algunas estrellas con emisión intensa esta inversión no se presenta, y para espectros con baja resolución este no se puede apreciar.

2.3.1. Flujo Basal

La emisión de las líneas de emisión del CaII y el MgII, así como otras especies como el Si II y C II, es provocada por diferentes procesos que suceden en una atmósfera estelar. Uno de ellos es el flujo basal.

Schrijver (1987) determina un límite inferior, al que se ha denominado flujo basal para la emisión de Rayos X, CaII H y K, MgII h y k, y SiII. Encontró que el flujo basal depende fuertemente del color, (ver 2.6). Explicando que los flujos basales en la cromosfera son una medida de calentamiento no radiativo en el exterior de atmósferas en estrellas frías, siendo solo calentamiento acústico el que produce estos flujos basales. Concluye que el flujo basal depende de dos parámetros estelares, la temperatura efectiva y la gravedad superficial. Trabajos posteriores se han hecho con estrellas evolucionadas (Strassmeier et al. (1994), Schröder et al. (2012)), en estrellas gigantes donde el efecto dinámico es casi nulo, aun persiste una cantidad de emisión cromosférica por otros mecanismos.

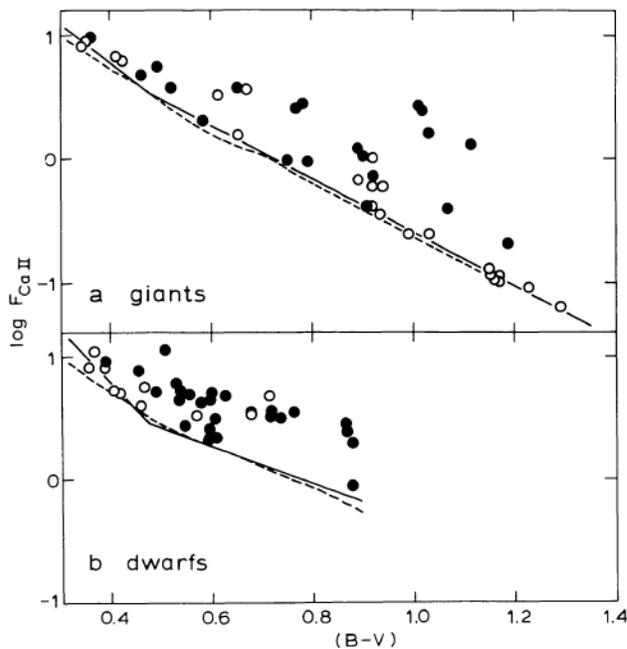


Figura 2.6: Densidad de flujo de la emisión del CaII H+K vs Color $B - V$ para gigantes recuadro (a), para enanas recuadro (b). La línea sólida representa el flujo basal derivado, la línea segmentada representa el límite observacional de la muestra.

2.3.2. Variabilidad

Es bien conocido la naturaleza variable de la actividad cromosférica, el ejemplo mas conocido es el ciclo del sol de 11 años, en el cual el número promedio de manchas solares tiene una periodicidad muy clara. (ver 2.7). Y se ha encontrado varios líneas en espectrales cuya zona de emisión se atribuye a la cromosfera, están correlacionadas entre ellas y con el ciclo solar.

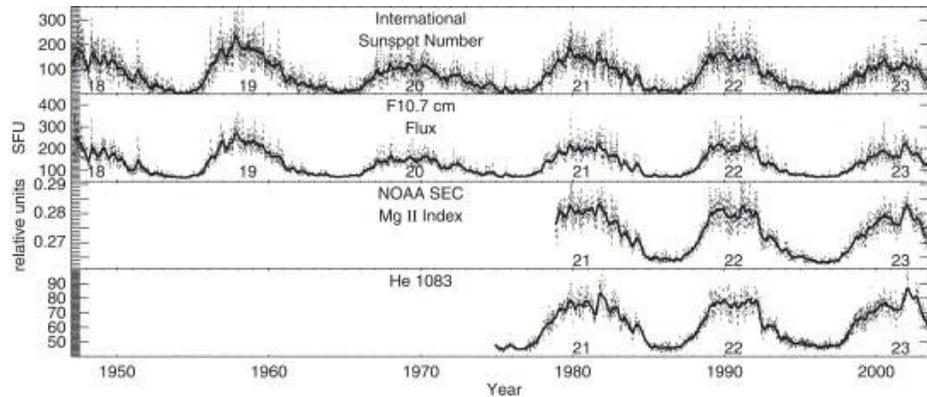


Figura 2.7: Número de manchas solares, emisión a 10.7 cm, cociente *core-to-wing* del MgII y ancho equivalente del He 1083, observados desde 1950 al presente. [Tomado de Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics]

Esta misma variabilidad de la actividad cromosférica se ha encontrado y comparado en análogos solares, (Cerruti-Sola et al., 1992). Se han detectado ciclos de período corto y ciclos de período largo, Baliunas et al. (1995) encuentran diferentes tipos de variabilidad para diferentes tipos de estrellas (estos estudios solo son posibles con observaciones periódicas distribuidas a lo largo de 1 década por lo menos, para detectar ciclos semejantes al Sol); estrellas jóvenes presentan alta actividad, rotación rápida y raramente presentan una variación cíclica suave, estrellas de edad intermedia (1-2 Gyr) tienen actividad y vel. de rotación moderadas y ocasionalmente presentan variabilidad suave, estrellas semejantes al Sol presentan variabilidad suave con períodos rotación y nivel de actividad bajos. En la sección 6.2 se discuten algunos objetos con observaciones de F_{h+k} extendidas en el tiempo.

Capítulo 3

Actividad, Rotación y Edad estelar

3.1. La cromosfera

DURANTE observaciones astronómicas de eclipses totales de Sol, a mediados del siglo XIX, se descubrió la *corona* solar como flamas de color rojo que ahora son llamadas prominencias solares (figura 3.1 derecha), también se observó un anillo de color rosa en el limbo solar que ahora llamamos *cromosfera* (figura 3.1 izquierda). La cromosfera es un capa que difícilmente se puede considerar homogénea (Roberts, 1945), ya que se observan varias estructuras como filamentos, y pequeñas prominencias ahora llamadas espículas, cuya aparición es variable, además de ser atravesada por las eyecciones de masa coronal (CMEs).

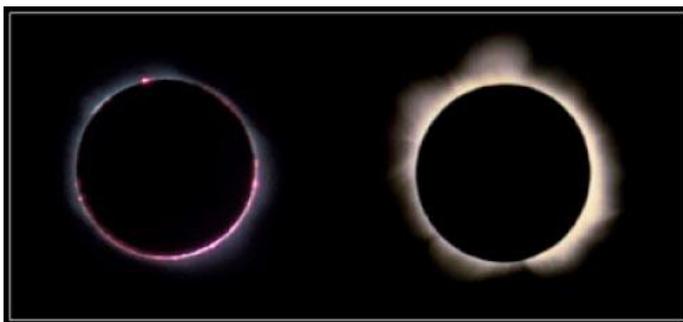


Figura 3.1: Izquierda, cromosfera en rosa, emisión en $H\alpha$, Derecha, la corona, luz visible dispersada, imagenes del Dr. William Cohen y Bill Livingston/NSO/AURA/NSF respectivamente.

Existen diversas definiciones de la cromosfera, basadas en temperatura, altura, procesos físicos o combinaciones de estas cantidades. Hall (2008), sugiere una definición de trabajo para la cromosfera de la siguiente forma: la cromosfera es la región en una atmósfera estelar donde se observa un exceso de emisión a la esperada por el equilibrio radiativo, donde el enfriamiento ocurre principalmente por la radiación de líneas de resonancia (en lugar del continuo como en la fotosfera) de especies abundantes como

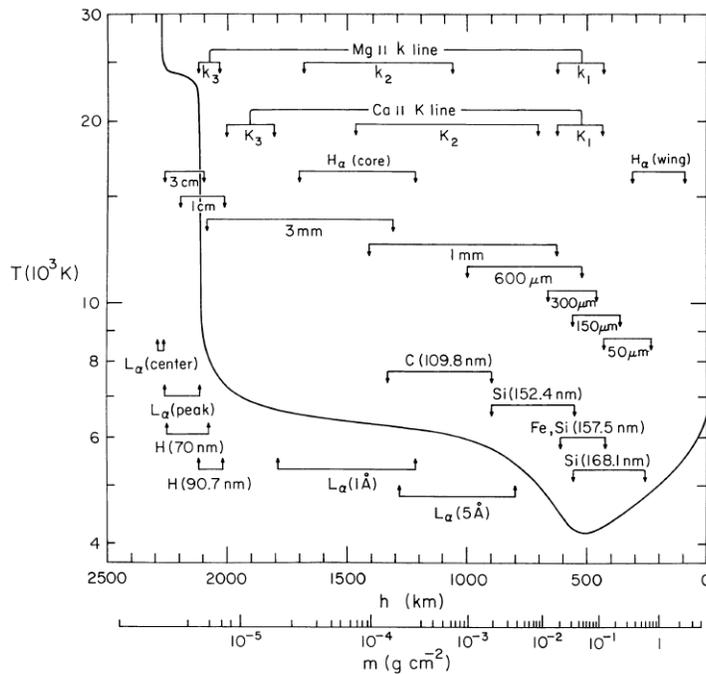


Figura 3.2: Modelo semi-empírico de la cromosfera solar de Vernazza et al. (1981). La cromosfera va desde la región de temperatura mínima a ~ 500 km hasta ~ 2300 km donde inicia la corona. Se muestran las alturas a las que se forman líneas importantes. [Vernazza et al. (1981)]

los es el MgII y el CaII. Uno de los primeros modelos de la cromosfera es el de Vernazza et al. (1981). Bajo este modelo, la cromosfera abarca una región que inicia a una altura de ~ 500 km donde hay un mínimo de temperatura alrededor de ~ 4300 K (ver figura 3.2), para luego alcanzar alrededor de $\sim 25\,000$ K a una altura de ~ 2300 km donde inicia la corona.

3.2. Actividad Estelar

El termino actividad ha sido en principio utilizado para explicar las perdidas radiativas en líneas prominentes como las del CaII H, K que presentan *emission reversal* (una línea de emisión sobre una de absorción de la misma especie atómica), de tal manera que la actividad es generada por mecanismos de calentamiento adicional al que produce la radiación proveniente de la fotosfera. Babcock (1961) describe un modelo de un campo magnético autoregenerativo que explica la mayoría de los fenómenos observados, como manchas solares y campos magnéticos, que son clasificados como actividad estelar y que producen calentamiento mediante ondas Alfvén y transporte de energía mecánica mediante vías magnéticas. Otras formas de calentamiento de la cromosfera han sido propuestas, como ondas acústicas provocadas por la granulación de la fotosfera (Schwarzschild, 1948). Esta variedad de fenómenos como las manchas solares, llamadas,

CMEs, calentamiento de la corona, todos asociados a campos magnéticos en las estrellas, son sostenidos por las propiedades topológicas de los campos magnéticos los cuales son causados por el efecto dinamo que opera en lo profundo de las estrellas.

3.2.1. El efecto dinamo

La teoría dinamo es muy compleja, y aunque ya ha logrado describir cualitativamente observaciones en el Sol, cuantitativamente los modelos aún no describen completamente las observaciones. El campo magnético de las estrellas es generado por corrientes en el interior de acuerdo a la ley de Ampère. Los movimientos de fluidos dentro de la estrella producen auto-inducción. Los dos movimientos principales en una estrella como el Sol, es decir movimientos del plasma, es la rotación diferencial, que depende de la latitud, λ , y de la distancia radial, r , $\Omega(r, \lambda)$. El segundo movimiento es la circulación meridional. Ambos de estos movimientos ocurren en la zona de convección, predominantemente en la por arriba de la Tacoclina (ver figura 3.3).

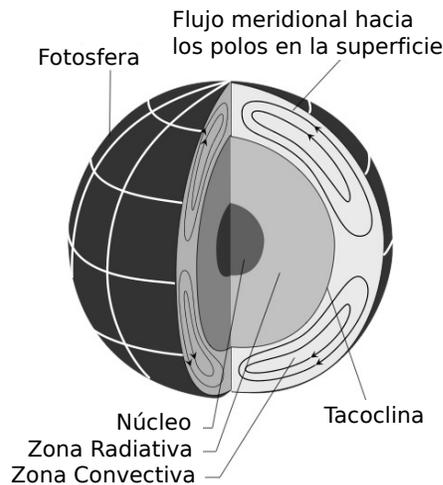


Figura 3.3: Corte esquemático del interior de una estrella de tipo solar, mostrando el núcleo, la zona radiativa, la zona convectiva y flujos en la zona convectiva mostrando la circulación meridional. [Adaptada de Haigh et al. (2005)]

Si se tiene un pequeño campo magnético *semilla* en la dirección norte sur, la rotación diferencial enredará el campo en la dirección este-oeste y adquirirá la morfología toroidal, como se muestra en la figura 3.4. Si tomamos como ejemplo el Sol, en la zona de convección cercana a los polos rota cada ~ 34 días, mientras que las zonas ecuatoriales el período de rotación es de 25.5 días. Después de 34 días las zonas polares habrán rotado 360° pero las regiones ecuatoriales habrán rotado 480° , como se ve en la figura 3.4 (b), después de 527 días el campo se verá como en la figura 3.4 (c), este efecto genera campos toroidales a partir de un campo débil original, esto es llamado el efecto omega. El campo toroidal generado tiene sentidos opuestos en los dos hemisferios, esto provo-

ca regiones de magnetismo bipolar, el campo emerge de la fotosfera y forma *loops* y manchas solares.

Un segundo efecto llamado efecto alfa, introducido por Parker (1955) , ocurre debido a celdas de convección y remolinos que causan movimientos radiales de plasma y de campo magnético en la zona convectiva. Cuando una celda de convección sube y el campo toroidal se tuerce por las fuerzas de Coriolis, se genera un campo poloidal del campo toroidal, como se muestra en la figura 3.4 (g).

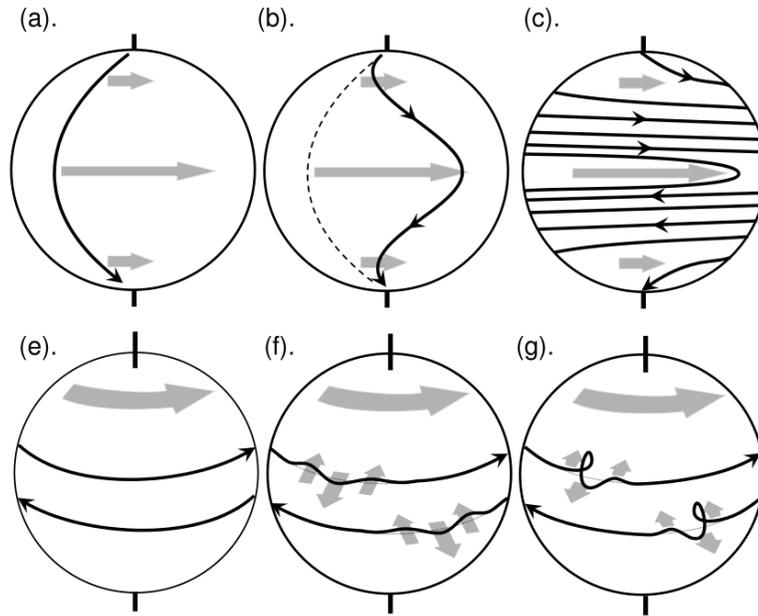


Figura 3.4: Esquema simplificado de los efectos del dinamo magnético. (a)-(c), el efecto omega: un campo magnético *semilla* es enrollado en un campo toroidal debido a la rotación diferencial. (e)-(g), el efecto alfa: movimientos radiales causan que el campo toroidal se tuerza en algunas zonas debido a las fuerzas de Coriolis generando componentes poloidales.[Adaptada de Haigh et al. (2005)]

3.2.2. Rotación

Existen diversos trabajos (Referencias pendientes) que soportan la hipótesis de que es el efecto dinamo el responsable de la formación de la cromosfera. La la masa de la estrella define el tamaño de la zona de convección de una estrella, la dinámica que ocurre en esta zona produce el efecto $\alpha - \omega$. La velocidad de rotación influye en el efecto alfa omega, puesto que la rotación diferencial afecta la intensidad y morfología de los campos magnéticos. Se ha demostrado también que la rotación disminuye con la edad, en una relación que va como $\langle v \sin i \rangle \propto t^{-1/2}$, y que puede deberse a la perdida de momento angular debido a viento solar magnetizado (Skumanich, 1972). Podemos resumir entonces que la actividad cromosférica es dirigida principalmente por 4 elementos:

- ◇ Estructura interna: La masa estelar, es decir el tipo espectral, determina el tamaño de la zona de convección y un grado de actividad estelar basal.
- ◇ Velocidad de rotación: La velocidad de rotación, que depende principalmente de la edad de la estrella, determina intensidad y morfología de los campos magnéticos.
- ◇ Variaciones periódicos: Ciclos de duración corta y ciclos de duración larga semejantes al ciclo solar de 11 años, que dependen de las características particulares del efecto dinamo en cada estrella.
- ◇ Eventos aislados: Eventos como manchas solares o prominencias solares, cubren diferentes fracciones de la superficie estelar afectando la emisión cromosférica observada para un estrella en un determinado momento de observación.

3.3. Actividad - Período de Rotación

La relación Actividad - Período de Rotación ha sido estudiada por muchos autores con diferentes indicadores de actividad, como emisión de rayos X, emisión en $H\alpha$, las líneas de resonancia HK y hk, etcétera. A continuación discutimos el trabajo de Noyes et al. (1984) uno de los mas representativos para el caso del CaII H,K como indicador de actividad cromosférica.

3.3.1. Noyes et al. (1984)

En este trabajo utilizan índices S del MWO y luego los transforman a R'_{HK} utilizando la transformación de Middelkoop (1982) (ecuación 3.3). Utilizan 98 estrellas de secuencia principal en el rango espectral F7 - K0. Y analizan la relación entre $\log\langle R'_{HK} \rangle$ y $\log P_{rot}$. Encuentran mucha dispersión, concluyendo que R'_{HK} tiene una dependencia con el tipo espectral y que se puede eliminar usando F'_{HK} (Usando la relación de la ecuación 2.2 del presente trabajo).

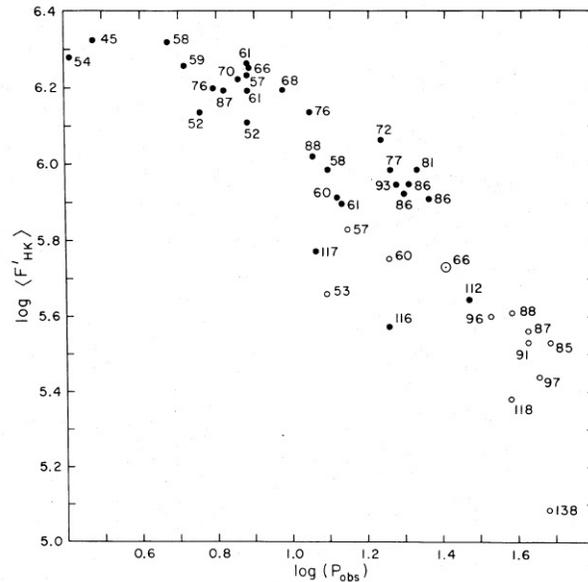


Figura 3.5: Flujo superficial promedio de CaII H,K vs Período de rotación. Círculos y solidos y abiertos son estrellas jóvenes y viejas respectivamente. Tomado de Noyes et al. (1984).

De la figura 3.5 Noyes et al. (1984) concluyen que también el período de rotación presenta una dependencia con el tipo espectral, ya que en cada tipo espectral las propiedades de la zona de convección tienen efecto en la generación de campo magnético y este en la actividad cromosférica. Entonces introducen en el análisis el Rossby Number,

$R_o = P_{\text{rot}}/\tau_c$, donde τ_c es el *convective turn over time*,

$$\tau_c = v_c/2l \quad (3.1)$$

parámetro que determina el tiempo en el que una burbuja adiabática completa un ciclo de convección, v_c es la velocidad de convección y l es la longitud de mezclado. El Rossby number es un parámetro que viene de la teoría de dinamo hidrodinámica, depende del período de rotación y del tipo espectral. Luego analizan la relación $\log\langle R'_{HK} \rangle$ y $\log(P_{\text{rot}}/\tau_c)$.

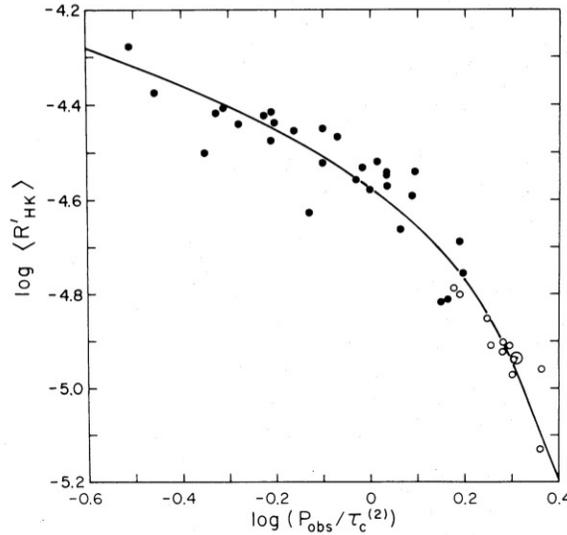


Figura 3.6: Fracción de luminosidad del CaII H,K vs Rossby Number. Círculos sólidos y abiertos son estrellas jóvenes y viejas respectivamente. Tomado de Noyes et al. (1984).

Con la relación que encuentran en la figura 3.6, sugieren que el nivel medio cromosférico está determinado únicamente por el Rossby Number. Mencionan que la relación que encuentran da un fuerte soporte a la idea de que de la razón entre el período de rotación y el convectivo turnover time es el mayor determinante en la amplificación de campo magnético de estrellas convectivas, y que esto es consistente con la teoría de dinamo $\alpha - \omega$ (ver sección 2.2.1).

3.3.2. Hartmann et al. (1984)

Este trabajo fue realizado de manera paralela con el de Hartmann et al. (1984) como parte de los estudios de la relación actividad-rotación, en este trabajo utilizan el MgII como indicador de actividad estelar. En una muestra de 32 estrellas G y F enanas miden el F_{h+k} y lo transforman al índice R'_{h+k} . Argumentando que R'_{h+k} puede ser caracterizado con funciones simple de período de rotación y tipo espectral, según resultados de Noyes et al. (1984).

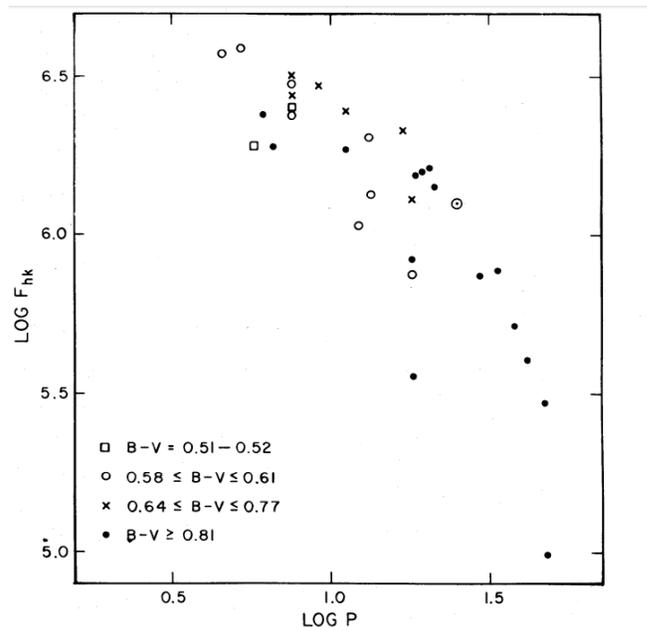


Figura 3.7: Fracción de luminosidad del CaII H,K vs Rossby Number. Círculos solidos y abiertos son estrellas jóvenes y viejas respectivamente.[Tomado de Noyes et al. (1984)]

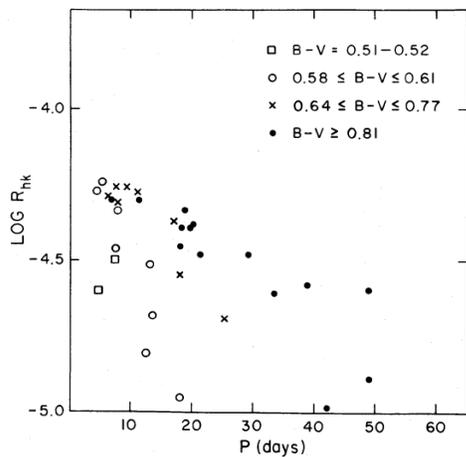


Figura 3.8: R'_{h+k} vs período de rotación. Se representan las estrellas con diferentes puntos para cuatro rangos espectrales. [Tomado de Hartmann et al. (1984)]

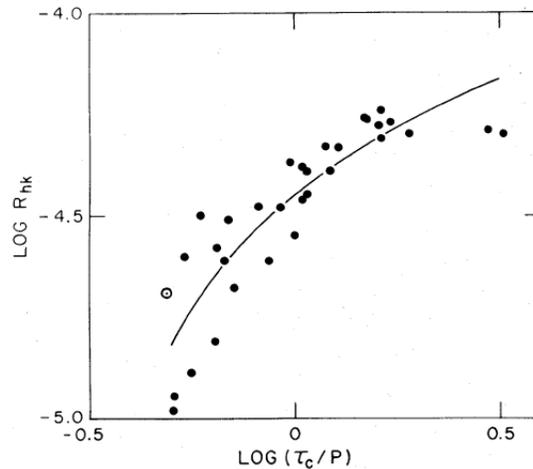


Figura 3.9: R'_{h+k} vs R_o . La línea sólida indica la dependencia de la emisión en CaII con el R_o desplazada hacia arriba para ajustarse al mayor flujo del MgII. [Tomado de Hartmann et al. (1984)]

En Hartmann et al. (1984) muestran como es la relación de $\log F_{h+k} - \log P_{rot}$, (figura 3.7), comentan poco sobre esta forma de la relación actividad rotación, y enfocan su análisis en la relación $\log R'_{h+k} - P_{rot}$, (figura 3.8). Analizan la relación en varios

rangos espectrales y hacen un ajuste lineal a cada uno, el ajuste es de la siguiente forma:

$$\log R_{h+k} = aP + b \quad (3.2)$$

De la que concluyen que la relación actividad-rotación es diferente para cada tipo espectral, y que las propiedades de la zona de convección tienen un efecto importante en la actividad cromosférica. En la figura 3.9 muestran que la dependencia de la emisión del MgII y del CaII con el período de rotación es similar. Resaltando que la dispersión es mayor que la análoga del CaII.

3.3.3. Cardini & Cassatella (2007)

En este artículo utilizan espectros de alta resolución y apertura grande (al igual que en el presente trabajo) para 107 estrellas de campo de luminosidad V, en un rango de color $B - V$ de 0.4 a 1.6 (\sim F3–M4). Para otra muestra de estrellas de cúmulos, Híades (600 Myr, 25 estrellas), las Pléyades (100 Myr, 45 estrellas) y IC 2602 (30 Myr, 28 estrellas). En este trabajo derivan las masas estelares a partir del color $B - V$ de Allen (1973), y ajustan rectas a la relación período de rotación vs la masa estelar, para los tres cúmulos. A partir de esto construyen una función del período de rotación que depende de la edad, t , y de la masa estelar, m .

$$P(t, M) = (25.6 \pm 2.5)t^{0.45 \pm 0.06}(1.4 - M/M_{\odot}) \quad (3.3)$$

Con la ecuación 3.2 determinan las edades para las estrellas de campo, y construyen la figura 3.11, en la que colocan las edades derivadas vs el flujo superficial para la línea k decada estrella. Sobre esta figura identifican dos regiones. La primera es un plateau donde el flujo cromosférico del MgII sufre una saturación similar a la encontrada por Pizzolato et al. (2003) para el caso de los rayos X. Estrellas menores a 300 Myr tienen un nivel de saturación de $\log F_k = 6.29 \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. La segunda región es donde el flujo superficial de k decae con el tiempo. Y ajustan un fit lineal,

$$\log F_k = (6.02 \pm 0.03) - (0.70 \pm 0.06) \log t \quad (3.4)$$

El ajuste resultante sugiere que la emisión del MgII no cae con el tiempo de la misma forma que el período de rotación, ($t^{-0.45}$, encontrado por ellos mismos). En la figura 3.10 se pone $\log F_k$ contra el período de rotación (como lo haremos más adelante en este trabajo). Notese la cantidad de dispersión, en parte debido a un rango espectral amplio en el análisis. Puesto que no proporcionan barras de error para el análisis es difícil decir con certeza la causa de la dispersión. En la figura 3.10 se podría considerar que el plateau llega hasta $P_{\text{rot}} = 6$ días. Como se verá más adelante, en nuestra correlación el punto que divide la región del plateau y la zona de caída es de $P_{\text{rot}} = 5$ días.

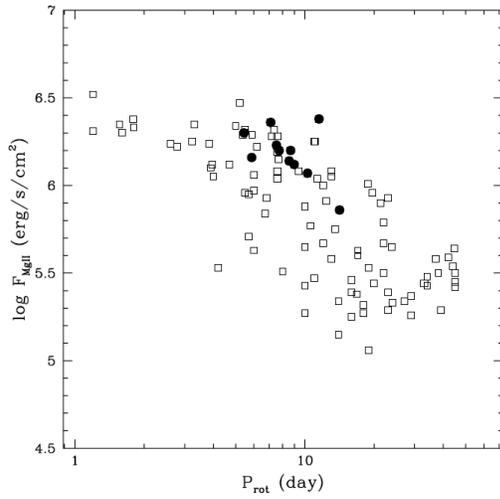


Figura 3.10: Flujo superficial para la línea k vs periodo de rotación para estrellas de campo (en cuadrados), se representan las estrellas pertenecientes al cúmulo Híades con círculos solidos. [Tomado de Cardini (2005)]

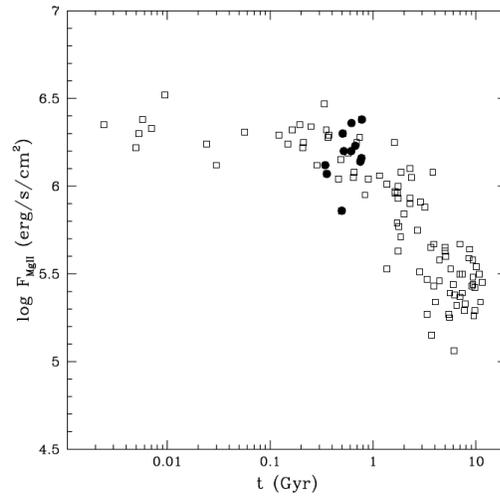


Figura 3.11: Flujo superficial para la línea k vs edad para estrellas de campo (en cuadrados), se representan las estrellas pertenecientes al cúmulo Híades con círculos solidos. [Tomado de Cardini (2005)]

Capítulo 4

Descripción de la muestra

SE ha colectado una muestra de estrellas individuales de tipo espectral G0-G9 y clase luminosidad IV y V, para las cuales existen espectros de alta resolución en la base de datos INES (IUE Newly-Extracted Spectra) de la misión espacial International Ultraviolet Explorer (IUE) y con los instrumentos STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph) y GHRS (Goddard High Resolution Spectrograph) del Hubble Space Telescope (HST).

Se ha escogido un rango espectral relativamente reducido, debido a que en trabajos previos como Barnes (2007) y Cardini & Cassatella (2007), se ha verificado que la relación Actividad-Rotación, es única para cada masa estelar, i.e. tipo espectral. Trabajos que incluyen un rango espectral amplio en el análisis de la relación Actividad-Rotación, en la que se centra nuestro análisis, muestran una dispersión muy amplia en esta. Lo cual no es conveniente si se busca determinar alguna propiedad, o construir un indicador de edad. Aunque la muestra incluye algunas estrellas clase luminosidad IV, el estadio evolutivo de nuestro interés es la secuencia principal, puesto que en etapas evolutivas anteriores, la relación Actividad-Rotación se satura (Pizzolato et al., 2003) en diferentes niveles según sea CaII, MgII rayos X o H alfa el indicador de actividad utilizado; en etapas evolutivas posteriores la emisión en MgII(h+k) es tan baja que no se puede apreciar perfil de emisión alguno.

4.1. International Ultraviolet Explorer

El IUE es una misión espacial lanzada en 1978 en colaboración de NASA, ESA y SERC¹. Es un telescopio Ritchey-Chretien Cassegrain de 45 cm de diámetro con dos espectrógrafos echelle, 115-198 nm y 180-320 nm. Mantuvo operaciones por 18 años.

¹ NASA: National Aeronautics and Space Administration
ESA: European Space Agency
SERC: Science and Engineering Research Council
STScI: Space Telescope Science Institute

Recopiló ~ 104470 espectros de 9600 fuentes astronómicas y fue el primer telescopio que permitió a astrónomos ‘visitantes’ hacer observaciones en tiempo real de espectros UV, permitiendo observar objetos de oportunidad. Los espectros utilizados en el presente trabajo corresponden a observaciones a lo largo de todo el servicio del IUE por diferentes proyectos de información. Hemos descargado del sistema de adquisición INES² los espectros con la siguiente configuración:

Cámara: LWP: Long Wavelength Prime (1850-3350 Å) y LWR: Long Wavelength Redundant (1850-3350 Å)

Dispersión: Espectrógrafo de alta resolución, ~ 0.2 Å

Apertura: Apertura grande, ovalo de 10x20 segundos de arco

Clase: 44 (clasificación interna IUE, correspondiente a objetos GIV, GV)

4.2. Hubble Space Telescope

El HST fue lanzado en 1990 en colaboración con la NASA, ESA y STScI. Es un telescopio Ritchey-Chretien de 2.4 m de diámetro. Durante su funcionamiento ha tenido 5 misiones de servicio, por lo que sus instrumentos han cambiado y mejorado. En su colección de instrumentos cubre regiones espectrales desde el ultravioleta hasta el infrarrojo cercano. Entre los descubrimientos más destacados con el Hubble esta la constricción de la constante de Hubble, para conocer la tasa de expansión del universo y el descubrimiento de la energía oscura. Los espectros utilizados en este trabajo fueron descargados a través del sistema de adquisición del HST³ corresponden a los siguientes instrumentos:

Goddard High Resolution Spectrograph (GHRS): fue el primer instrumento ultravioleta en el HST. Se utilizaron espectros tomados con la rejilla G270M, y el echelle ECH-B, ambos para una resolución de 0.06 Å, con apertura grande (LSA).

Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS): este instrumento fue instalado durante la segunda misión de servicio. Se utilizaron espectros con alguna de las rejillas y echelle: G230M, G230MB, E230M, E230H, con resoluciones de 0.09, 0.15, 0.04 y 0.01 Å respectivamente con diversas aperturas.

4.3. Citlali

A la muestra principal se le ha llamado Citlali y esta conformada por 86 estrellas, una de ellas el Sol. A continuación se describe como se construyó esta muestra.

Primero se ha hecho un búsqueda en la base de datos SIMBAD,⁴ de todas las estrellas de clase espectral G0 a G9, de luminosidad V, de magnitud V menor que 14. El resultado de este búsqueda se ha introducido en el sistema de adquisición de INES,

² Sistema de adquisición INES: <http://sdc.cab.inta-csic.es/cgi-ines/IUEdbsMY>

³ Sistema de adquisición HST: <http://archive.stsci.edu/hst/search.php>

⁴ SIMBAD: Set of Identifications, Measurements, and Bibliography for Astronomical Data

solicitando solo los espectros de alta resolución y apertura grande. Así obtenemos un primer conjunto de objetos. El segundo conjunto de objetos lo obtenemos de manera similar, pero en sentido inverso, es decir primero hacemos un búsqueda en IUE y luego en SIMBAD, el búsqueda en IUE consistió en todos los espectros de alta resolución y apertura grande, perteneciente a clase 44 (clasificación interna IUE, correspondiente a objetos GIV, GV), el resultado de este búsqueda luego es metido en SIMBAD, pidiendo solo las estrellas de clase espectral G0 a G9, de luminosidad V, de magnitud V menor que 14. El resultado es la muestra Citláli de 86 objetos (ver tabla 4.1). Aun cuando en SIMBAD solo se solicitan estrellas luminosidad V, en nuestra muestra hay estrellas de luminosidad IV, que se conservaron con propósitos de comparación.

Tabla 4.1: Muestra estelar Citláli. Compuesta de 86 estrellas, 85 de ellas análogos solares.

No.	Nombre	Tipo de estrella	Clase espectral	No.	Nombre	Tipo de estrella	Clase espectral
0	Sol	Home Star	G2V	44	HD103095	High proper-motion Star	G8Vp
1	HD001581	High proper-motion Star	F9.5V	45	HD104304	High proper-motion Star	G8IV
2	HD001835	Variable of BY Dra type	G3V	46	HD109358	Star	G0V
3	HD002151	Variable Star	G0V	47	HD110897	High proper-motion Star	G0V
4	HD009562	Star	G1V	48	HD114710	High proper-motion Star	G0V
5	HD010700	High proper-motion Star	G8.5V	49	HD115383	High proper-motion Star	G0V
6	HD011131	Variable of BY Dra type	G1Vk:	50	HD115617	High proper-motion Star	G7V
7	HD013974	Star	G0V	51	HD117176	High proper-motion Star	G5V
8	HD016417	High proper-motion Star	G1V	52	HD120066	High proper-motion Star	G0.5IV-V
9	HD019373	High proper-motion Star	F9.5V	53	HD122956	Star	G6IV/Vw...
10	HD020301	Variable Star	G2V	54	HD128987	Variable of BY Dra type	G8Vk:
11	HD020630	Variable of BY Dra type	G5Vv	55	HD129333	Variable of BY Dra type	G1.5V
12	HD020794	High proper-motion Star	G8V	56	HD131117	High proper-motion Star	G1V
13	HD025680	Variable Star	G5V	57	HD135262	Semi-regular pulsating Star	G0
14	HD026756	Star in Cluster	G5V	58	HD136352	High proper-motion Star	G4V
15	HD026913	Variable of BY Dra type	G8V	59	HD142361	T Tau-type Star	G3V
16	HD026923	Variable of BY Dra type	G0IV	60	HD142560	Variable Star of Orion Type	G5V:e...
17	HD027406	Variable of BY Dra type	G0V	61	HD143761	High proper-motion Star	G0V
18	HD027536	Variable of BY Dra type	G8IV:	62	HD144579	High proper-motion Star	G8V
19	HD027859	Variable of BY Dra type	G2V	63	HD146233	Variable Star	G2Va
20	HD028068	Variable of BY Dra type	G1V	64	HD147513	Pre-main sequence Star	G5V
21	HD028099	Variable of BY Dra type	G2V	65	HD150706	Star	G3V
22	HD028344	Variable of BY Dra type	G2V	66	HD152391	Variable of BY Dra type	G8.5Vk:
23	HD028805	Variable of BY Dra type	G5	67	HD157214	Variable Star	G0V
24	HD030495	Variable of BY Dra type	G1.5V	68	HD157347	Star	G5IV
25	HD030649	High proper-motion Star	G1V-VI	69	HD162076	Star	G5IV
26	HD034411	High proper-motion Star	G1.5IV-V	70	HD165185	Pre-main sequence Star	G1V
27	HD043587	Variable Star	G0V	71	HD175225	High proper-motion Star	G9IVa
28	HD044594	High proper-motion Star	G1.5V	72	HD181321	Pre-main sequence Star	G2V
29	HD052711	High proper-motion Star	G4V	73	HD182488	High proper-motion Star	G8V
30	HD059967	Pre-main sequence Star	G3V	74	HD182572	Variable Star	G8IV...
31	HD067228	Star	G1IV	75	HD188376	High proper-motion Star	G5IV
33	HD072905	Variable of BY Dra type	G1.5Vb	76	HD188512	Variable Star	G9.5IV
34	HD073350	Variable of BY Dra type	G5V	77	HD190248	Variable Star	G8IV
35	HD076151	High proper-motion Star	G3V	78	HD203244	Pre-main sequence Star	G5V
36	HD076932	High proper-motion Star	G2V	79	HD212330	High proper-motion Star	G2IV-V
37	HD078366	High proper-motion Star	F9V	80	HD212697	Pre-main sequence Star	G3V
38	HD084737	High proper-motion Star	G0.5Va	81	HD217014	Star suspected of Variability	G2.5IVa
39	HD095128	High proper-motion Star	G1V	82	HD221170	Variable Star	G2IV
40	HD097334B	Variable of BY Dra type	G0V	83	HD225239	High proper-motion Star	G2V
41	HD101501	Variable Star	G8V	84	HD282967	Star in Cluster	G5V
42	HD101563	High proper-motion Star	G0V	85	HD283572	Variable Star of Orion Type	G5IV
43	HD102365	High proper-motion Star	G2V	86	V* DI CEP	Variable Star fast variations	G8V:ev

4.4. Propiedades Estelares

En este análisis se han requerido diversas propiedades para la muestra Citláli, algunas observadas y otras estimadas, a continuación se hace una breve indicación de la fuente de estos datos. En el apéndice A se proporciona una tabla con todas las propiedades para cada estrella de la muestra.

Información Básica:

Las magnitudes B y V , la clasificación espectral, y el tipo de objeto se han obtenido de la base de datos SIMBAD.

Temperatura Efectiva y BC :

Las temperaturas efectivas fueron recopiladas de los catálogos PASTEL (Soubiran et al., 2010) y Tycho-2 (Ammons et al., 2006). Para los objetos que no se encontró temperatura efectiva en la literatura se ha proporcionado a partir de las relaciones numéricas calculadas por Flower (1996), donde a partir del índice $B - V$ se proporciona la temperatura efectiva, se asignó un error típico de 89K , estimado a partir del error promedio de la T_{eff} de la muestra. La corrección bolométrica BC también se ha obtenido de las relaciones numéricas de Flower (1996).

Período de Rotación:

Se ha realizado una búsqueda minuciosa de los períodos de rotación, tanto de primarios (determinados a partir de variaciones periódicas de una propiedad estelar) como de secundarios (determinados a partir de alguna relación empírica). En la tabla A.3 del apéndice B se listan las fuentes de los períodos de rotación recopilados de la literatura.

Capítulo 5

Medición de las líneas MgII (h+k)

DEBIDO a las características de excitación de las líneas h y k del MgII, estas se han utilizado para estudiar parámetros asociados a la cromosfera, es decir como indicador de actividad cromosférica. En diferentes trabajos se han utilizado una metodología diferente para medirlas. En algunos casos los autores miden el FWHM de k y h, como en Cassatella et al. (2001). En el trabajo de Buccino & Mauas (2008) siguen un procedimiento para transformar las mediciones de MgII(h+k) al índice S utilizado para el CaII. En el caso del CaII el índice R'_{HK} es el más usado, este consiste en la razón entre el flujo de las líneas K, H y el flujo en dos bandas en el continuo adyacente a las líneas H y K del CaII, en el caso del MgII esto no es conveniente, ya que el continuo adyacente a k y h tiene emisión proveniente de la cromosfera, por tanto un incremento en la intensidad de las líneas k y h va acompañado de un incremento en el continuo adyacente (Buccino & Mauas, 2008). Por esta razón no es posible hacer un índice S análogo para el MgII, tampoco se ha generalizado ningún procedimiento, entonces, el indicador más conveniente parece ser R'_{hk} . Sin embargo, nosotros usamos F_{h+k} para evitar cualquier dependencia del color. En algunos trabajos la medición de las líneas h y k se realiza integrando el flujo en una banda con ancho entre 1 y 1.7 Å centrada en cada línea (Buccino & Mauas, 2008), ignorando si la línea es integrada completamente, o si integra flujo de regiones que no pertenecen a la línea, ignorando también casos en los que las líneas están desplazadas o son asimétricas. Para reducir la incertidumbre en las mediciones, el procedimiento más eficiente es definir ventanas de integración que se ajusten al perfil de las líneas, y ese es nuestro punto de partida en el procedimiento seguido en nuestro trabajo.

5.1. Medición del flujo observado: f_{k+h}

El procedimiento para integrar el flujo observado de las líneas k y h para cada estrella consiste en dos etapas: en la primera se define los límites de integración y en la segunda se hace la integración, promedios y propagación Gaussiana de los errores. El algoritmo descrito a continuación fue implementado en un procedimiento computacional en el software IDL Workbench 7.1, ver apéndice B.

Definir límites de integración. El objetivo de esta etapa es encontrar los límites de integración $k1V$, $k1R$ para la línea k y $h1V$, $h1R$ para la línea h (ver figura 5.1).

1. Se establece una ventana de búsqueda primaria para cada línea. Ventana $k2$ centrada a 2796.35 \AA y ventana $h2$ centrada a 2803.53 \AA , ambas con ancho de 1 \AA .
2. En esta ventana se busca el máximo de emisión, que corresponderá ya sea a $k2V$ ó $k2R$ para k , y $h2V$ ó $h2R$ para h .
3. Se definen otro par de ventanas, ventana $k1$ y ventana $h1$, centradas en $k2$ y $h2$ (encontrados en el paso anterior) respectivamente, el ancho de estas ventanas es de 3 \AA .
4. En esta segunda ventana se buscan los mínimos $k1V$, $k1R$ para la línea k y $h1V$, $h1R$ para la línea h .
5. Se hace una inspección visual de los mínimos encontrados y en caso de requerirlo se hacen ajustes manuales¹ para definir los mínimos de manera correcta.

Los primeros cuatro pasos descritos, son automáticos, ver figura 5.1 para ejemplo con la línea k . En el quinto paso el espectro se inspecciona visualmente, puesto que en ocasiones el algoritmo confunde los mínimos $k1, h1$ con ruido en zonas adyacentes, cuando esto sucede se redefinen las ventanas de integración o en última instancia se establecen manualmente los mínimos. Esto es esencial para que la integración de la línea sea lo más exacta posible.

Integración y promedio. En esta etapa se calcula el flujo integrado de las líneas k y h y sus errores correspondientes, esto se hace para cada espectro individual. Luego para objetos con múltiples espectros, se obtiene un promedio de los valores obtenidos.

1. Se utiliza el programa *tsum* de IDL para hacer una suma trapezoidal y obtener el área entre los límites $k1V$, $k1R$ para la línea k y $h1V$, $h1R$ para la línea h , de esta forma se obtienen f_k y f_h . El área sombreada en el cuarto panel de la figura 5.1 ejemplifica el área de integración.

¹ El proceso manual implica que la muestra no debe ser demasiado grande. Estoy trabajando para automatizar este proceso

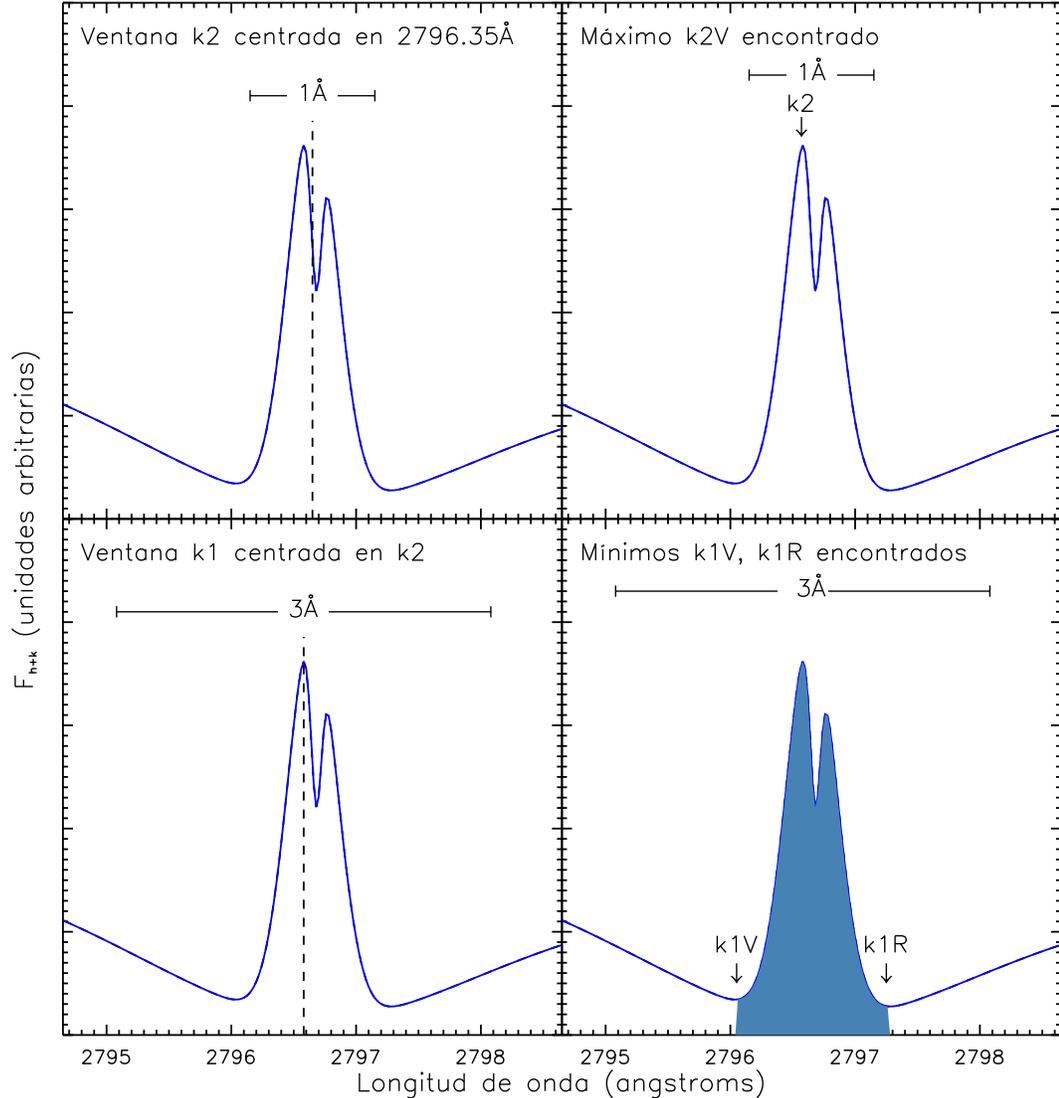


Figura 5.1: Proceso para definir límites de integración, línea k simulada. De izquierda a derecha y de arriba hacia abajo: definición de ventana k1, búsqueda de máximo k2, definición de ventana k1, búsqueda de mínimos k1v y k1r. En el último panel se ejemplifica el área de integración para la línea k. De manera análoga este procedimiento se usa para la línea h.

2. Se calcula el error en el flujo integrado a partir del vector de error instrumental del archivo fits de cada espectro. Obtenemos σ_{fk} y σ_{fh} .
3. Se suma el resultado de ambas líneas para obtener f_{k+h} y σ_{fk+h} , donde f_{k+h} es el flujo integrado de las líneas recibido en la Tierra y σ_{fk+h} es la suma en cuadratura de los errores en cada línea (ecuación 5.7).

4. Por último, para objetos con mas de un espectro, se hace un promedio pesado por errores para obtener su f_{k+h} y $\sigma_{f_{k+h}}$.

5.2. Transformación f_{h+k} a F_{h+k}

Una vez que se tiene el flujo integrado observado f_{k+h} , es necesario transformarlo al flujo superficial, F_{k+h} , es decir, la cantidad de radiación que emite la estrella por centímetro cuadrado de la emisión de las líneas k y h. Para esto se utiliza el procedimiento de Oranje et al. (1982) a través de la ecuación siguiente:

$$\log(F/f) = 0.328 + 4 \log T_{eff} + 0.4(V + BC) \quad (5.1)$$

Esta relación se obtiene partiendo de que:

$$F/f = F_{bol}/f_{bol}, \quad F_{bol} = \sigma T_{eff}^4 \quad y \quad f_{bol} = 10^{[-0.4(B+BC)]} \quad (5.2)$$

El valor 0.328 que aparece en la ecuación 5.1 es una constante ajustada a los valores solares, constante solar $S = 1.373 \text{ ergcm}^{-2}\text{s}^{-1}$, $V = -26.71$, $BC = -0.07$. El flujo superficial se obtiene despejando F de la ecuación 5.1 para tener:

$$F = 10^{\log f + 0.328 + 4 \log T_{eff} + 0.4(V + BC)} \quad (5.3)$$

Es frecuente que, en trabajos donde proporcionan estimaciones de F_{h+k} y R_{h+k} , no proporcionen una medida en la incertidumbre de la medición. Esto se debe a que muchas veces son determinadas a partir de relaciones empíricas con el índice S, (ver sección 2.2.1). En este trabajo se ha hecho la mejor medida posible la propagación Gaussiana de los errores de las variables involucradas en el cálculo de F_{h+k} . La incertidumbre en F_{h+k} es la siguiente:

$$\sigma_F^2 = \left(\frac{\partial F}{\partial f} \right)^2 \sigma_f^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial T_{eff}} \right)^2 \sigma_T^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial V} \right)^2 \sigma_V^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial BC} \right)^2 \sigma_{BC}^2 \quad (5.4)$$

Donde:

$$\begin{aligned} \frac{\partial F}{\partial f} &= 10^{0.328} \cdot T_{eff}^4 \cdot 10^{0.4(V+BC)} \\ \frac{\partial F}{\partial T_{eff}} &= 4 \cdot f \cdot 10^{0.328} \cdot 10^{0.4(V+BC)} \cdot T_{eff}^3 \\ \frac{\partial F}{\partial V} &= 0.4 \cdot \ln 10 \cdot f \cdot 10^{0.328} \cdot T_{eff}^4 \cdot 10^{0.4BC} \cdot 10^{0.4V} \\ \frac{\partial F}{\partial BC} &= 0.4 \cdot \ln 10 \cdot f \cdot 10^{0.328} \cdot T_{eff}^4 \cdot 10^{0.4V} \cdot 10^{0.4BC} \end{aligned} \quad (5.5)$$

5.2.1. Errores asociados

Para determinar el error del flujo superficial requerimos conocer los errores involucrados en la ecuación 5.4. A continuación se describen.

Error en flujo observado de la integral de las líneas, $\sigma_{f_{h+k}}$:

El error en flujo observado, σ_f , se ha obtenido a partir del error asociado a cada valor de flujo para cada longitud de onda en el archivo fits del espectro (IUE, STIS o GHRS); es decir, por cada pixel se tiene un valor de error en el flujo. Haciendo un promedio del error en el rango de integración, $\Delta\lambda = \lambda_V - \lambda_R$, tenemos el error promedio, $\bar{\sigma}_f$, despreciando el error en longitud de onda, el error en la integral de la línea es:

$$\sigma_f = \sqrt{\Delta\lambda^2 \cdot \bar{\sigma}_f^2} \quad (5.6)$$

Esta expresión se utiliza para cada línea, para obtener σ_{f_k} y σ_{f_h} . Luego, para $\sigma_{f_{h+k}}$, se utiliza la expresión siguiente:

$$\sigma_{f_{h+k}} = \sqrt{\sigma_{f_k}^2 + \sigma_{f_h}^2} \quad (5.7)$$

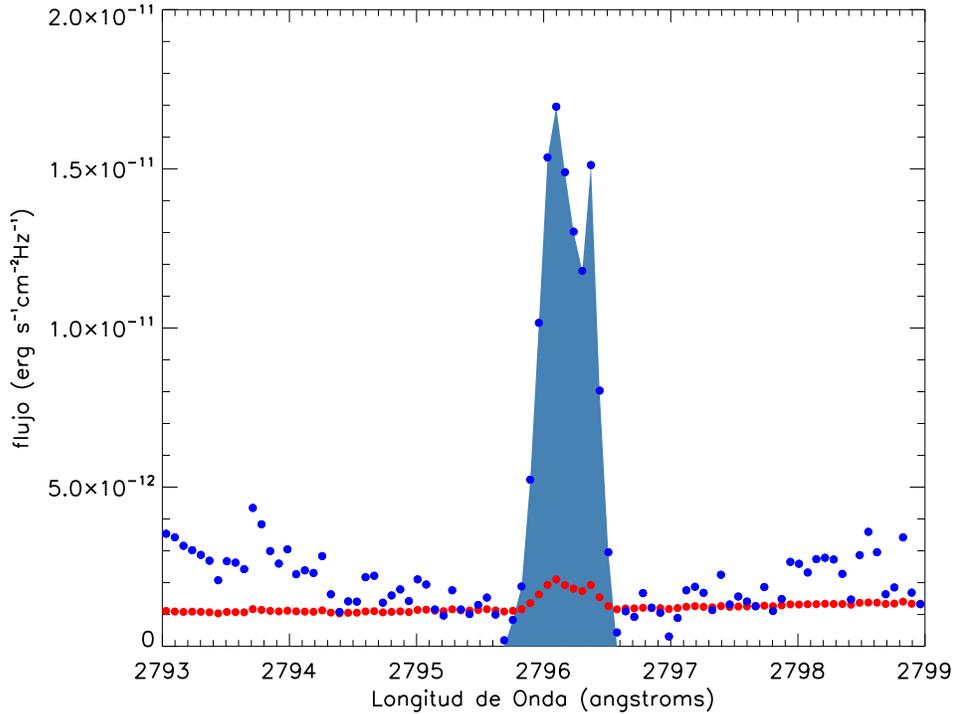


Figura 5.2: Línea k para el espectro 02224HL del IUE correspondiente al objeto HD10700. Con puntos se muestran los valores para cada pixel del flujo y error, en azul y rojo respectivamente. El área sombreada corresponde al flujo integrado en esta línea.

Error en la temperatura efectiva, $\sigma_{T_{\text{eff}}}$:

El error de la temperatura efectiva se ha obtenido de la literatura (Soubiran et al. (2010), Ammons et al. (2006)) asociada con el valor de T_{eff} . Para los objetos en los que no se reporta un error en temperatura efectiva, se les ha asociado un error típico a partir del promedio de los errores de T_{eff} de la muestra, este fue de $\bar{\sigma}_{T_{\text{eff}}} = 89$ K.

Error en magnitud V y corrección bolométrica, σ_V^2 , σ_{BC}^2 :

Para la magnitud en V y la corrección bolométrica no se reportan errores en la literatura, porque estos se suelen despreciar. Sin embargo, hemos asignado un porcentaje del 1 % y 10 %, para error en la magnitud V y la corrección bolométrica respectivamente.

5.3. Resultados de F_{h+k}

Como he mencionado anteriormente, en la literatura se han publicado diversas estimaciones con el MgII h,k como indicador de actividad cromosférica usando diferentes atributos de las líneas h y k. Entre los trabajos que reportan mediciones hemos seleccionado dos trabajos para comparar nuestras determinaciones. Elegimos Hartmann et al. (1984) porque el área de integración de las líneas h y k de nuestro trabajo es igual al que ellos describen, con algunas diferencias. Y elegimos también el de Cardini (2005), porque su muestra ha sido la que más estrellas tiene en común con nuestra muestra.

Hartmann et al. (1984):

En este trabajo se analiza una muestra representativa de 98 estrellas tardías G y F, con observaciones en alta resolución del IUE. Ellos mismos han calibrado en flujo observado de los espectros, puesto que no disponían de INES (ver sección 3.3). Los flujos fueron calculados sumando todo el flujo entre los mínimos k1 y h1, exactamente de la misma forma que en el presente trabajo. Para algunos objetos disponían de un par de espectros, pero no mencionan si el F_{h+k} reportado es un promedio de ambos. Aunque la definición del área de integración es la misma, la manera de transformar el flujo observado a flujo superficial es diferente. Ellos han utilizado la calibración de Barnes & Evans (1976) de diámetro angular estelar a color, para luego derivar los flujos superficiales.

Cardini (2005):

En este trabajo se analizan 225 estrellas F6-M6, luminosidad I–diV, con observaciones en alta resolución del IUE. Hacen una integración directa de los perfiles observados medidos arriba del continuo subyacente local. Solo reportan el flujo para la línea k. Usan los paralajes de las estrellas para transformar los flujos observados a flujo superficial, el error en el flujo superficial lo obtienen del error en los paralajes y un error constante del 15 % en los flujos observados.

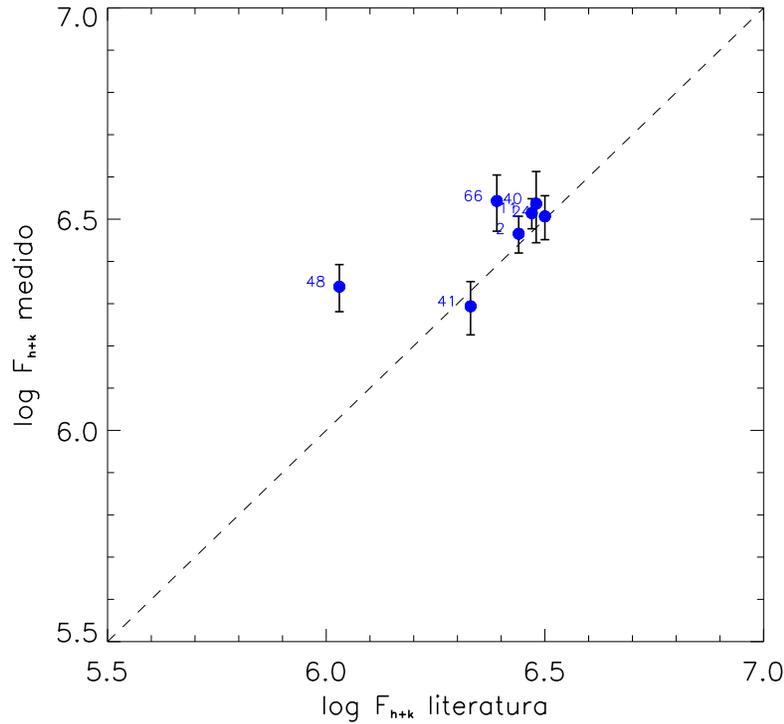


Figura 5.3: Flujo integrado superficial para h+k de Hartmann et al. (1984) vs. calculado en este trabajo.

En la figura 5.4 observamos que los F_k calculados por nosotros son consistentes con las estimaciones de Cardini (2005). Se aprecia un ligero incremento sistemático en los valores F_k calculados, esto se debe a que nuestra medición toma en cuenta la emisión de continuo por debajo de la línea de emisión a diferencia de Cardini (2005) que no lo toma en cuenta. Esto puede explicar hasta un 25 % más flujo para nuestras estimaciones. En la figura 5.3 se muestran siete objetos en común con el trabajo de Hartmann et al. (1984), excepto por el objeto 48, parecen concordar con nuestros cálculos, se aprecia una ligero desplazamiento hacia arriba lo que indicaría una sobreestimación de nuestro trabajo. Recordando que nuestra transformación de flujo observado a flujo superficial difiere con este trabajo, esto podría ser una razón para la sobreestimación, sin embargo son pocos objetos para decirlo con certeza.

A continuación discutimos los 3 casos que difieren mas de las correlaciones uno a uno. En el caso de la estrella HD2151, (denotada con número 3 en la figura 5.4) nuestra medición es 50 % más que la de Cardini (2005), hemos utilizado 120 espectros, el flujo reportado es aquel obtenido por una media pesada por errores, Cardini (2005) también hacen un promedio para objetos con multiples espectros, sin embargo en este artículo no se brindan detalles sobre la relevancia de los errores.

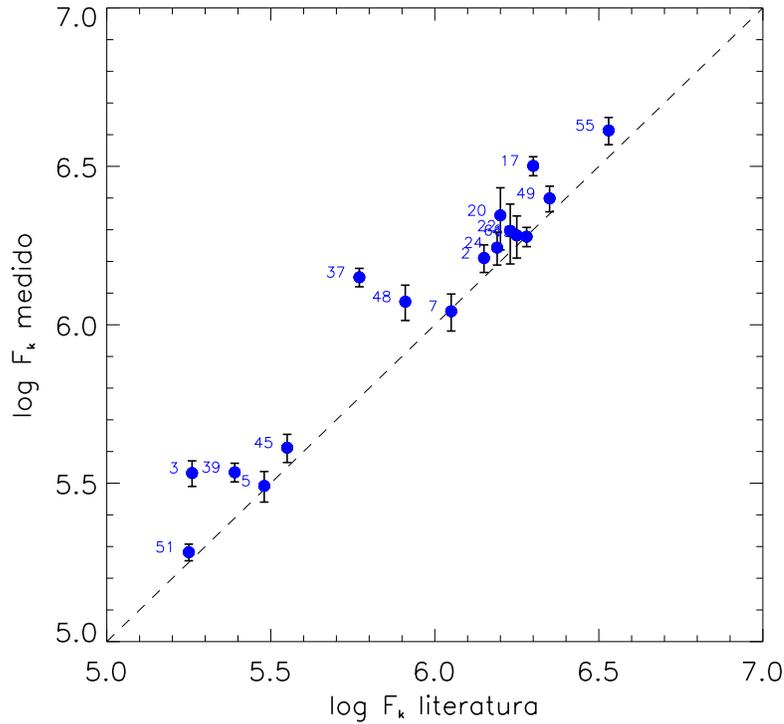


Figura 5.4: Flujo integrado superficial para la línea k de Cardini (2005) vs. calculado en este trabajo.

Para el caso de HD78366, (objeto 37), tiene dos espectros con la cámara LWR. El espectro 274 (5.5) es el que hemos utilizado, el 275 (5.6) lo hemos omitido del análisis debido a que involucra un porcentaje de error grande. Notemos que corresponden a 2 observaciones separadas por 18 meses, y que la intensidad del espectro 275 es aproximadamente la mitad del espectro 274, si usáramos el espectro 275, la posición del objeto 37 en la figura 5.4 bajaría tomando una posición más consistente. Otros espectros con un error grande han sido omitidos del análisis. En el apéndice C se listan todos los espectros; en el título de cada espectro hay una etiqueta llamada In_Qua, este es un índice arbitrario realizado por inspección visual, los espectros con un 4 son aquellos que han sido eliminados del análisis.

Para HD114710 (objeto 48) se ha utilizado solo un espectro de STIS; estos son de mayor calidad que los de IUE. Sin embargo, será necesario un futuro análisis de los espectros disponibles de este objeto en el sistema de adquisición de IUE.

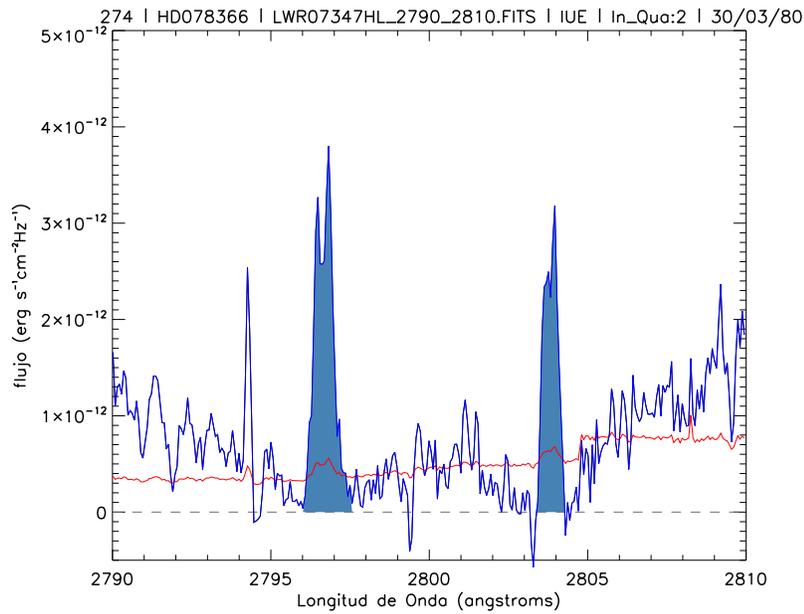


Figura 5.5: Espectro LWR07347HL IUE. En este trabajo espectro No. 274, correspondiente al objeto HD78366. En el título: No. de espectro en este trabajo, nombre HD,, nombre del archivo FITS, Observatorio, Indice de Calidad, Fecha de observación.

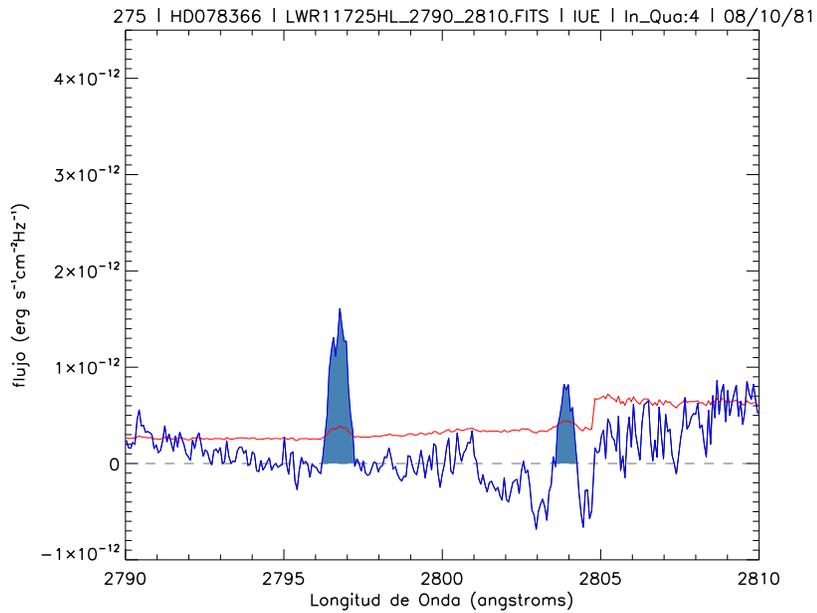


Figura 5.6: Espectro LWR11725HL IUE. En este trabajo espectro No. 275, correspondiente al objeto HD78366. En el título: No. de espectro en este trabajo, nombre HD,, nombre del archivo FITS, Observatorio, Indice de Calidad, Fecha de observación.

5.4. Medición de F_{h+k} para el Sol

Con el objeto de mantener homogéneas las mediciones de F_{h+k} se ha utilizado uno de los espectros del IUE tomados a la superficie de la Luna, y observar de manera indirecta el espectro reflejado del Sol en la Luna. Estos espectros pueden ser adquiridos de la base de datos INES como la *Object Class: 02* dentro de la clasificación interna de la base de datos. Se ha seleccionado de la muestra Citáli el objeto mas parecido al Sol, HD102365, con una temperatura efectiva de $T_{\text{eff}} = 5637\text{K}$, gravedad superficial de $\log g = 4.45\text{cm} \cdot \text{s}^{-2}$ y metalicidad de $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.08$, mediciones reportadas por Gratton et al. (1996).

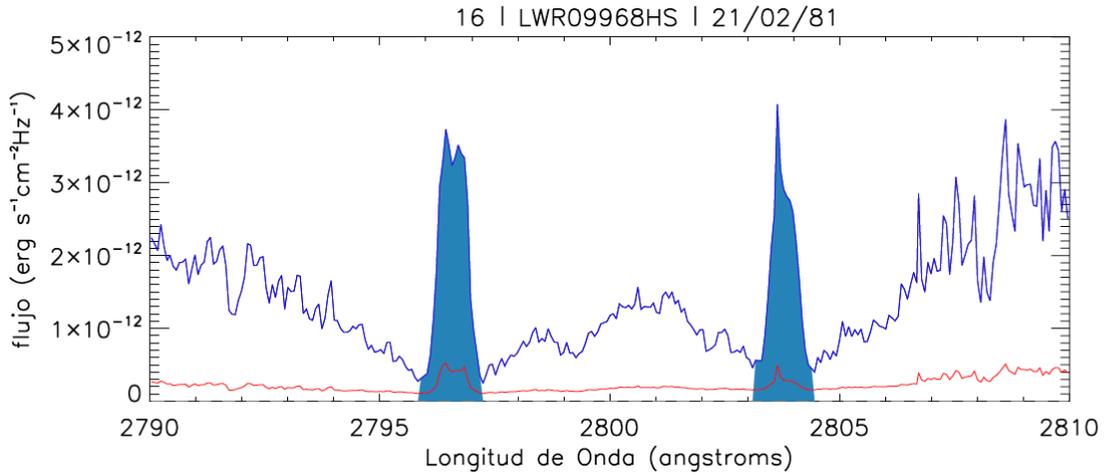


Figura 5.7: Espectro LWR09968HS IUE. Espectro de la superficie lunar reflejando el espectro solar. El flujo observado del continuo esta escalado al continuo del objeto HD102365, mostrado en la figura 5.8.

Usando el espectro de HD102365, escalamos el continuo adyacente a ambos lados de las líneas h y k del flujo del espectro LWR09968HS (figura 5.7), al del espectro LWR12243HL (figura 5.7). Luego con la ecuación 5.3 para la transformación de flujo observado a flujo superficial usamos todos los datos del Sol excepto la magnitud V , en este caso usamos la magnitud V de la estrella HD102365. El flujo superficial para el sol obtenido es $\log F_{h+k} = 6.02 \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}\text{cm}^{-2}$. Este resultado es compatible con el valor $\log F_{h+k} = 6.20 \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}\text{cm}^{-2}$ obtenido por Hartmann et al. (1984).

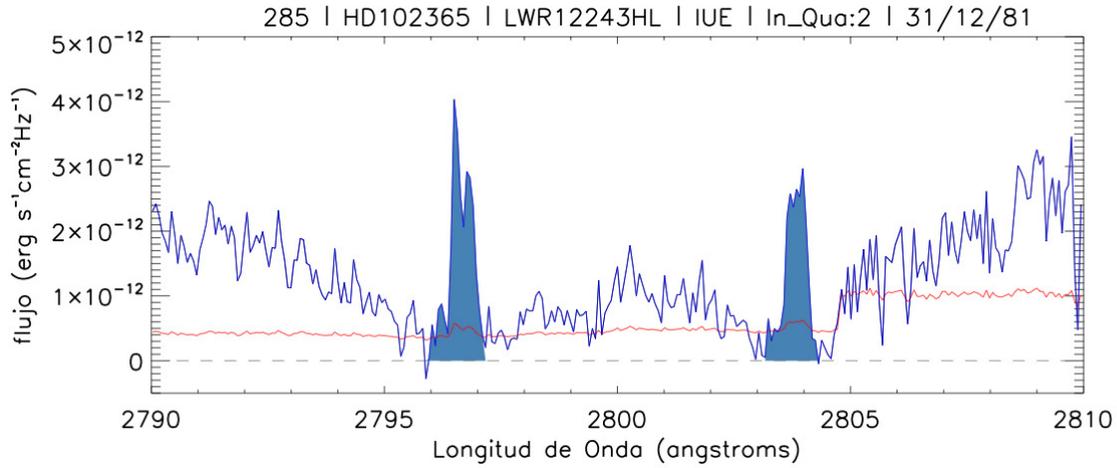


Figura 5.8: Espectro LWR12243HL IUE. Corresponde al objeto HD102365 considerado en este trabajo como gemelo solar.

5.5. Correlación $F_{h+k} - F_{H+K}$

Es importante mostrar la fuerte correlación entre la emisión h+k del MgII y la emisión H+K del CaII. Los flujos mostrados en la figura 5.9 no corresponden a mediciones simultáneas, aún así, la correlación es fuerte. Notamos en la figura 5.9 que la emisión en el MgII es más intensa que para el CaII. Una explicación plausible es que el Magnesio es 14 veces más abundante que el Calcio en estrellas de tipo solar (Schrijver & Zwaan, 2000).

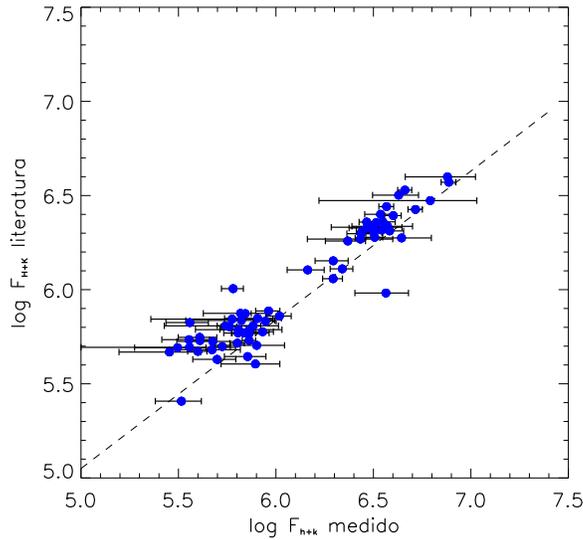


Figura 5.9: Comparación entre el flujo superficial para la emisión h+k medido en este trabajo con el flujo superficial H+K de la literatura (Henry et al., 1996; Wright et al., 2004).

Capítulo 6

Relación F(h+k)-Rotación

6.1. Submuestra Tonatiuh

PARA el análisis de la relación F_{h+k} vs. P_{rot} hemos utilizado solo las estrellas de la muestra Citláli para las cuales encontramos períodos de rotación primarios. A esta submuestra de 33 estrellas más el Sol la llamamos Tonatiuh (Tabla 6.1), que contiene de izquierda a derecha, número con el cual identificamos a los objetos dentro de la muestra Citláli, nombre HD, tipo de estrella, la clase espectral reportada en SIMBAD, las temperaturas efectivas, el flujo h+k medido con el procedimiento descrito en el capítulo 5, los períodos de rotación recopilados de la literatura, y el número de espectros de cada instrumento, (Detalles de la colección de estos datos en sección 4.4). En otros trabajos se analiza la relación actividad-rotación con R'_{hk} y el R_o , (Hartmann et al., 1984) o F'_{hk} con R_o (Cardini & Cassatella, 2007), (artículos descritos en sección 3.3). En el presente trabajo nos hemos inclinado por F_{h+k} vs. P_{rot} , para usar la menor cantidad de modelos dependientes con el color. Por ejemplo, el R_o , que depende del convectivo turn over time, τ_c , es determinado a partir de modelos de interiores estelares que se determinan a partir de $B - V$; al usar solo el flujo superficial de las líneas h y k con el período de rotación medido mantenemos la relación libre de dependencias de modelos, conservando una relación empírica y totalmente observacional; al menos por el momento, en trabajo futuro, durante la calibración de la relación $F_{h+k} - P_{rot}$ con la edad, deberemos usar edades en cúmulos estelares determinadas a partir del método de isocronas (sección 1.2.3), introduciendo dependencia con los modelos de evolución estelar.

Tabla 6.1: Submuestra Tonatiuh. 33 estrellas y el Sol, utilizadas para el análisis actividad - rotación. ¹Flujo en $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \text{cm}^{-2}$

No.	Nombre	Tipo de estrella	Clase espectral	T_{eff} [K]	$F_{\text{h+k}}$ [$\times 10^6$] ¹	P_{rot} [días]	No. de Espectros y fuente
0	Sol	Home Star	G2V	5775	6.02	26.09	1 IUE
2	HD1835	Variable of BY Dra type	G3V	5776	6.47	7.78	11 IUE
4	HD9562	Star	G1V	5849	5.68	29.00	1 IUE
5	HD10700	High proper-motion Star	G8.5V	5328	5.72	34.00	9 IUE
6	HD11131	Variable of BY Dra type	G1Vk:	5767	6.47	5.21	1 IUE
7	HD13974	Star	G0V	5606	6.29	11.10	2 IUE
9	HD19373	High proper-motion Star	F9.5V	5955	5.95	18.40	2 IUE
11	HD20630	Variable of BY Dra type	G5Vv	5696	6.51	9.24	26 IUE 1 STIS
13	HD25680	Variable Star	G5V	5867	6.44	9.10	2 IUE
14	HD26756	Star in Cluster	G5V	5617	6.50	9.50	1 IUE
15	HD26913	Variable of BY Dra type	G8V	5616	6.55	7.15	1 IUE
17	HD27406	Variable of BY Dra type	G0V	6200	6.79	5.44	1 IUE
20	HD28068	Variable of BY Dra type	G1V	5758	6.64	7.73	1 IUE
22	HD28344	Variable of BY Dra type	G2V	5898	6.57	7.41	1 IUE
23	HD28805	Variable of BY Dra type	G5	5480	6.43	9.04	1 IUE
24	HD30495	Variable of BY Dra type	G1.5V	5836	6.51	11.00	4 IUE
30	HD59967	Pre-main sequence Star	G3V	5780	6.57	10.26	1 STIS
33	HD72905	Variable of BY Dra type	G1.5Vb	5863	6.72	4.69	13 IUE 1 STIS
35	HD76151	High proper-motion Star	G3V	5762	6.16	15.00	1 IUE
37	HD78366	High proper-motion Star	F9V	6001	6.37	9.67	2 IUE
39	HD95128	High proper-motion Star	G1V	5869	5.74	22.70	2 IUE
40	HD97334	Variable of BY Dra type	G0V	5850	6.54	7.60	2 IUE
41	HD101501	Variable Star	G8V	5450	6.29	16.68	1 IUE
44	HD103095	High proper-motion Star	G8Vp	5055	5.60	31.00	3 IUE 2 STIS
48	HD114710	High proper-motion Star	G0V	5963	6.34	12.35	1 STIS
49	HD115383	High proper-motion Star	G0V	6009	6.66	3.33	23 IUE
50	HD115617	High proper-motion Star	G7V	5558	5.81	29.00	3 IUE 2 STIS
51	HD117176	High proper-motion Star	G5V	5530	5.55	35.70	1 IUE
55	HD129333	Variable of BY Dra type	G1.5V	5845	6.89	2.80	27 IUE
59	HD142361	T Tau-type Star	G3V	5175	6.88	1.06	1 IUE
61	HD143761	High proper-motion Star	G0V	5806	5.84	21.20	13 IUE
66	HD152391	Variable of BY Dra type	G8.5Vk:	5467	6.54	11.43	4 IUE
81	HD217014	Star suspected of Var.	G2.5IVa	5760	5.56	37.00	2 IUE
85	HD283572	Variable of Orion type	G5IV	4949	6.65	1.55	2 IUE

Antes de presentar resultados de la relación actividad-rotación es necesario comentar algunos puntos acerca de las estrellas que se han incluido en el análisis. Durante la extracción de espectros en las bases de datos de INES, HST, y la búsqueda de propiedades en SIMBAD, es común encontrarse que una estrella en la base de datos INES sea clasificada como G0 y en SIMBAD se clasificada como F9, por ejemplo. Por esta razón entre las estrellas de la muestra Tonatiuh existen dos estrellas de clasificación espectral F9, y dos estrellas clase espectral G de clase luminosidad IV.

En la figura 6.1 se grafica el logaritmo del flujo superficial de h+k vs. el logaritmo del período de rotación para la muestra Tonatiuh. En la figura se señala si la determinación proviene de un solo espectro o del promedio de varios. En círculos azules se identifican las estrellas para las cuales su medición proviene de un solo espectro del IUE. En círculos morados se identifican las estrellas para las cuales su medición proviene de un solo espectro del STIS. En círculos naranjas se identifican las estrellas para las cuales su medición proviene del promedio pesado por errores de dos o más espectros del IUE. Por último en círculos rojos se identifican las estrellas cuya medición proviene del promedio pesado por errores con espectros de IUE y de STIS.

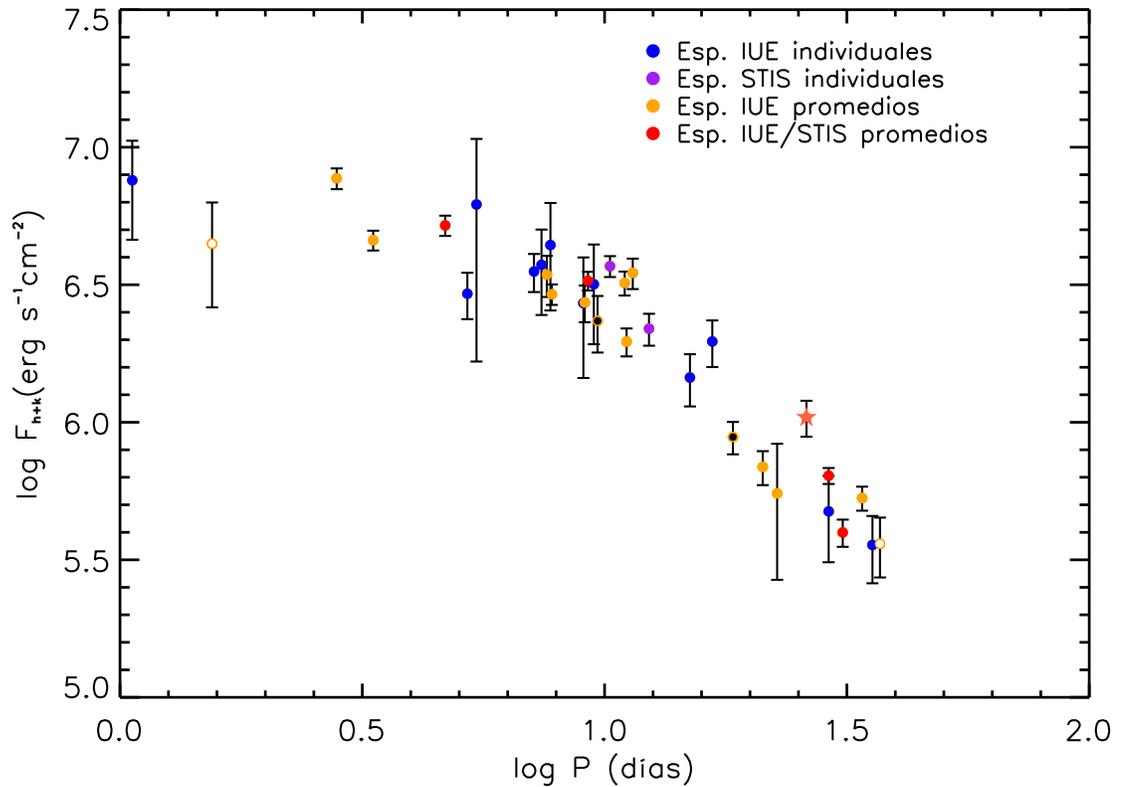


Figura 6.1: Relación $\log F_{h+k} - \log P_{\text{rot}}$ para la muestra Tonatiuh. En círculos azules, morados, naranjas y rojos, espectros individuales de IUE, espectros individuales de STIS, espectros promediados de IUE, espectros promediados de IUE y STIS, respectivamente. Con círculos abiertos estrellas G clase luminosidad V, con círculos rellenos en negro estrellas clase espectral F9. Se identifica el Sol con una estrella.

El Sol son representado con una estrella, la medición de F_{h+k} para el Sol se describió en la sección 5.4. En la tabla 6.1, se incluye en la última columna el número de espectros utilizados por estrella.

Notamos en la figura 6.1 una correlación entre la actividad cromosférica y la rotación. Podemos distinguir dos regiones: la region de saturación, donde la emisión permanece casi constante, alrededor de $\log F_{h+k} = 6.75$, en el intervalo de período de rotación desde 1 día da hasta 5 días. La segunda región es donde la emisión decae con el período de rotación. La localización de estas dos regiones es consistente con aquellas distinguidas por Cardini & Cassatella (2007) (ver figura 3.10).

Si comparamos la dispersión de los puntos de la figura 6.1 con aquella de la figura 3.10, notamos que es considerablemente menor en la primera. Una explicación plausible para estas diferencias es el hecho de que en el trabajo de Cardini & Cassatella (2007) la muestra corresponde a un intervalo espectral más amplio que el nuestro (F4–M4) puesto que la emisión F_{h+k} es función de la edad y de la masa, tal como se ha sugerido en varios artículos, incluyendo el de Cardini & Cassatella (2007). Realizando la comparación con la muestra de Hartmann et al. (1984) (figura 3.7), sigue habiendo menor dispersión en nuestra relación $F_{h+k} - P_{rot}$, puesto que su muestra de estrellas también es de un intervalo espectral que abarca estrellas F y G. Al usar un intervalo espectral reducido como el nuestro, la dependencia de la emisión con la masa estelar se reduce, y de esta manera solo vemos la dependencia con la edad/período de rotación.

Es importante notar que las 6 determinaciones de F_{h+k} que utilizan espectros del HST tienen menor incertidumbre que aquellos flujos integrados a partir de IUE. Este es el primer trabajo que incluye espectros del instrumento STIS del HST en el análisis de la relación actividad-rotación. La motivación inicial de incluir espectros del HST, fue ampliar la cantidad de objetos en la relación $F_{h+k} vs. P_{rot}$. Como hemos comentado en la sección 3.3, otros análisis de la relación actividad rotación utilizan muestras con intervalos espectrales más amplios, generando dispersión en la relación. Por esta razón se hizo un esfuerzo para agregar la mayor cantidad de objetos en la relación actividad-rotación para una muestra de espectral más reducida.

6.2. Fuentes de dispersión

La emisión h y k que se desea correlacionar con el período de rotación, es solo la que es causada el efecto dinamo que a su vez es causado por la rotación estelar. Cuando se toma un espectro en la región del mediano ultravioleta y se mide la emisión de las líneas h y k, esta emisión es causada por diversos factores. Cualquier contribución a la emisión que no sea causada por efectos de la velocidad de rotación estelar, para objetivos de este trabajo es considerado como ruido. A continuación se mencionan brevemente las fuentes de dispersión en la relación $F_{h+k} - P_{rot}$.

Flujo Basal: Existe un mínimo de emisión (Schrijver, 1987) que depende del tipo de espectral y que se atribuye a calentamiento por ondas acústicas (ver sección 2.3.1). Esto introduce una dispersión, tanto mas reducido el intervalo espectral en el análisis, menor influencia tendrá este flujo basal en la relación $F_{h+k} - P_{rot}$.

Variaciones periódicas: Al igual que el Sol, las estrellas con cromosfera presentan ciclos cortos y largos de la emisión cromosférica (Baliunas et al. (1995)). Para los objetos que no se disponen temporadas de observación extendidas, no se dispone de un nivel medio de la emisión. La emisión medida puede corresponder a cualquier punto del ciclo de variabilidad de la estrella.

Fluctuaciones: En las estrellas más activas, los eventos como llamaradas y eyecciones de masa coronal, alteran el nivel medio de emisión de la estrella. Estos fenómenos son impredecibles, cuando ocurren tienen una contribución importante en la emisión; Guinan & Morgan (1996) han observado flares, y han estimado variaciones de 20 – 30 % del flujo en las líneas h y k.

Períodos de rotación: En muy pocas ocasiones se proporciona una medida de la incertidumbre en las estimaciones del período de rotación. Sabemos que hay una dispersión en la relación $F_{h+k} - P_{rot}$ debido a los períodos. Para objetos en la muestra Citlali hemos encontrado determinaciones para un mismo objeto que difieren significativamente, situación que se discute brevemente en la sección 7.2.

Para estrellas de la muestra Citlali con múltiples espectros hemos construido las curvas de luz para la emisión F_{h+k} . En la muestra Citlali existen 37 objetos que disponen de múltiples espectros. De los 34 objetos de la muestra Tonatiuh 20 tienen más de un espectro, 6 de ellos tienen observaciones extendidas en más de 5 años. En la figura 6.2 se muestran 3 de estos objetos.

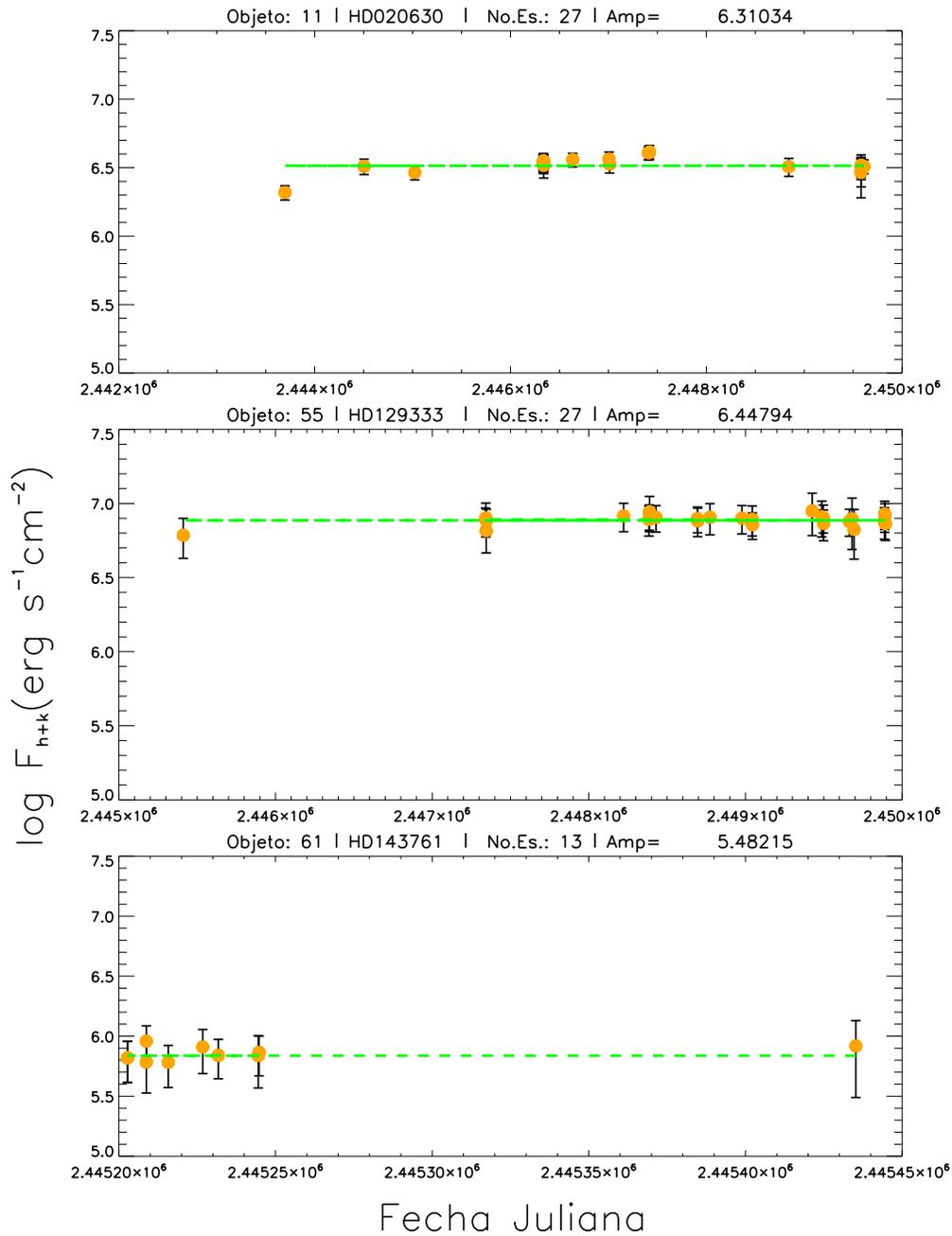


Figura 6.2: Curvas de luz de la emisión F_{h+k} . La línea verde es el promedio pesado por errores de los F_{h+k} . En el título de cada panel se muestra el número de objeto en la muestra Citlali, el nombre HD, el número de espectros y el logaritmo de la amplitud de la variación temporal.

Las curvas de luz en la figura 6.2 para los objetos HD129333 y HD143761(segundo y tercer panel) tienen una amplitud de variación temporal del mismo orden que la incertidumbre en la medición. Para estos casos difícilmente se podrá distinguir una variación real. Para el objeto HD20630 (primer panel) la incertidumbre es menor que la amplitud de las variaciones, se puede garantizar que son variaciones temporales y no dispersión causada por el error en la medición. En Hallam et al. (1991) usan espectros de IUE de las estrellas α Centauri A y ϵ Eridani y utilizan el método de minimización de dispersión de fase para encontrar el período de rotación de estas estrellas. Tal vez este trabajo sea el único que utiliza los espectros de MgII para determinar períodos de rotación. Por lo contrario, el CaII ha sido extensamente utilizado para determinar períodos de rotación, (Donahue et al., 1996; Baliunas et al., 1996).

Un ejemplo muy representativo de trabajos sobre la variabilidad de la actividad estelar es el de Hall et al. (2007). En la figura 6.3 se muestra la curva de luz de la emisión en CaII H+K, una de las estrellas estudiadas en Hall et al. (2007), la curva de luz cubre mas de 10 años de observaciones y 148 mediciones de F_{H+K} . En rombos se representa el promedio de F_{h+k} de una temporada de observación y en puntos las observaciones individuales. Ellos reportan un flujo promedio de $\log F_{H+K} = 6.36 \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, y una amplitud de la variación de $\delta F_{H+K} = 1 \times 10^6 \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Mientras que para el Calcio en el presente trabajo reportamos un flujo superficial de $\log F_{h+k} = 6.51 \times \text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ y una amplitud de la variación de $\delta F_{h+k} \approx 2 \times 10^6 \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. Estas amplitudes de variación corresponden a un porcentaje respecto al flujo de 43.65 % y 62 % para el MgII y CaII respectivamente. Para este objeto las variaciones de CaII y MgII son del mismo orden. Para poder afirmar con confianza que la amplitud de las variaciones en la emisión de CaII y MgII hara falta hacer un análisis completo en el MgII de la misma forma que hacen en Hall et al. (2007).

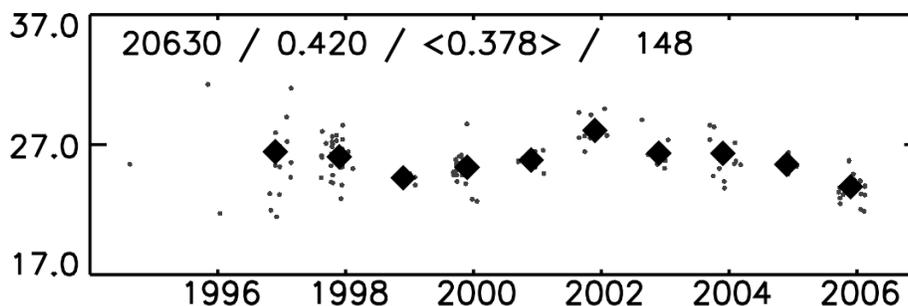


Figura 6.3: Curva de luz de la emisión $F_{H+K} [\times 10^5 \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \text{ cm}^{-2}]$ para el objeto HD20630. En puntos se muestran las mediciones F_{h+k} y con los rombos los promedios para cada temporada. En el título incrustado de izquierda a derecha tenemos: nombre HD, color $b - y$, Índice S promedio y número de observaciones. [Adaptado de Hall et al. (2007)]

6.3. Ajuste exponencial

Hemos decidido hacer un ajuste de mínimos cuadrados con el método Levenberg-Marquardt (método de mínimos cuadrados no lineal) pesado con los errores a la relación $F_{h+k} - P_{\text{rot}}$ de la figura 6.1. Hemos utilizado la rutina *mpfitexpr* del software IDL. La función elegida fue la siguiente función:

$$\log F_{h+k} = A + B e^{\frac{\log P_{\text{rot}}}{C}} \quad (6.1)$$

Donde A , B y C , son parámetros libres para realizar el ajuste. La elección de esta forma matemática no tiene respaldo físico, puesto que solo es una relación empírica. Para que fuese una función física haría falta incluir la dependencia del flujo superficial $h+k$ con otras propiedades estelares. Se realizaron ejercicios con funciones polinomiales, cuyo comportamiento en las zonas extremas no fue satisfactorio, luego se probó con una función exponencial y esta se adaptó bien a los datos proporcionando el mejor ajuste.

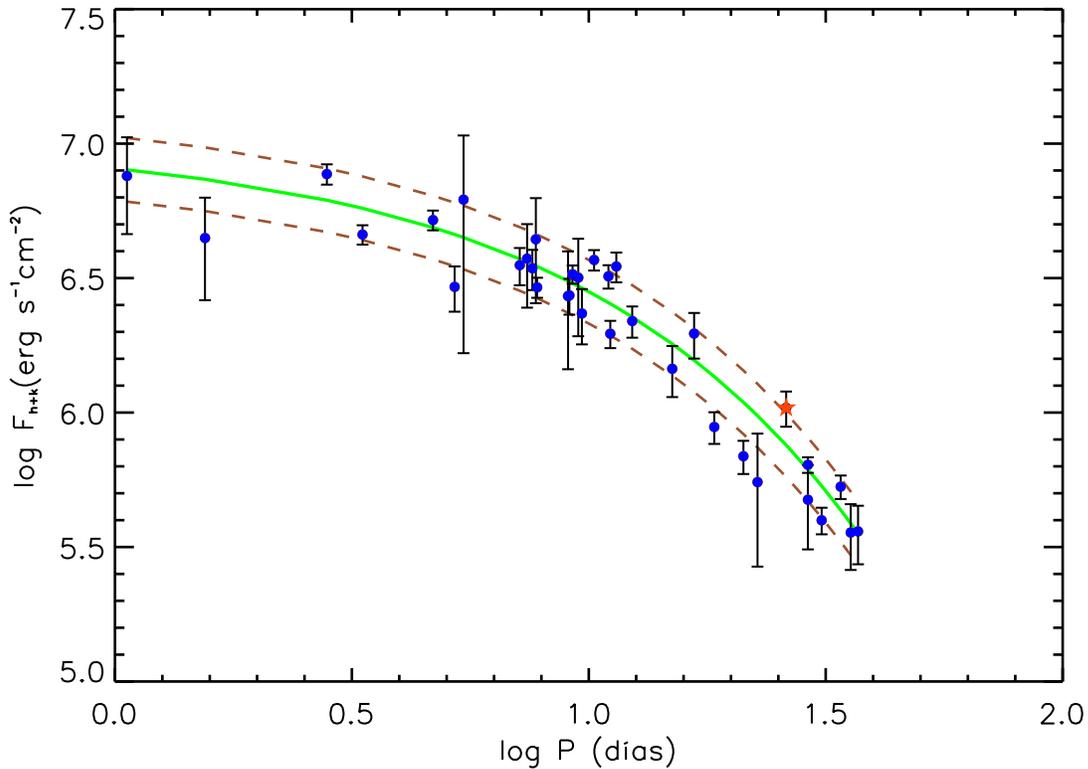


Figura 6.4: Relación $\log F_{h+k} - \log P_{\text{rot}}$ para la muestra Tonatiuh. La línea sólida en verde representa la ecuación 6.1 ajustada a la relación. Las líneas segmentadas en color café representan la desviación a 1 sigma de los valores esperados con el ajuste.

Tabla 6.2: Resultados obtenidos para el ajuste 1 (ajuste normal) y para el ajuste 2 (con error adicional).

Ajuste 1					Ajuste 2				
Parámetro	Valor	Error	Parámetro	Valor	Parámetro	Valor	Error	Parámetro	Valor
A	7.012	± 0.113	χ^2	45.40	A	6.971	± 0.130	χ^2	21.636
B	-0.105	± 0.053	χ^2_ν	1.465	B	-0.083	± 0.059	χ^2_ν	0.698
C	0.596	± 0.100	$p(\chi^2_\nu \geq \chi^2)$	5 %	C	0.552	± 0.130	$p(\chi^2_\nu \geq \chi^2)$	88 %

Aplicando la prueba de χ^2 Pearson, obtenemos $\chi^2 = 45.40$, con grados de libertad, $\nu = 31$. La chi cuadrada reducida del ajuste fue de: $\chi^2_\nu = 1.465$. La probabilidad de que χ^2_ν exceda χ^2 con 31 grados de libertad es del 5 %. Esto significa que el ajuste es correcto. Si se introdujera un error artificial, para representar incertidumbres adicionales debido a la dispersión por la variación de la emisión F_{h+k} , de alrededor de $1 \times 10^5 \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, se obtendrá una probabilidad del 88 %, es decir el ajuste representa mejor a las observaciones. En la tabla 6.2 se muestran los resultados para el ajuste normal y para el ajuste con el error adicional. La ecuación final para el ajuste 1 es la siguiente:

$$\log F_{h+k} = (7.012 \pm 0.113) - (0.105 \pm 0.053)e^{P_{\text{rot}}/(0.596 \pm 0.100)} \quad (6.2)$$

6.4. Comparación con CaII H,K

Para realizar una comparación de la relación actividad-rotación del MgII h+k con el CaII H+K se han utilizado los flujos R'_{HK} de Henry et al. (1996) y Wright et al. (2004) transformados a F'_{HK} mediante la ecuación 2.2. Se ha hecho un ajuste con la misma función utilizada para el MgII h+k, en la figura 6.5 se ilustra este ajuste con la línea sólida y los puntos corresponden a los objetos en común con las referencias arriba citadas. Debido a que esas medidas de $F_{\text{H+K}}$ son de la literatura no se dispone de errores asociados y no hemos asignado barras de error a los puntos en la figura 6.5; por esta misma razón no se proporciona un indicador estadístico de la calidad de este ajuste.

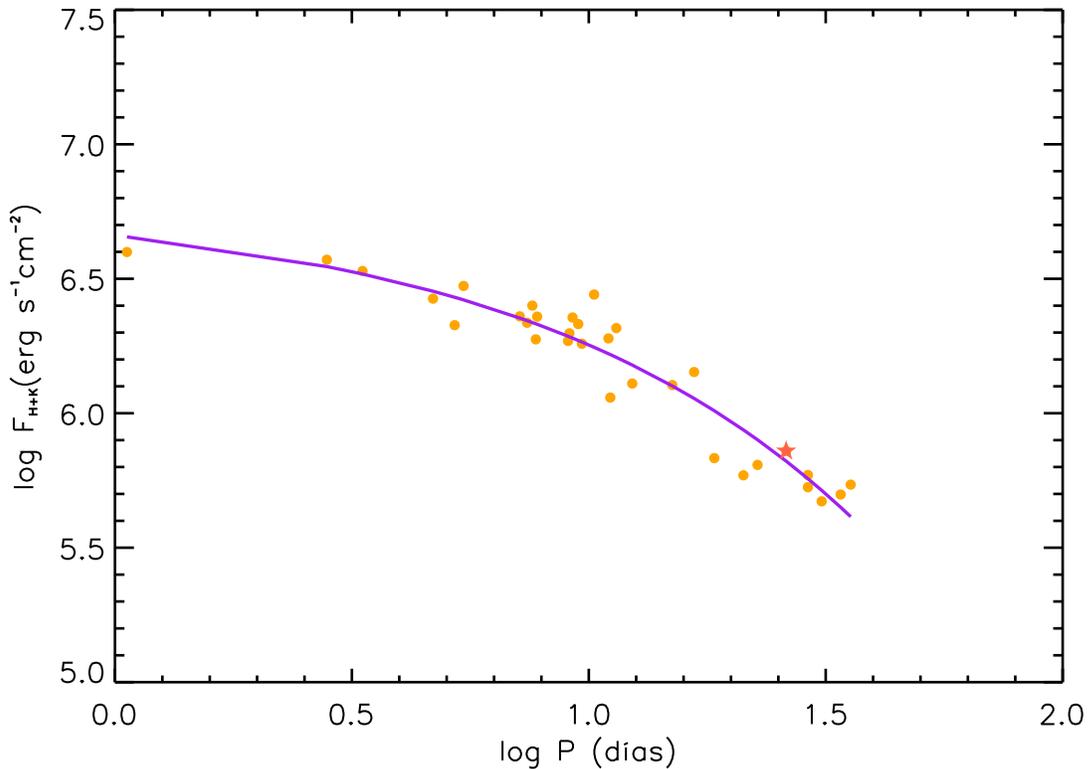


Figura 6.5: Relación $\log F_{\text{H+K}} - \log P_{\text{rot}}$ para la muestra Tonatiuh. La línea sólida en verde representa la ecuación 6.1 ajustada a la relación.

En la figura 6.5 notamos dos aspectos de la relación $\log F_{\text{H+K}} - \log P_{\text{rot}}$ que son diferentes entre el MgII h+k y el CaII h+k. El primero es el menor grado de dispersión. Esto podría deberse a que los $F_{\text{H+K}}$ en la figura son el nivel medio de la emisión, resultado de observaciones de largo plazo. Para el MgII solo 6 objetos tienen observaciones en varias temporadas; las observaciones del CaII suelen tener espectros de mayor resolución que

los espectros del IUE, esto hace que las mediciones tengan menor error, además al ser determinadas con mayor número de observaciones se disminuye la dispersión causada por la variación intrínseca de la emisión. El segundo aspecto que notamos es la amplitud de variación del F_{H+K} , que va desde $\log F_{H+K} \approx 5.60$ hasta $\log F_{H+K} \approx 6.65$. En el caso del MgII, el intervalo de flujo superficial va desde $\log F_{h+k} \approx 5.55$ hasta $\log F_{h+k} \approx 6.9$. Esto significa que la amplitud de variación del MgII h+k es un $\sim 86\%$ mayor que la escala de variación del CaII. En la figura 6.6 podemos ver la diferencia entre el ajuste para el MgII h+k y la del CaII H+K, en color verde y morado respectivamente. A partir de esta comparación, es evidente que las líneas UV involucran un rango dinámico de variación significativamente mayor con respecto a las línea H+K. Esta característica hace de las líneas MgII h+k un excelente indicador del período rotación.

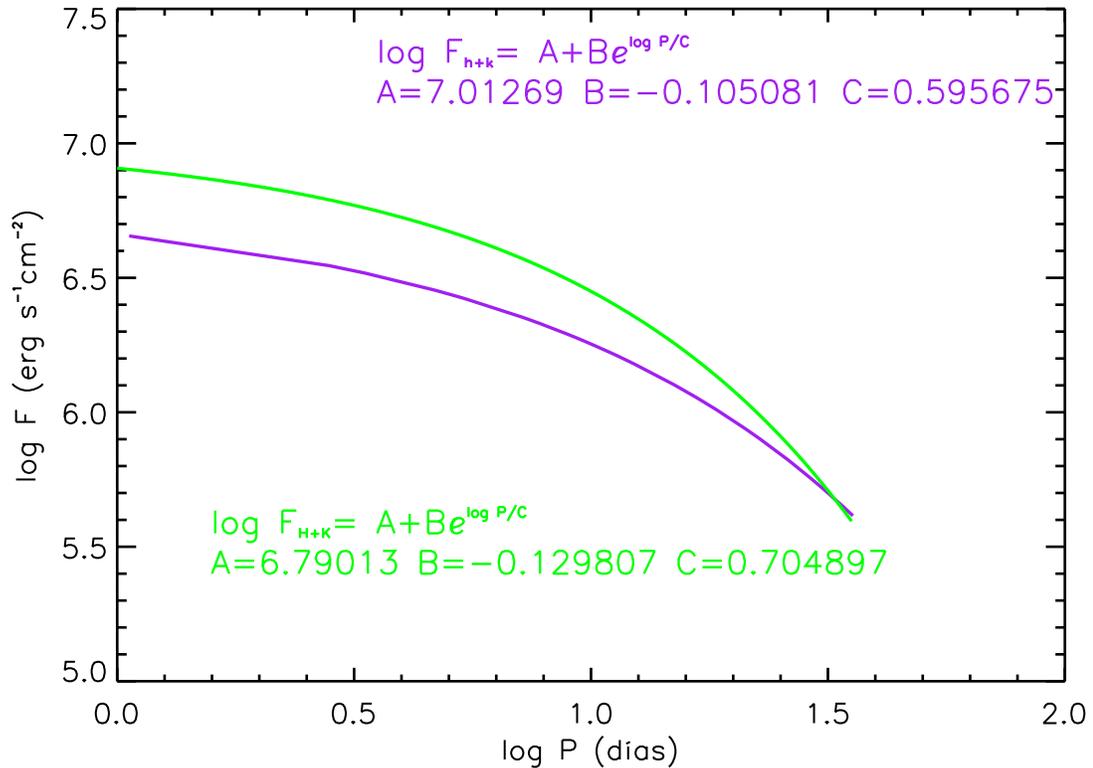


Figura 6.6: Ajuste a la relación del $\log F_{H+K} - \log P_{\text{rot}}$ en línea color morado, y línea color verde para el ajuste de $\log F_{h+k} - \log P_{\text{rot}}$.

Con la motivación de querer conocer una estimación de la incertidumbre para las estimaciones de F_{H+K} , (que no se proporcionan en la mayoría de las veces en la literatura); hemos hecho el ejercicio de usar nuestro algoritmo de medición de las líneas h y k, para medir las líneas H y K en 12 espectros disponibles en la librería de espectros de Cincunegui & Mauas (2004), tomados en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO).

A diferencia de los espectros de IUE y STIS, los espectros de Cincunegui & Mauas (2004) no disponen de un vector de errores instrumentales. Para estimar el error en la medición del flujo observado hemos simulado una señal a ruido muy conservadora de $S/N = 20$. Hemos usado la corrección fotosférica dada por Noyes (1984) para restar la contribución que proviene de la fotosfera. Sin embargo, como vemos en la figura 6.7 la corrección no ha sido suficiente para que coincidan con las mediciones de Cincunegui et al. (2007a). En esta figura las líneas continua y segmentada corresponden, respectivamente, a la curva mostrada en la figura 6.6 y al ajuste de los flujos que hemos medido. Si bien existe un desplazamiento de aprox. 0.17 dex que indican que nuestras mediciones sobrestiman los valores de la literatura (Henry et al., 1996; Wright et al., 2004), la tendencia se preserva.

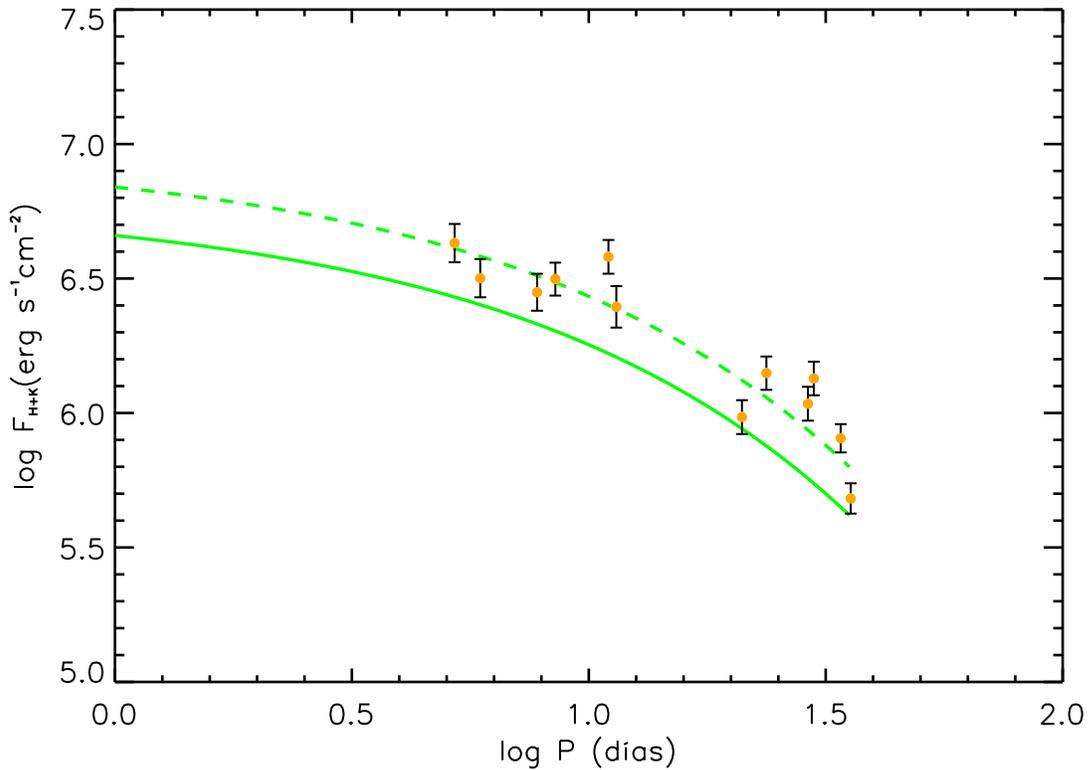


Figura 6.7: Determinación de F_{H+K} con el algoritmo usado en las líneas h y k del presente trabajo. La línea sólida verde es el ajuste realizado a las mediciones F_{H+K} de la literatura. La línea segmentada verde es el mismo ajuste desplazado para coincidir con los flujos, medidos por nosotros a partir de los espectros de Cincunegui & Mauas (2004)

El análisis anterior ha demostrado que las líneas de emisión h y k del MgII tienen mayor sensibilidad al período de rotación que las líneas H y K del CaII. La relación que hemos encontrado para $\log F_{H+K} - \log P_{\text{rot}}$ solo es aplicable para el intervalo espectral G0-G9, sin embargo, tiene mejor certidumbre que aquellas encontradas para intervalos más amplios. Como consecuencia períodos de rotación estimados a partir de esta relación tendrán una mejor certidumbre, en la sección 7.2 mostramos períodos de rotación calculados a partir de la función encontrada. Estos resultados nos indican que la emisión h+k, es un indicador prometedor para estimación de edades por medio de la relación actividad-edad.

Capítulo 7

Discusión y conclusiones

HEMOS realizado una búsqueda exhaustiva de períodos de rotación primarios para las estrellas en el intervalo espectral G0-G9 de clase luminosidad V que disponen de espectros ultravioleta en alta resolución de la base de datos INES del telescopio espacial IUE. Además, a esta colección de espectros hemos agregado espectros de los instrumentos GHRS y STIS de la misión espacial HST. De esta manera hemos agregado 8 objetos a la muestra Citáli. Dos de ellos con período de rotación primario disponible, se agregaron a la relación $F_{h+k} vs. P_{Rot}$, y utilizamos espectros para la determinación del F_{h+k} promedio de otros 3 objetos en la relación. Esta búsqueda ha resultado en la muestra Citláli, que contiene 85 estrellas más el Sol, y 439 espectros en el ultravioleta.

A esta colección de espectros se les ha medido el flujo en emisión de las líneas h y k del MgII, integrando el flujo entre los mínimos k1V y k1R para k, y h1V y h1R para h. Para las estrellas con múltiples espectros se ha realizado un promedio pesado por errores para la determinación del flujo de las líneas, utilizando solo espectros de buena calidad y desechando aquellos en los cuales por inspección visual hemos detectado anomalías. Posteriormente hemos utilizado la calibración de Oranje et al. (1982) para transformar los flujos observados a flujo superficial. La comparación de nuestras determinaciones de F_{h+k} con aquellas encontradas en la literatura ha sido compatible, notando una ligera sobrestimación sobre las mediciones reportadas por Cardini & Casatella (2007).

Posteriormente hemos analizado la relación $F_{h+k} vs. P_{Rot}$ para estrellas que tienen períodos de rotación determinados a partir de variaciones periódicas asociadas con la presencia de manchas solares en sus superficies. Con esta submuestra llamada Tonatiuh, hemos confirmado la estrecha relación entre la emisión del MgII h+k y el período de rotación estelar. Haciendo una comparación con la literatura hemos probado que la relación $F_{h+k} vs. P_{Rot}$ se vuelve más estrecha tanto más reducido sea el intervalo espectral utilizado en la muestra. A la correlación encontrada le ajustamos una función exponencial con un método de mínimos cuadrados en su representación $\log F_{h+k} vs. \log P_{Rot}$.

Por último, para estos mismos objetos de la muestra Tonatiuh se evaluó la relación actividad-rotación con el CaII a partir de mediciones de R'_{H+K} de la literatura (Henry et al., 1996; Wright et al., 2004). A esta relación también se le aplicó un ajuste con la

misma función exponencial que para el MgII. Posteriormente hemos realizado la comparación entre el ajuste para la relación actividad-rotación de las líneas del Calcio, con aquella encontrada con las líneas del Magnesio. Hemos encontrado que el intervalo de variación de la emisión h+k, es 86 % más amplio que el mostrado por la emisión H+K. Este resultado es favorable para la intención de usar el MgII como indicador de actividad cromosférica y usarlo como un indicador de edades para estrellas de la secuencia principal.

Períodos de rotación derivados:

Como una aplicación directa de nuestros resultados hemos derivado períodos de rotación para todos los objetos de la muestra Citlali que no tienen medición de período de rotación primario, a partir de la relación $\log F_{h+k}$ vs. $\log P_{Rot}$ encontrada (ecuación 6.2). En la tabla 7.1 se muestran aquellos que tienen períodos de rotación secundarios, denotado como $\log P_{Rot2}$.

Tabla 7.1: Estrellas con período de rotación secundario. De izquierda a derecha, número de objeto, nombre HD, período de rotación secundario, identificador de la fuente del período de rotación secundario (ver tabla A.3), período de rotación determinado en este trabajo y su error asociado. El asterisco denota estrellas con planetas confirmados.

No.	Nombre	P_{Rot2} (secundarios)	Ref.	P_{Rot3} (este trabajo)	$\sigma_{P_{Rot3}}$
5	HD010700	34.50	ds	31.18	2.49
6	HD011131	5.30	is	9.57	2.38
9	HD019373	18.00	ds	24.05	2.43
16	HD026923	7.00	cs	6.90	2.42
25	HD030649	17.00	w	24.83	2.44
26	HD034411	24.00	w	35.09	2.52
27	HD043587	29.84	is	27.96	2.55
29	HD052711	18.00	w	28.10	2.51
35	HD076151	15.00	ds	17.61	2.40
37	HD078366	9.70	ds	12.04	2.39
38	HD084737	27.85	is	25.66	2.49
39	HD095128*	23.00	w	30.62	2.58
43	HD102365*	24.00	ds	28.45	2.48
46	HD109358	16.00	w	25.31	2.48
47	HD110897	50.67	is	25.04	2.60
62	HD144579*	34.00	w	32.93	2.54
63	HD146233	23.70	ds	27.32	2.46
64	HD147513*	8.50	ds	8.76	2.34
65	HD150706*	5.60	is	7.33	2.57
67	HD157214	29.84	is	26.64	2.47
70	HD165185	5.90	ds	6.48	2.37
73	HD182488*	39.00	w	32.07	2.51
76	HD188512	52.00	cs	38.34	2.55

Tabla 7.2: Estrellas para las que se reporta por primera vez un períodos de rotación y su error asociado. El asterisco denota estrellas con planetas confirmados.

No.	Nombre	P_{Rot3} (este trabajo)	$\sigma_{P_{\text{Rot3}}}$	No.	Nombre	P_{Rot3} (este trabajo)	$\sigma_{P_{\text{Rot3}}}$
1	HD001581	29.34	2.47	53	HD122956	46.32	2.59
3	HD002151	29.97	2.48	54	HD128987	9.13	2.32
8	HD016417*	27.90	2.59	57	HD135262	9.14	2.77
10	HD020301	19.44	2.41	58	HD136352*	29.51	2.63
12	HD020794*	28.61	2.47	68	HD157347	26.69	2.45
18	HD027536	10.82	2.37	69	HD162076	27.00	2.47
28	HD044594	23.56	2.43	71	HD175225	21.85	2.43
31	HD067228	40.53	2.60	72	HD181321	5.90	2.60
32	HD072779	4.82	2.45	75	HD188376	24.51	2.44
34	HD073350	10.16	2.32	77	HD190248	35.03	2.52
36	HD076932	24.31	2.66	78	HD203244	8.90	2.32
42	HD101563	26.66	2.54	80	HD212697	2.36	3.06
45	HD104304*	26.02	2.49	82	HD221170	59.29	2.66
52	HD120066	36.89	2.71	83	HD225239	25.46	2.50

En la tabla 7.2 se listan los períodos de rotación calculados en este trabajo (P_{Rot3}) para estrellas para las que se reporta por primera vez un período de rotación. En total son 28 nuevas determinaciones de período de rotación. En las tablas 7.1 y 7.2 se denota con un asterisco en el nombre HD las estrellas que tienen planetas confirmados. En la figura 7.1 se muestra la comparación entre los períodos de rotación determinados de la literatura (P_{Rot2}) y los períodos calculados en este trabajo (P_{Rot3}). Los P_{Rot3} calculados son compatibles con los períodos de rotación secundarios de la literatura. El objeto 47 en la figura 7.1 tiene un espectro con una señal a ruido baja, el período de rotación secundario es aquel reportado por Soderblom (1985); los períodos de rotación superiores a 30 días reportados en Soderblom (1985) no son compatibles con los calculados en nuestro trabajo, ni tampoco son concordantes con los reportados por Wright et al. (2004), sin embargo los nuestros si son compatibles con los calculados en Wright et al. (2004). La ecuación utilizada para derivar los períodos de rotación es la siguiente:

$$P_{\text{Rot3}} = C \ln \left(\frac{\log F_{h+k} - A}{B} \right) \quad (7.1)$$

Los errores en el período de rotación, $\sigma_{P_{\text{Rot3}}}$, fueron derivados a partir de la propagación gaussiana del error en el flujo superficial, $\sigma_{F_{h+k}}$ y los errores en los parámetros A, B, C del ajuste.

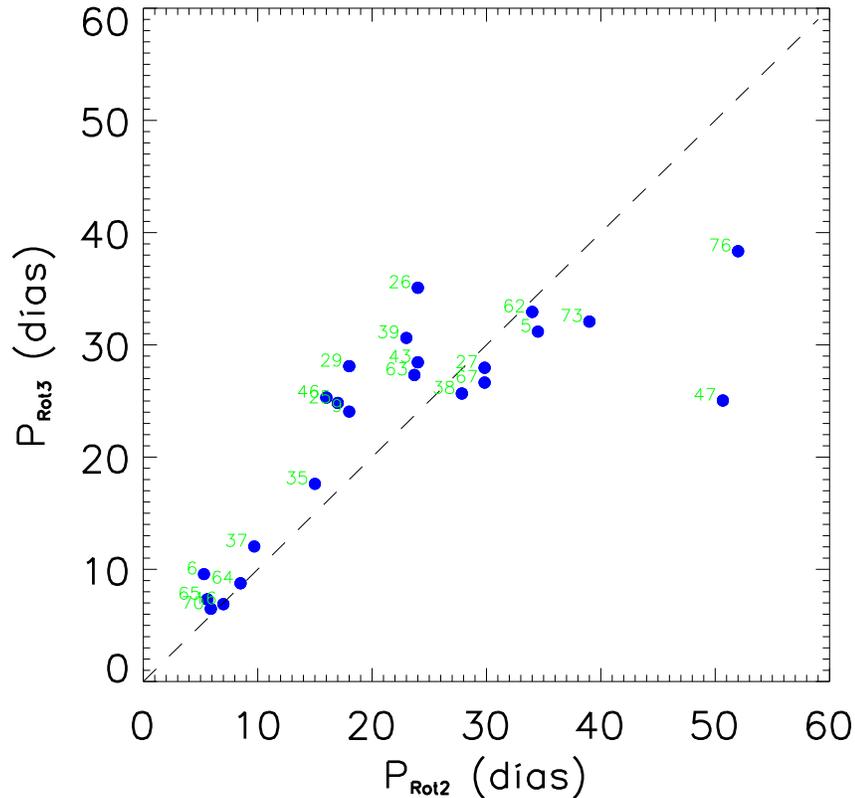


Figura 7.1: Períodos de rotación de la literatura vs. períodos de rotación calculados en este trabajo. Los número representan el número de objeto en la muestra Citláli.

Los resultados de este trabajo apuntan a llevar a cabo los siguientes trabajos.

- ◊ Ampliar la muestra estelar de estrellas G0-G9 realizando una búsqueda de espectros en el catalogo *A Catalog of Space Telescope Imaging Spectrograph Ultraviolet Echelle Spectra of Stars* (StarCAT), este catalog contiene 3184 espectros echelle en alta resolución para 545 objetos. Además repetir los análisis de este trabajo para estudiar la relación en otros intervalos espectrales como podría ser el intervalo F0-F9 y K0-K9.
- ◊ Estudiar la posible correlación entre el flujo del continuo en lejano ultravioleta y la emisión de las líneas h y k del MgII. Esto se podría realizar explorando los espectros de la misión espacial *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX). Galex dispone de una abundante cantidad de espectros multirendija en baja resolución. Si existe una correlación fuerte entre el continuo ultravioleta y la emisión h+k, este

se podría usar para determinar períodos de rotación.

- ◇ El siguiente paso para usar la emisión MgII h+k como indicador de edad, es usar una función de la Edad en términos del período de rotación y luego sustituir el período de rotación con la función encontrada en el presente trabajo. Una alternativa es usar aquella función empírica encontrada por Cardini & Cassatella (2007):

$$P(t, M) = (25.6 + 2.5)t^{0.45 \pm 0.06} (1.4 - M/M_{\odot}) \quad (7.2)$$

Habría que analizar las fortalezas o debilidades de la función. Y evaluar el valor de las incertidumbres en la edad encontradas al combinarla con la función encontrada en el presente trabajo.

Los resultados del análisis de la relación actividad-rotación en estrellas de secuencia principal G0-G9 indican que la emisión MgII (h+k) es mejor indicador de actividad que el CaII (H+K) y por lo tanto también un mejor indicador de edad estelar. La misión espacial *World Space Observatory* (WSO) será una misión dedicada al ultravioleta que agrandará la muestra de objetos con estudios ultravioleta. El futuro desarrollo de la investigación de la relación actividad-rotación-edad, proporcionará muchas propuestas de observación para la misión WSO, y aumentará el conocimiento de la evolución de los análogos solares y los fenómenos asociados a la actividad cromosférica.

Apéndice A

Propiedades Estelares

En las siguientes dos tablas se listan todas las propiedades estelares usadas en este trabajo para la muestra estelar Citláli, ya sea recopiladas de la literatura o calculadas en este trabajo. En la tabla A.1 se muestra en las columnas de izquierda a derecha: Número de objeto en la muestra Citláli, Nombre HD, Tipo de objeto, Clase espectral, Magnitud B, Magnitud V, Color B-V, Corrección Bolométrica, Temperatura Efectiva, Número de espectros por misión para cada objeto. El asterisco en el nombre HD denota estrellas con planetas confirmados.

Tabla A.1: Muestra Citláli. Descripción fotométrica.

No.	Nombre	Tipo de estrella	Clase espectral	B	V	$B - V$	BC	T_{eff}	# Espectros y fuente
0	Sol	Home Star	G2V	5.48	4.83	0.65	-0.091	5775	1 IUE
1	HD001581	High proper-motion	F9.5V	4.81	4.20	0.61	-0.067	5925	7 IUE
2	HD001835	Variable of BY Dra	G3V	7.05	6.38	0.67	-0.104	5776	11 IUE
3	HD002151	Variable Star	G0V	3.42	2.80	0.62	-0.073	5773	120 IUE
4	HD009562	Star	G1V	6.37	5.76	0.60	-0.061	5849	1 IUE
5	HD010700	High proper-motion	G8.5V	4.22	3.50	0.72	-0.139	5328	9 IUE
6	HD011131	Variable of BY Dra	G1Vk:	7.39	6.75	0.63	-0.079	5767	1 IUE
7	HD013974	Star	G0V	5.48	4.90	0.58	-0.050	5606	2 IUE
8	HD016417 *	High proper-motion	G1V	6.45	5.78	0.67	-0.104	5797	1 IUE
9	HD019373	High proper-motion	F9.5V	4.64	4.05	0.59	-0.055	5955	2 IUE
10	HD020301	Variable Star	G2V	7.60	6.89	0.71	-0.132	5308	7 IUE
11	HD020630	Variable of BY Dra	G5Vv	5.51	4.85	0.66	-0.098	5696	26 IUE 1 STIS
12	HD020794 *	High proper-motion	G8V	4.97	4.26	0.71	-0.132	5430	35 IUE
13	HD025680	Variable Star	G5V	6.52	5.90	0.62	-0.073	5867	2 IUE
14	HD026756	Star in Cluster	G5V	9.12	8.42	0.71	-0.132	5617	1 IUE
15	HD026913	Variable of BY Dra	G8V	7.58	6.92	0.66	-0.098	5616	1 IUE
16	HD026923	Variable of BY Dra	G0IV	6.86	6.30	0.56	-0.039	5986	1 IUE
17	HD027406	Variable of BY Dra	G0V	8.02	7.44	0.57	-0.045	6200	1 IUE
18	HD027536	Variable of BY Dra	G8IV:	7.02	6.15	0.87	-0.259	5058	1 IUE
19	HD027859	Variable of BY Dra	G2V	8.40	7.79	0.60	-0.061	5868	1 IUE
20	HD028068	Variable of BY Dra	G1V	8.67	8.05	0.62	-0.073	5758	1 IUE
21	HD028099	Variable of BY Dra	G2V	8.76	8.10	0.66	-0.098	5711	1 IUE

Continúa en siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de página anterior

No.	Nombre	Tipo de estrella	Clase espectral	B	V	$B - V$	BC	T_{eff}	# Espectros y fuente
22	HD028344	Variable of BY Dra	G2V	8.46	7.84	0.62	-0.073	5898	1 IUE
23	HD028805	Variable of BY Dra	G5	9.40	8.64	0.76	-0.168	5480	1 IUE
24	HD030495	Variable of BY Dra	G1.5V	6.14	5.50	0.64	-0.085	5836	4 IUE
25	HD030649	High proper-motion	G1V-VI	7.55	6.97	0.58	-0.050	5791	2 STIS
26	HD034411	High proper-motion	G1.5IV-V	5.34	4.70	0.64	-0.085	5821	3 IUE
27	HD043587	Variable Star	G0V	6.29	5.70	0.59	-0.055	5899	1 IUE
28	HD044594	High proper-motion	G1.5V	7.26	6.61	0.65	-0.091	5799	7 IUE
29	HD052711	High proper-motion	G4V	6.53	5.93	0.60	-0.061	5891	1 IUE
30	HD059967	Pre-main sequence S	G3V	7.27	6.64	0.64	-0.085	5780	1 STIS
31	HD067228	Star	G1IV	5.91	5.30	0.60	-0.061	5738	2 IUE
32	HD072779	Star in Cluster	G0III	7.23	6.58	0.66	-0.098	5794	1 STIS
33	HD072905	Variable of BY Dra	G1.5Vb	6.22	5.64	0.58	-0.050	5863	13 IUE 1 STIS
34	HD073350	Variable of BY Dra	G5V	7.39	6.72	0.67	-0.104	5779	1 STIS
35	HD076151	High proper-motion	G3V	6.67	6.00	0.67	-0.104	5762	1 IUE
36	HD076932	High proper-motion	G2V	6.39	5.86	0.53	-0.025	5849	1 IUE
37	HD078366	High proper-motion	F9V	6.53	5.90	0.63	-0.079	6001	2 IUE
38	HD084737	High proper-motion	G0.5Va	5.71	5.10	0.61	-0.067	5894	3 IUE
39	HD095128 *	High proper-motion	G1V	5.66	5.04	0.62	-0.073	5869	2 IUE
40	HD097334	Variable of BY Dra	G0V	7.02	6.41	0.61	-0.067	5850	2 IUE
41	HD101501	Variable Star	G8V	6.05	5.32	0.73	-0.146	5450	1 IUE
42	HD101563	High proper-motion	G0V	7.10	6.44	0.66	-0.098	5902	1 IUE
43	HD102365 *	High proper-motion	G2V	5.55	4.89	0.66	-0.098	5575	2 IUE
44	HD103095	High proper-motion	G8Vp	7.20	6.45	0.75	-0.161	5055	3 IUE 2 STIS
45	HD104304 *	High proper-motion	G8IV	6.32	5.54	0.78	-0.184	5542	1 IUE
46	HD109358	Star	G0V	4.85	4.25	0.60	-0.061	5901	2 IUE
47	HD110897	High proper-motion	G0V	6.50	6.00	0.50	-0.012	5863	1 IUE
48	HD114710	High proper-motion	G0V	4.83	4.25	0.58	-0.050	5963	1 STIS
49	HD115383	High proper-motion	G0V	5.81	5.22	0.59	-0.055	6009	23 IUE
50	HD115617 *	High proper-motion	G7V	5.44	4.74	0.70	-0.124	5558	3 IUE 2 STIS
51	HD117176 *	High proper-motion	G5V	5.68	4.97	0.71	-0.132	5530	1 IUE
52	HD120066	High proper-motion	G0.5IV-V	6.96	6.30	0.66	-0.098	5923	1 IUE
53	HD122956	Star	G6IV/Vw...	8.18	7.25	0.93	-0.313	4634	2 STIS
54	HD128987	Variable of BY Dra	G8Vk:	7.98	7.24	0.74	-0.153	5557	1 STIS
55	HD129333	Variable of BY Dra	G1.5V	8.20	7.61	0.59	-0.055	5845	27 IUE
56	HD131117	High proper-motion	G1V	6.89	6.29	0.60	-0.061	6000	1 IUE
57	HD135262	Semi-regular pulsar	G0	9.06	8.35	0.71	-0.132	5528	2 IUE
58	HD136352 *	High proper-motion	G4V	6.28	5.65	0.63	-0.079	5623	1 IUE
59	HD142361	T Tau-type Star	G3V	9.65	9.01	0.64	-0.085	5175	1 IUE
60	HD142560	Variable Star of Or	G5V:e...	11.70	11.40	0.30	-0.004	5583	8 IUE
61	HD143761 *	High proper-motion	G0V	6.01	5.41	0.60	-0.061	5806	13 IUE
62	HD144579 *	High proper-motion	G8V	7.39	6.66	0.73	-0.146	5301	1 IUE
63	HD146233	Variable Star	G2Va	6.15	5.50	0.65	-0.091	5785	1 IUE 1 STIS
64	HD147513 *	Pre-main sequence S	G5V	5.97	5.38	0.60	-0.061	5850	6 IUE
65	HD150706 *	Star	G3V	7.60	7.03	0.57	-0.045	5918	2 IUE

Continúa en siguiente página

Tabla A.1 – *Continuación de página anterior*

No.	Nombre	Tipo de estrella	Clase espectral	B	V	$B - V$	BC	T_{eff}	# Espectros y fuente
66	HD152391	Variable of BY Dra	G8.5Vk:	7.40	6.64	0.76	-0.168	5467	4 IUE
67	HD157214	Variable Star	G0V	6.01	5.40	0.61	-0.067	5675	1 IUE
68	HD157347	Star	G5IV	6.94	6.29	0.65	-0.091	5677	1 GHRS
69	HD162076	Star	G5IV	6.63	5.70	0.93	-0.313	4959	1 IUE
70	HD165185	Pre-main sequence S	G1V	6.51	5.95	0.57	-0.045	5854	1 IUE 1 STIS
71	HD175225	High proper-motion	G9IVa	6.35	5.51	0.84	-0.233	5230	1 IUE
72	HD181321	Pre-main sequence S	G2V	7.08	6.49	0.59	-0.055	5816	1 IUE
73	HD182488 *	High proper-motion	G8V	7.15	6.36	0.79	-0.184	5421	3 IUE
74	HD182572	Variable Star	G8IV...	5.93	5.16	0.77	-0.176	5595	2 IUE
75	HD188376	High proper-motion	G5IV	5.45	4.70	0.75	-0.161	5505	2 IUE
76	HD188512	Variable Star	G9.5IV	4.56	3.71	0.85	-0.242	5091	2 IUE
77	HD190248	Variable Star	G8IV	4.32	3.56	0.76	-0.168	5544	11 IUE
78	HD203244	Pre-main sequence S	G5V	7.70	6.97	0.73	-0.146	5525	1 STIS
79	HD212330	High proper-motion	G2IV-V	5.99	5.31	0.68	-0.111	5650	1 IUE
80	HD212697	Pre-main sequence S	G3V	7.10	6.39	0.71	-0.132	5769	3 IUE
81	HD217014 *	Star suspected of V	G2.5IVa	6.16	5.46	0.70	-0.124	5760	2 IUE
82	HD221170	Variable Star	G2IV	8.73	7.71	1.02	-0.382	4466	1 STIS
83	HD225239	High proper-motion	G2V	6.74	6.10	0.64	-0.085	5593	1 IUE
84	HD282967	Star in Cluster	G5V	11.12	10.48	0.64	-0.085	5687	1 IUE
85	HD283572	Variable Star of Or	G5IV	9.79	8.98	0.81	-0.208	4949	2 IUE
86	V* DI CEP	Variable Star with	G8V:ev	12.01	11.15	0.86	-0.250	5163	1 IUE

En la tabla A.2 se muestra en las columnas de izquierda a derecha: Número de objeto en la muestra Citláli, Flujo superficial de la línea k, Error en el flujo superficial de la línea k, Flujo superficial h+k, Error en el flujo superficial h+k, Flujo superficial H+K, Período de rotación primario, Referencia del período de rotación primario, Período de rotación secundario, Referencia del período de rotación secundario, Período de rotación determinado en este trabajo, Error en el Período de rotación determinado. Los las referencias con el sufijo *s* son períodos de rotación secundarios.

Tabla A.2: Muestra Citláli. Flujos y períodos de rotación.

No.	F_k	σ_{F_k}	F_{h+k}	$\sigma_{F_{h+k}}$	F_{H+K}	P_{Rot1}	Ref. 1	P_{Rot2}	Ref. 2	P_{Rot3}	$\sigma_{P_{Rot3}}$
0	-	-	6.02	5.19	5.86	26.09	a	-	-	21.87	2.42
1	5.53	4.71	5.78	4.89	6.01	-	-	-	-	29.34	2.47
2	6.21	5.21	6.47	5.40	6.36	7.78	a	8.00	b	9.62	2.33
3	5.53	4.50	5.76	4.72	5.80	-	-	-	-	29.97	2.48
4	5.40	4.24	5.68	5.22	5.72	29.00	b	-	-	32.80	2.53
5	5.49	4.53	5.72	4.73	5.70	34.00	b	34.50	ds	31.18	2.49
6	6.21	5.05	6.47	5.75	6.33	5.21	e	5.30	is	9.57	2.38
7	6.04	5.17	6.29	5.36	6.06	11.10	l	-	-	14.01	2.35
8	5.52	4.62	5.82	5.56	-	-	-	-	-	27.90	2.59
9	5.69	4.94	5.95	5.08	5.83	18.40	l	18.00	ds	24.05	2.43
10	5.83	5.26	6.10	5.40	-	-	-	-	-	19.44	2.41
11	6.25	5.16	6.51	5.41	6.36	9.24	a	9.40	o	8.46	2.33
12	5.56	4.50	5.80	4.73	5.72	-	-	-	-	28.61	2.47
13	6.19	5.45	6.44	5.62	6.30	9.10	l	-	-	10.35	2.35
14	6.22	5.14	6.50	6.10	6.33	9.50	j	-	-	8.75	2.64
15	6.28	5.12	6.55	5.75	6.36	7.15	a	7.00	b	7.68	2.38
16	6.31	5.23	6.58	5.84	6.31	-	-	7.00	cs	6.90	2.42
17	6.50	5.34	6.79	6.66	6.47	5.44	g	-	-	2.76	15.11
18	6.18	4.97	6.42	5.69	-	-	-	-	-	10.82	2.37
19	-	-	-	-	6.36	7.96	g	-	-	-	-
20	6.35	5.69	6.64	6.27	6.27	7.73	g	-	-	5.58	3.09
21	-	-	-	-	6.31	8.67	g	-	-	-	-
22	6.30	5.63	6.57	6.11	6.34	7.41	g	-	-	7.13	2.65
23	6.18	5.12	6.43	6.10	6.27	9.04	g	-	-	10.41	2.69
24	6.24	5.32	6.51	5.51	6.28	11.00	b	7.60	o	8.64	2.33
25	5.68	4.58	5.92	4.81	-	-	-	17.00	ws	24.83	2.44
26	5.36	4.76	5.61	4.96	5.75	-	-	24.00	ws	35.09	2.52
27	5.51	4.34	5.82	5.51	5.84	-	-	29.84	is	27.96	2.55
28	5.69	4.97	5.96	5.11	5.89	-	-	-	-	23.56	2.43
29	5.59	4.47	5.82	5.37	5.87	-	-	18.00	ws	28.10	2.51
30	6.31	5.24	6.57	5.51	6.44	10.26	e	-	-	7.24	2.34
31	5.20	4.85	5.45	5.10	5.67	-	-	-	-	40.53	2.60
32	6.41	5.38	6.68	5.68	-	-	-	-	-	4.82	2.45
33	6.46	5.40	6.72	5.64	6.43	4.69	a	5.00	b	4.15	2.50
34	6.19	5.01	6.44	5.28	6.31	-	-	-	-	10.16	2.32
35	5.91	4.73	6.16	5.50	6.10	15.00	b	15.00	ds	17.61	2.40
36	5.62	4.46	5.94	5.74	-	-	-	-	-	24.31	2.66
37	6.15	4.97	6.37	5.73	6.26	9.67	a	9.70	ds	12.04	2.39
38	5.68	5.27	5.89	5.42	5.61	-	-	27.85	is	25.66	2.49

Continúa en siguiente página

Tabla A.2 – *Continuación de página anterior*

No.	F_k	σ_{F_k}	F_{h+k}	$\sigma_{F_{h+k}}$	F_{H+K}	P_{Rot1}	Ref. 1	P_{Rot2}	Ref. 2	P_{Rot3}	$\sigma_{P_{Rot3}}$
39	5.53	4.37	5.74	5.45	5.81	22.70	k	23.00	ws	30.62	2.58
40	6.28	5.57	6.54	5.77	6.40	7.60	p	-	-	7.94	2.38
41	6.03	5.19	6.29	5.58	6.15	16.68	a	17.00	b	14.00	2.38
42	5.58	4.35	5.86	5.54	5.79	-	-	-	-	26.66	2.54
43	5.54	4.92	5.81	5.10	5.79	-	-	24.00	ds	28.45	2.48
44	5.35	4.41	5.60	4.65	5.67	31.00	b	-	-	35.41	2.52
45	5.61	4.62	5.88	5.42	5.81	-	-	-	-	26.02	2.49
46	5.68	5.33	5.91	5.42	5.85	-	-	16.00	ws	25.31	2.48
47	5.72	4.62	5.91	5.66	-	-	-	50.67	is	25.04	2.60
48	6.07	5.18	6.34	5.46	6.11	12.35	a	12.40	o	12.77	2.35
49	6.40	5.37	6.66	5.58	6.53	3.33	a	3.30	o	5.22	2.41
50	5.56	4.39	5.81	4.63	5.77	29.00	b	-	-	28.51	2.46
51	5.28	4.06	5.55	4.99	5.73	35.70	k	-	-	36.98	2.54
52	5.27	4.15	5.56	5.42	5.69	-	-	-	-	36.89	2.71
53	5.04	4.07	5.29	4.31	-	-	-	-	-	46.32	2.59
54	6.23	5.08	6.49	5.35	-	-	-	-	-	9.13	2.32
55	6.61	5.61	6.89	5.83	6.57	2.80	a	3.00	b	1.27	4.39
56	-	-	-	-	5.76	-	-	-	-	-	-
57	6.21	5.11	6.49	6.16	-	-	-	-	-	9.14	2.77
58	5.59	4.54	5.78	5.57	5.84	-	-	-	-	29.51	2.63
59	6.60	5.72	6.88	6.47	6.60	1.06	h	-	-	1.37	10.11
60	8.45	-	8.71	-	-	3.70	t	-	-	-	-
61	5.61	4.82	5.84	4.99	5.77	21.20	k	-	-	27.48	2.46
62	5.42	4.29	5.67	5.27	5.68	-	-	34.00	ws	32.93	2.54
63	5.59	4.46	5.84	4.70	5.87	-	-	23.70	ds	27.32	2.46
64	6.21	5.34	6.50	5.51	6.30	-	-	8.50	ds	8.76	2.34
65	6.34	5.92	6.56	6.05	5.98	-	-	5.60	is	7.33	2.57
66	6.28	5.46	6.54	5.65	6.32	11.43	a	11.00	b	7.79	2.36
67	5.68	4.52	5.86	5.28	5.77	-	-	29.84	is	26.64	2.47
68	5.64	4.43	5.86	4.76	5.73	-	-	-	-	26.69	2.45
69	5.63	4.41	5.85	5.20	-	-	-	-	-	27.00	2.47
70	6.35	5.34	6.60	5.59	6.39	-	-	5.90	ds	6.48	2.37
71	5.79	4.53	6.02	5.37	-	-	-	-	-	21.85	2.43
72	6.37	5.40	6.63	6.05	6.50	-	-	-	-	5.90	2.60
73	5.47	5.03	5.70	5.09	5.63	-	-	39.00	ws	32.07	2.51
74	5.61	5.02	5.85	5.24	5.64	41.00	b	-	-	26.93	2.47
75	5.66	4.93	5.93	5.06	5.78	-	-	-	-	24.51	2.44
76	5.29	4.56	5.52	4.94	5.41	-	-	52.00	cs	38.34	2.55
77	5.35	4.48	5.61	4.72	5.73	-	-	-	-	35.03	2.52
78	6.24	5.06	6.50	5.32	6.33	-	-	-	-	8.90	2.32
79	5.30	4.19	5.50	5.10	5.69	21.05	e	-	-	39.04	2.58
80	6.56	5.77	6.82	5.89	-	-	-	-	-	2.36	3.06
81	5.29	4.87	5.56	4.95	5.83	37.00	b	23.50	s	36.84	2.54
82	4.68	3.90	4.96	4.22	-	-	-	-	-	59.29	2.66
83	5.59	4.52	5.90	5.49	5.70	-	-	-	-	25.46	2.50
84	-	-	-	-	-	3.25	m	3.28	r	-	-
85	6.41	6.09	6.65	6.26	-	1.55	n	-	-	5.49	3.08
86	7.82	-	8.07	-	-	-	-	-	-	-	-

Tabla A.3: Lista de las fuentes utilizadas para los períodos de rotación. En la tercer columna se proporciona un identificador del método, para que, en conjunto con la tabla A.2 se identifique el tipo de período para cada estrella, el sufijo *s* denota los métodos secundarios.

Referencia	Método	Identificador
Donahue et al. (1996)	Variaciones periódicas de CaII	a
Baliunas et al. (1996)	Variaciones periódicas de CaII	b
Baliunas et al. (1996)	Calibración CaIIHK-Rossby Number	cs
Saar & Osten (1997)	Calibración Prot-CaIIHK	ds
Cincunegui et al. (2007b)	Estimados a partir de $v \sin i$	e
Pizzolato et al. (2003)	Literatura Primarios	g
Meyer et al. (2006)	Fotometría del programa FEPS	h
Soderblom (1985)	Calibración Prot-RHK	is
Duncan et al. (1984)	Modulación RHK	j
Simpson et al. (2010)	Modulación fotométrica	k
Simon & Fekel (1987)	Modulación fotométrica	l
Hartman et al. (2010)	Modulación fotométrica	m
Strassmeier (2009)	Manchas Solares	n
Hempelmann et al. (1995)	Variaciones periódicas de CaII	o
Noyes et al. (1984)	Modulación índice S	p
Messina (2001)	Modulación fotométrica	r
Henry et al. (2000)	Variaciones periódicas de CaII	s
Covino et al. (1989)	Modulación fotométrica	t
Wright et al. (2004)	Calibración Prot-RHK	ws

Apéndice B

Detalles técnicos

Para la manipulación de espectros y demás datos utilizados en este trabajo se ha utilizado el software IDL 7.1 (Interactive Data Language) operando en un ordenador con sistema operativo mac OS 10.5 y procesador Intel de 64-bits. Los cálculos principales de este trabajo se han realizado con los siguientes dos programas.

Velianova_IIIb_C3.pro:

Este programa tiene como función definir las ventanas de integración de la emisión de las líneas h y k. Es un programa semiautomático. El programa inicia y muestra el primer espectro con el área integrada automáticamente y pregunta si el área integrada es la adecuada, si es así, pasa al siguiente espectro, de lo contrario, pregunta por un nuevo ancho de la ventana de búsqueda de los máximos de emisión. El programa además permite colocar un número para el código de calidad (ver apéndice C) e iniciar en el número de espectro deseado.

Cosmocaos_I_C3.pro:

Una vez definida la ventana de integración con el programa *Velianova_IIIb_C3.pro* el programa *Cosmocaos_I_C3.pro*, calcula los flujos integrados para cada espectro, para las estrellas que tienen más de un espectro hace un promedio pesado por errores. Posteriormente transforma los flujos observado a flujos superficiales, también tomando en cuenta los errores asociados a los parámetros usados en la transformación.

Los programas no son versiones distribuibles, puesto que no han pasado por una depuración. Sin embargo para alguien interesado en adquirir los datos de la muestra Citlali o los programas mencionados, favor escribir a: cosmocaos@hotmail.com con el autor del presente trabajo.

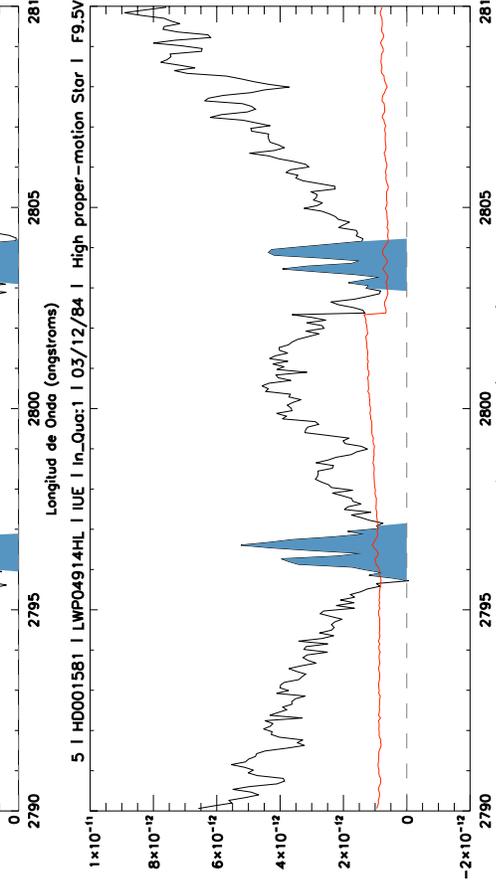
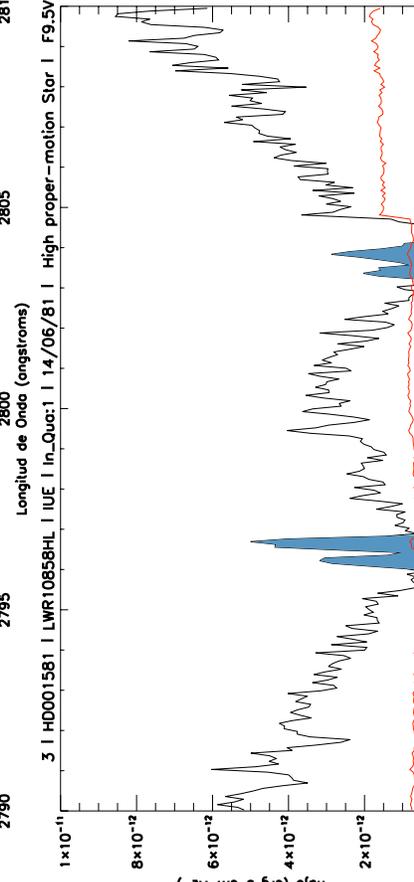
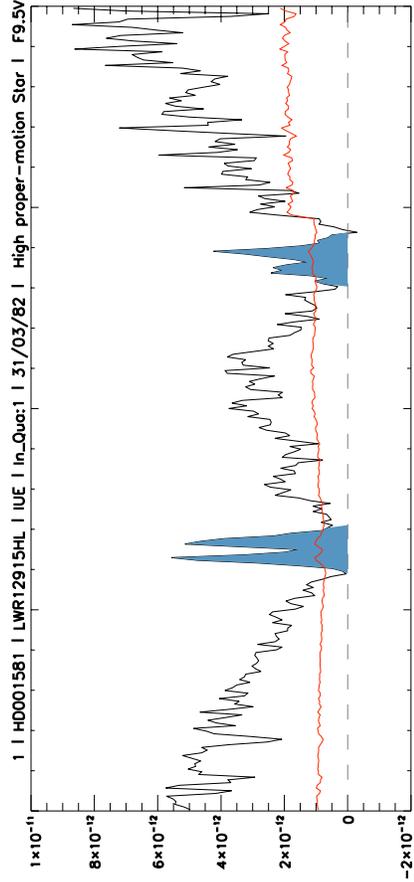
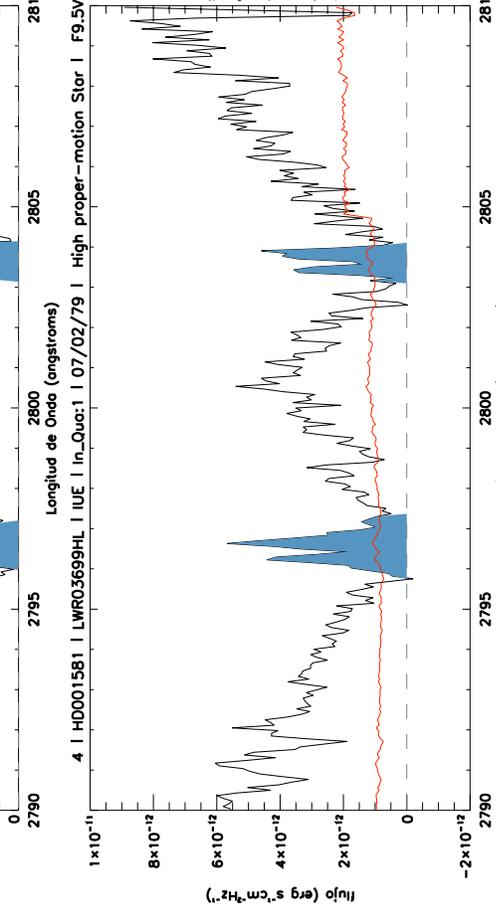
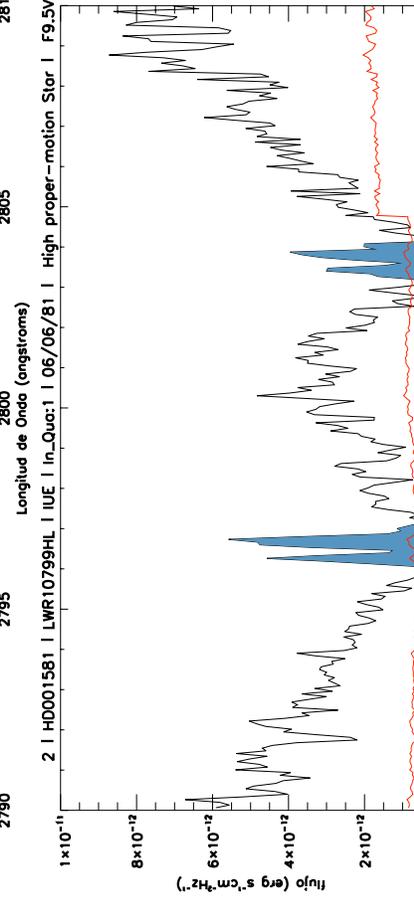
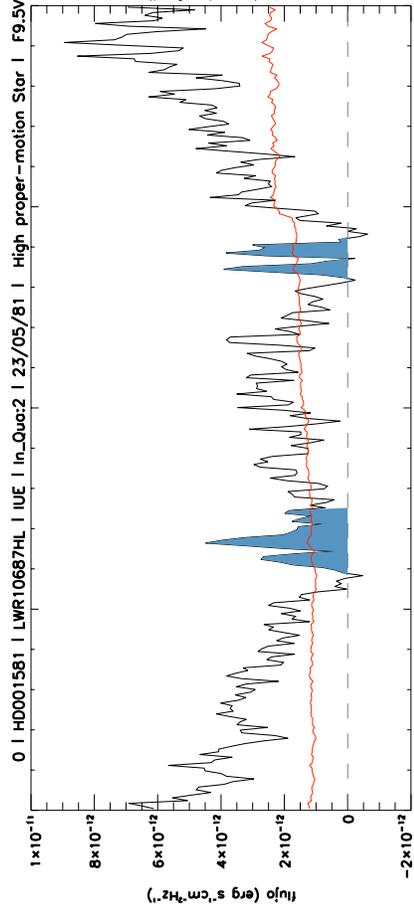
Apéndice C

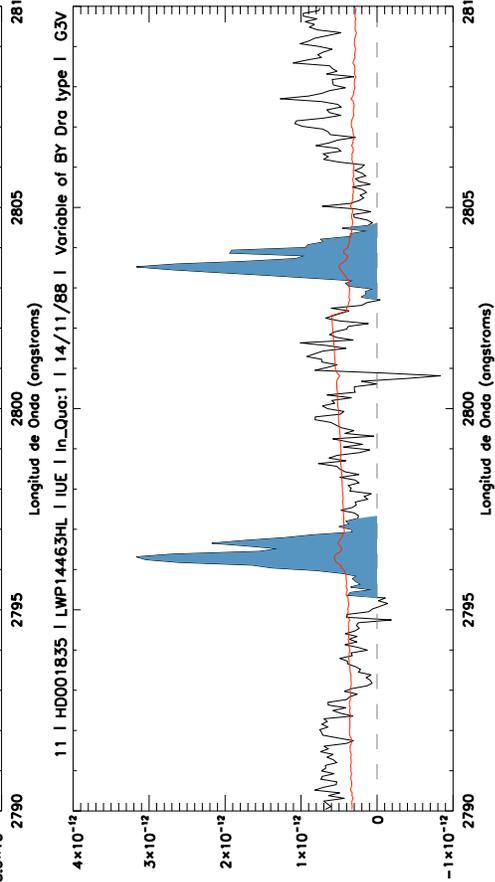
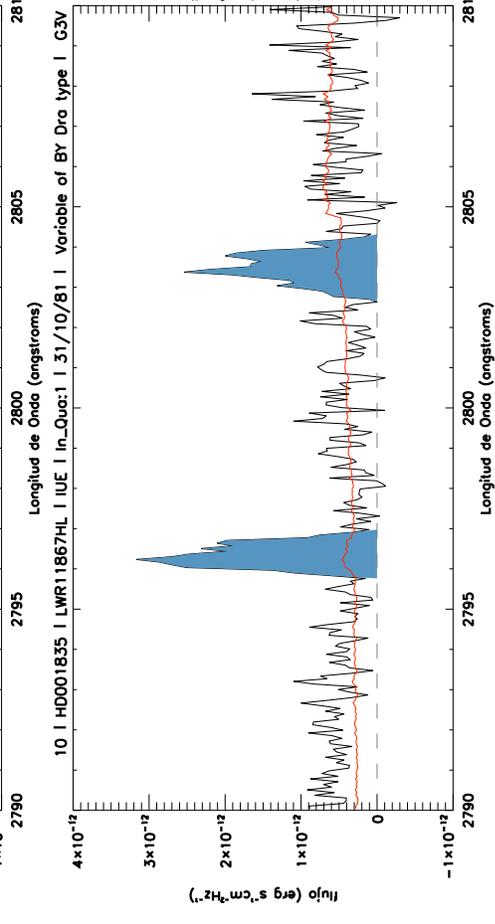
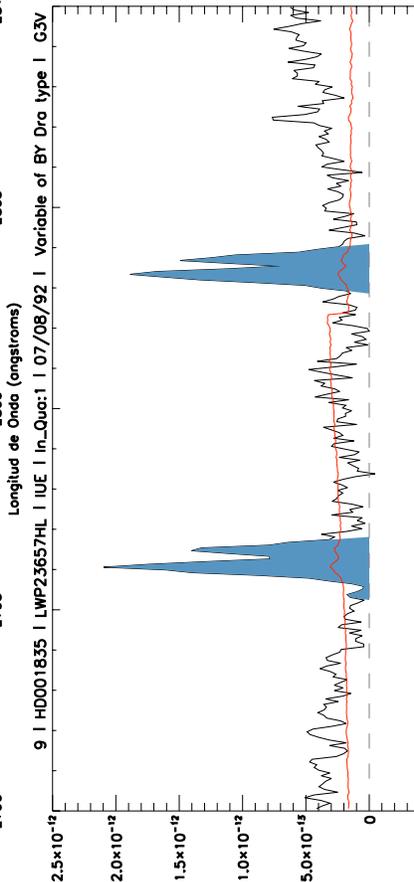
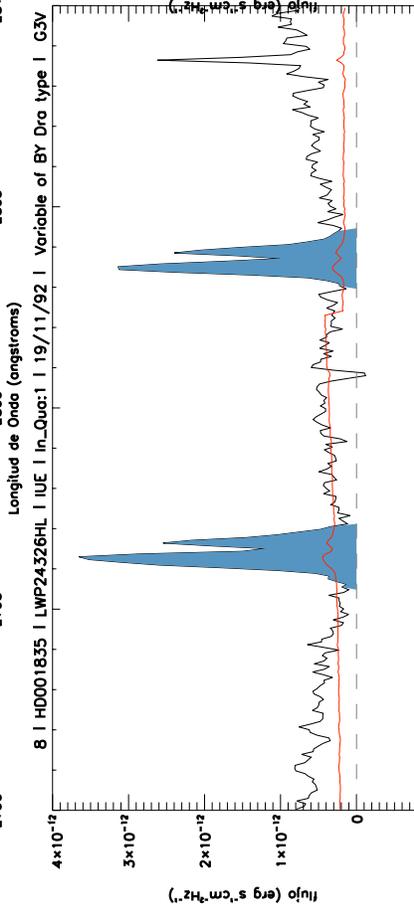
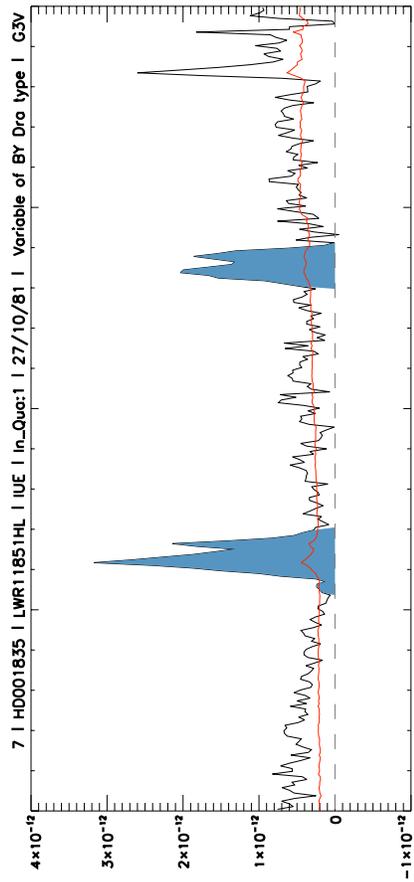
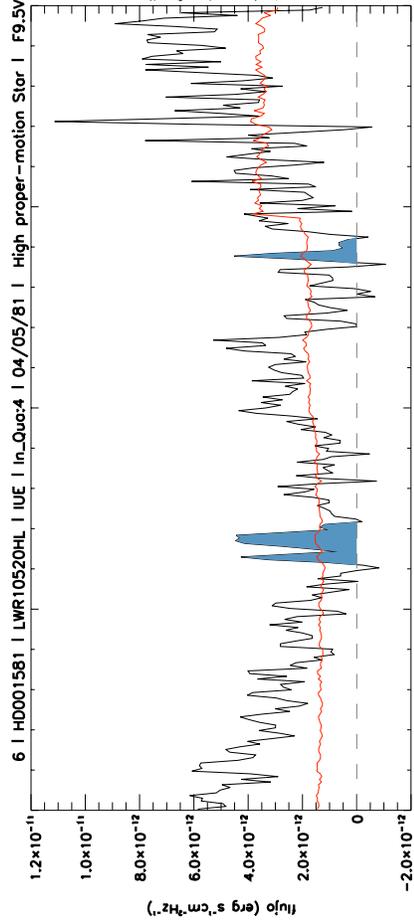
Espectros estelares

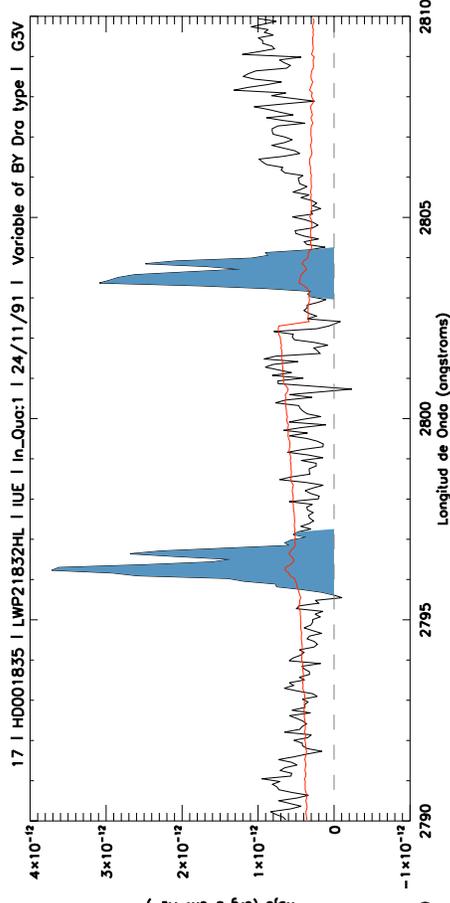
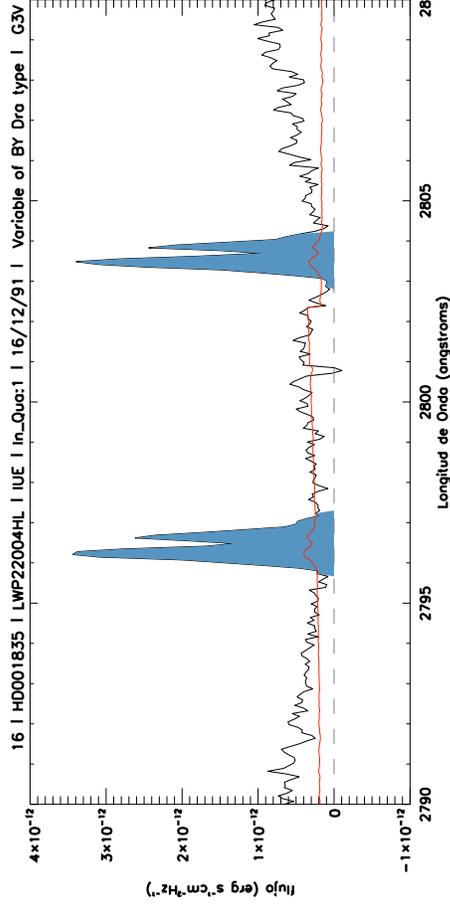
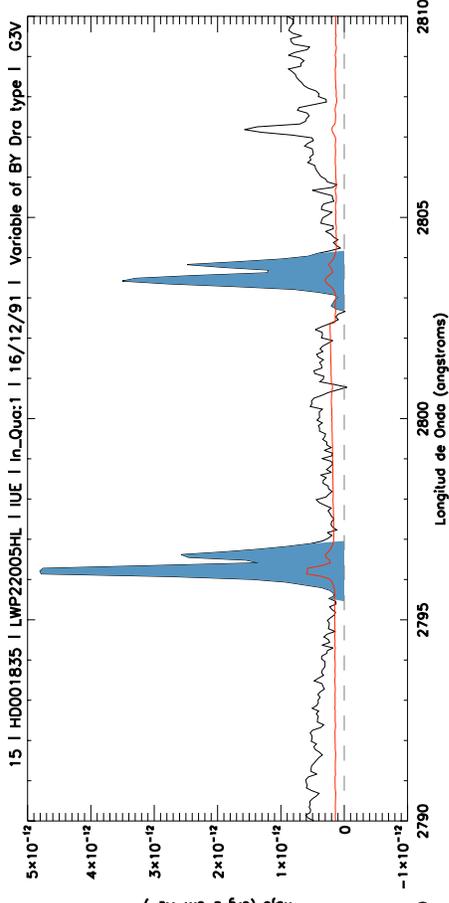
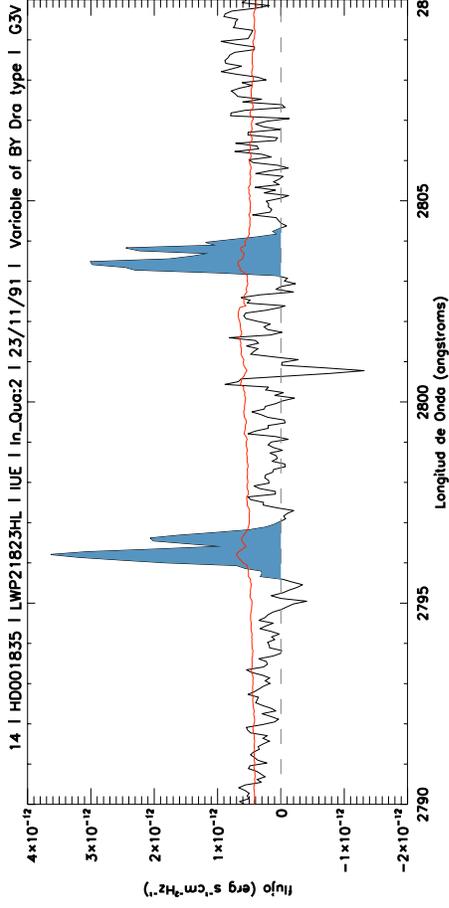
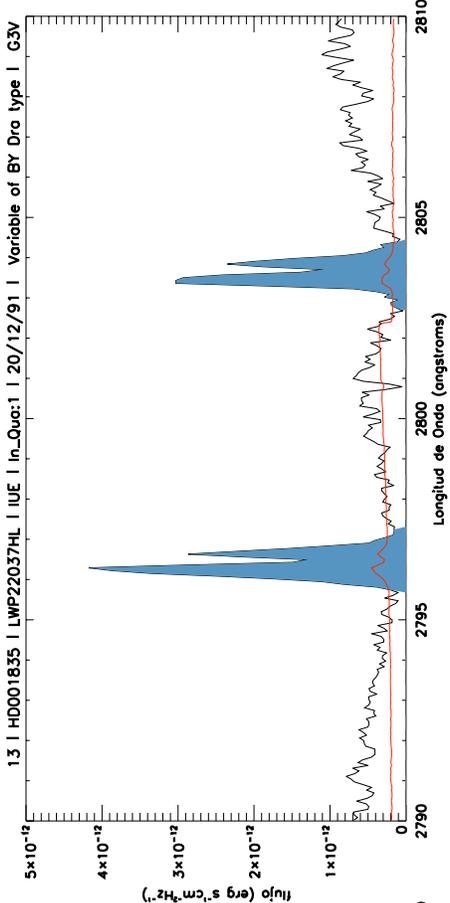
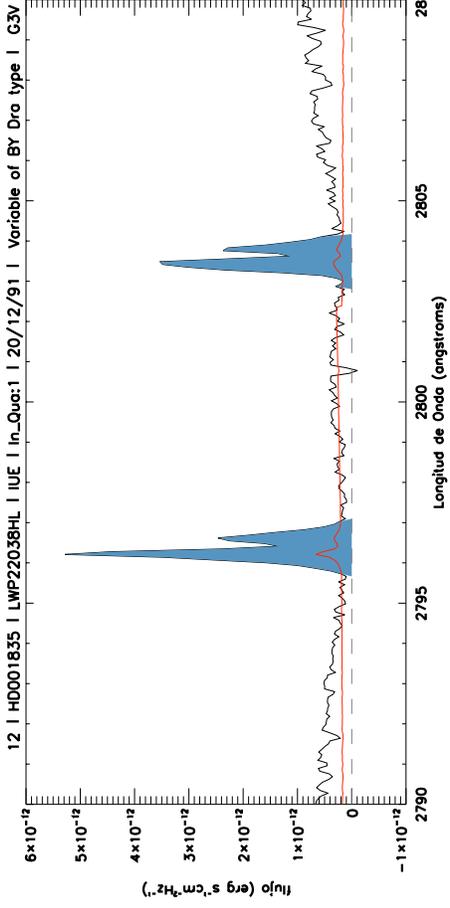
A continuación se proporcionan los 438 espectros para la muestra Citlali. En el título de cada figura de izquierda a derecha se muestra la siguiente información para cada espectro:

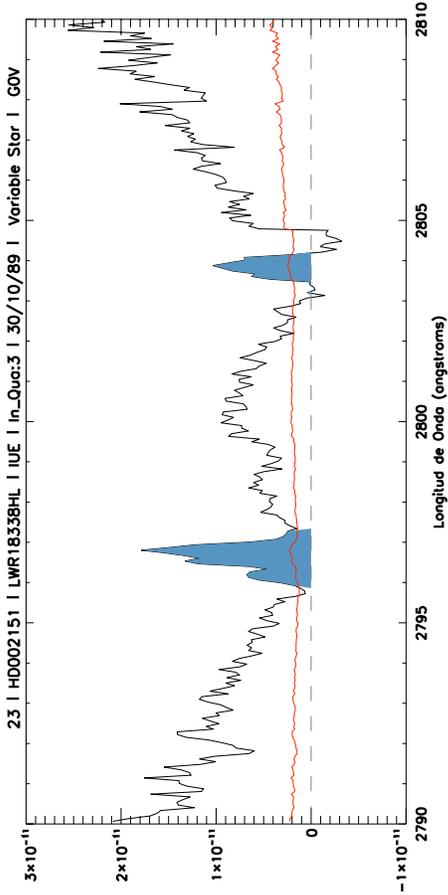
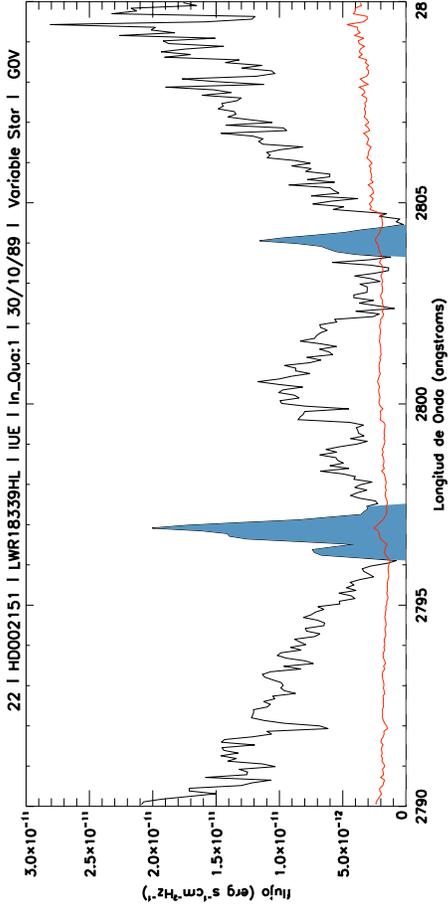
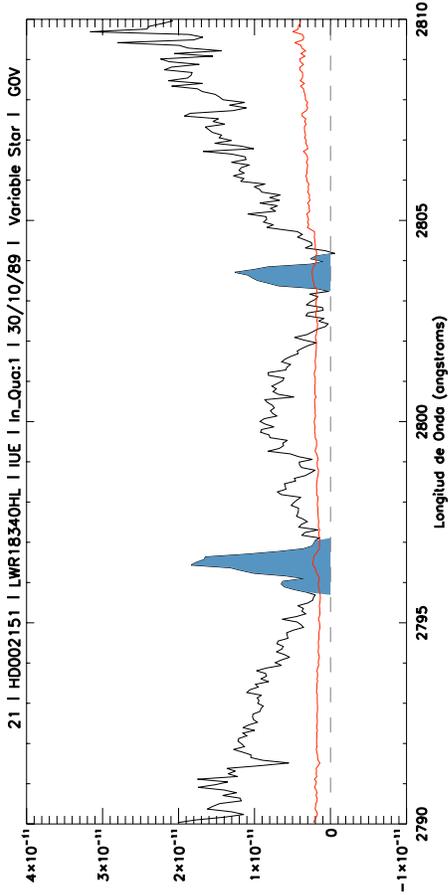
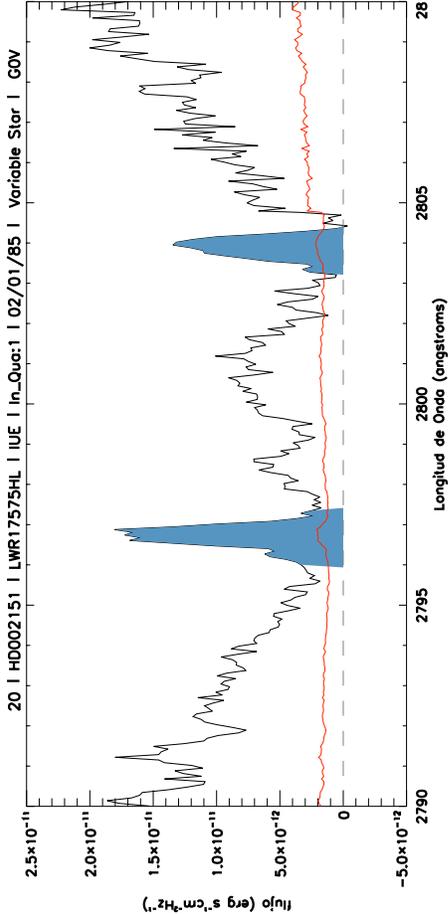
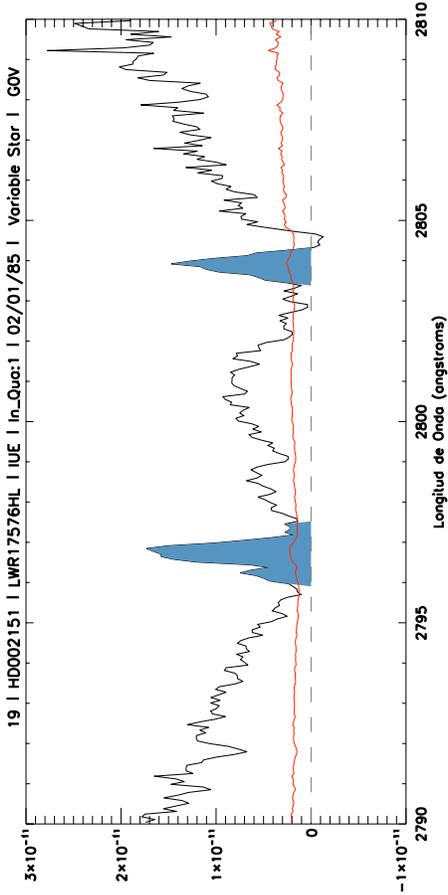
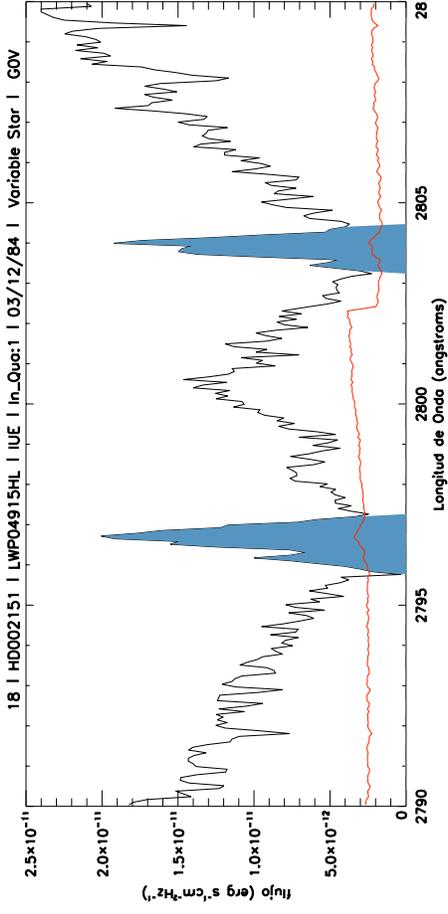
1. No. de espectro
2. Nombre HD
3. Nombre del archivo fits
4. Mision con la que se observo el espectro
5. Indice de Calidad
6. Fecha de observación, (dd/mm/aa)
7. Tipo de objeto estelar
8. Clase espectral

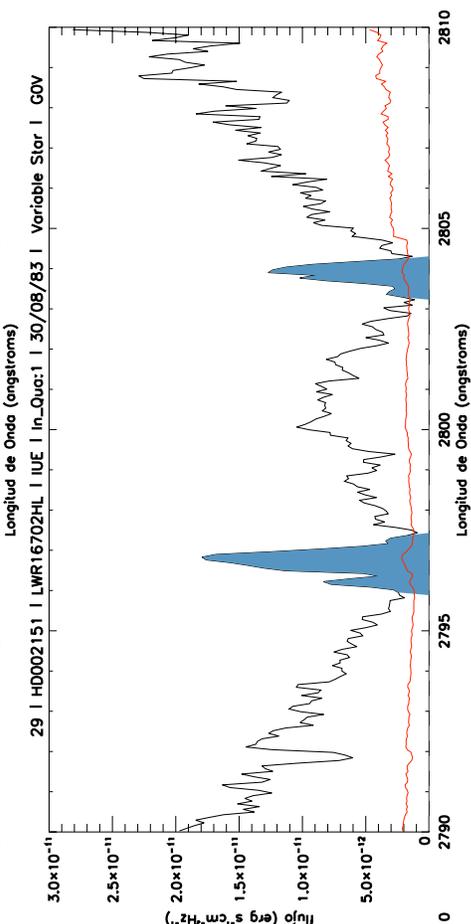
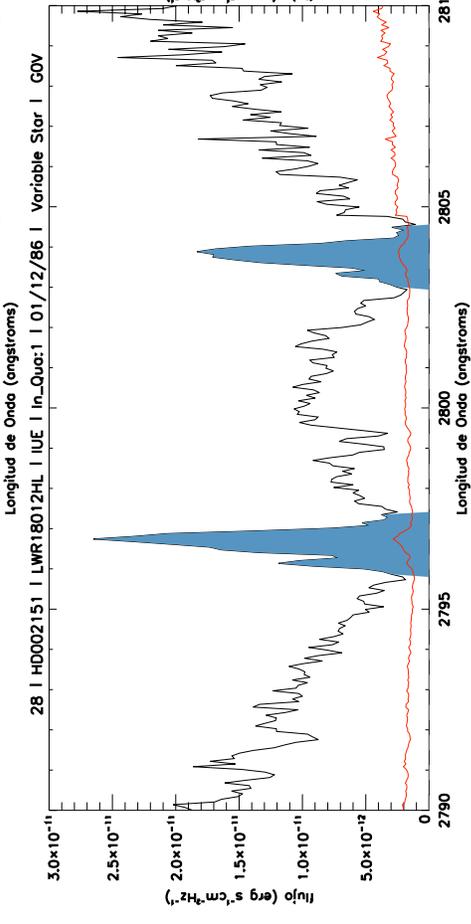
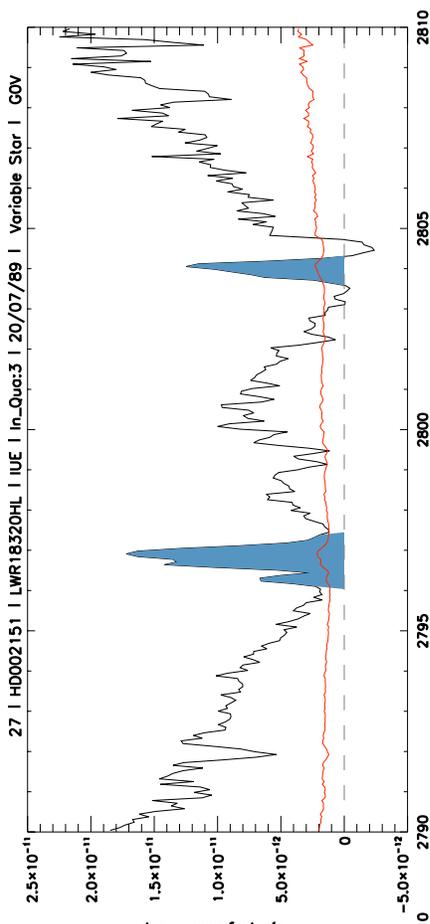
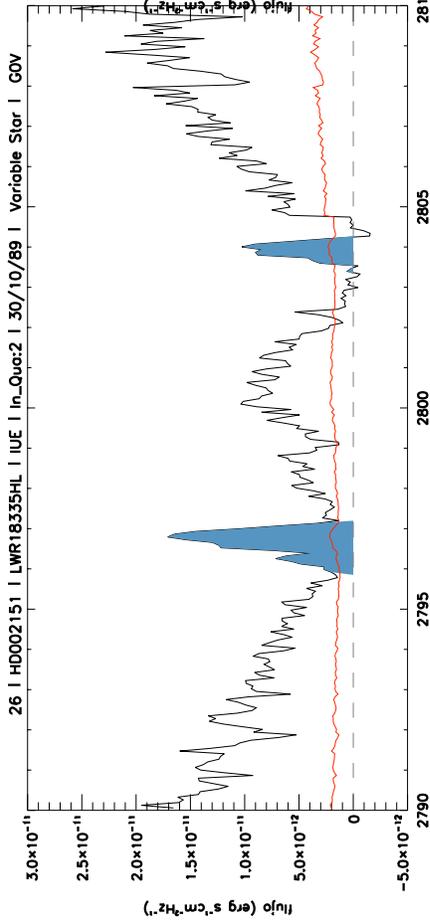
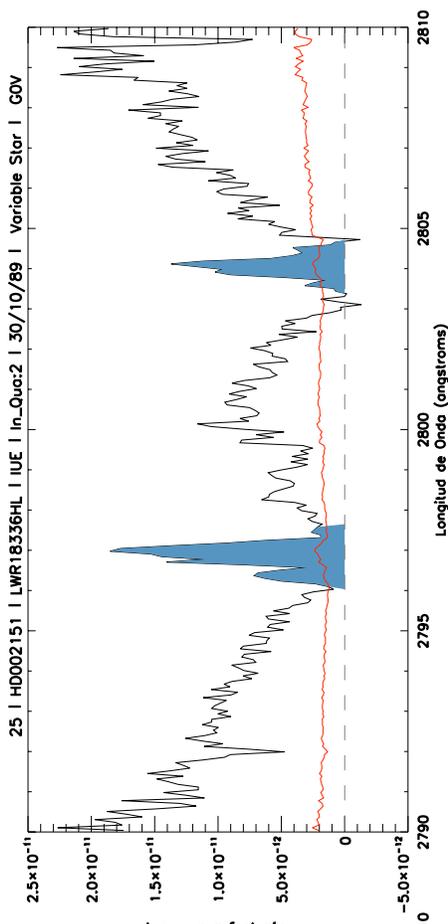
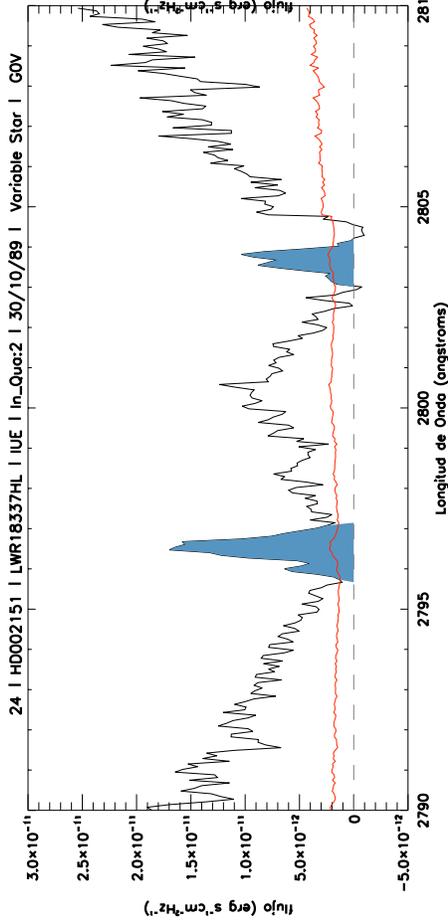
Respecto al Indice de Calidad, este consiste en una escala arbitraria del 1 al 4, donde 1 son los mejores espectros y 4 los peores. Los espectros con un código de calidad 4, no se han utilizado en el análisis del trabajo puesto que consideramos que tiene un porcentaje de error muy grande. A veces el nivel del continuo esta muy por debajo del nivel de flujo cero, esto parece un problema en la calibración INES. Esto no sucede para ninguno de los espectros del HST.

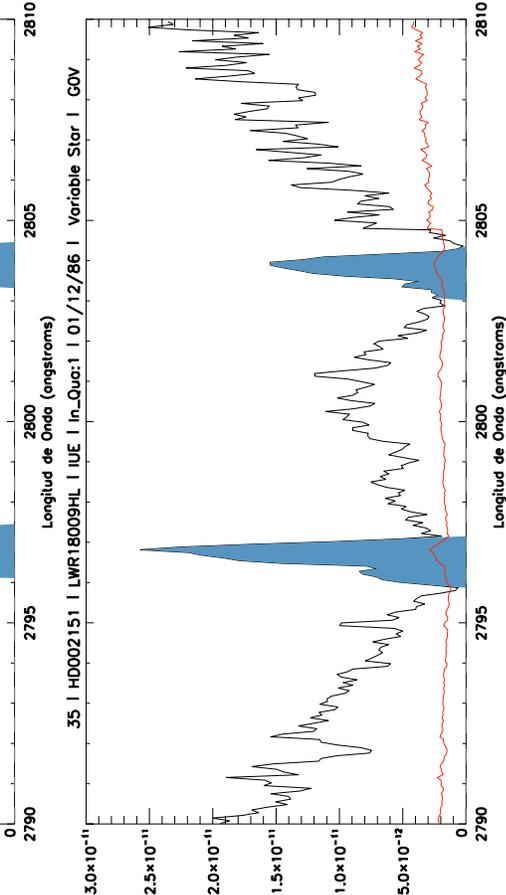
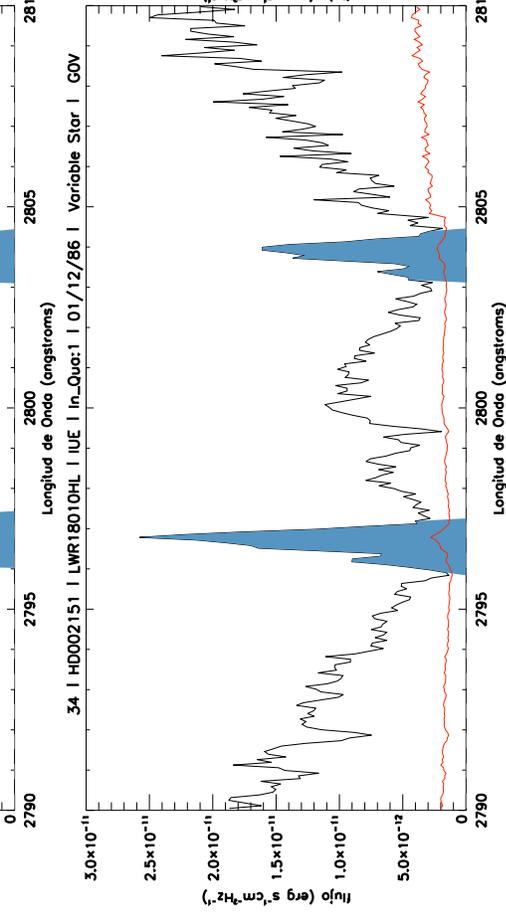
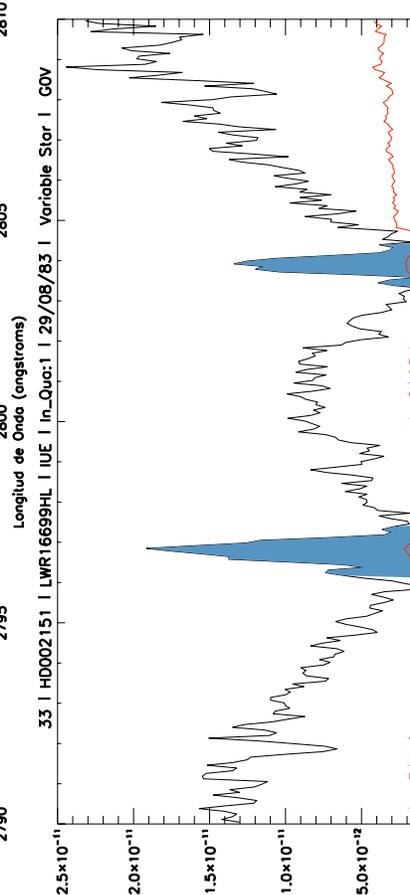
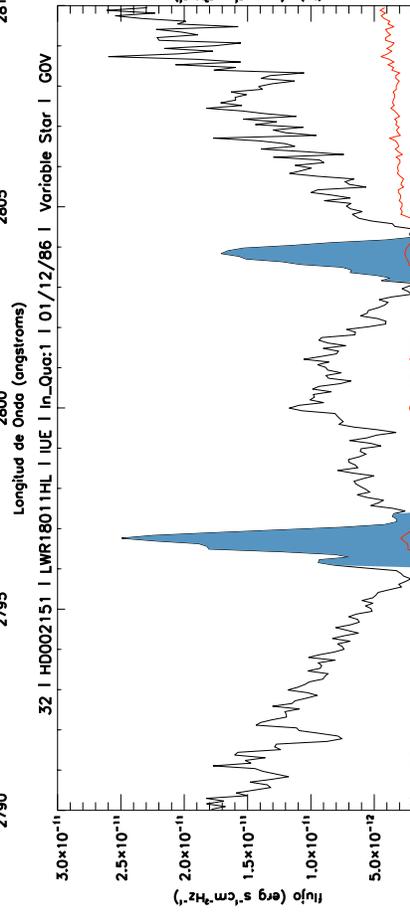
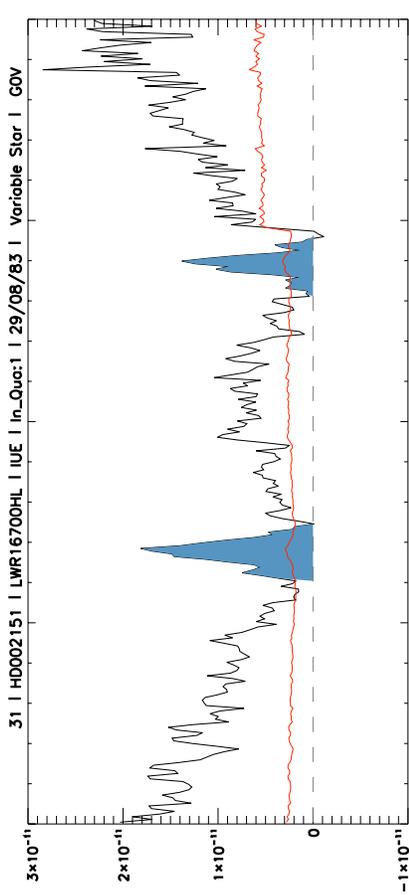
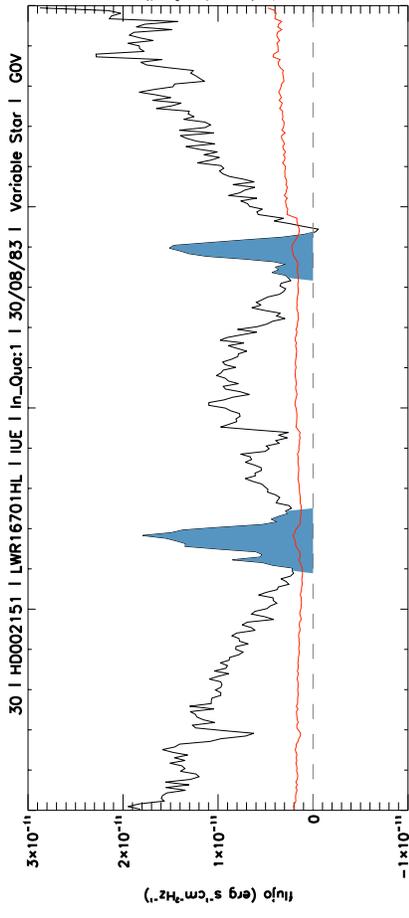


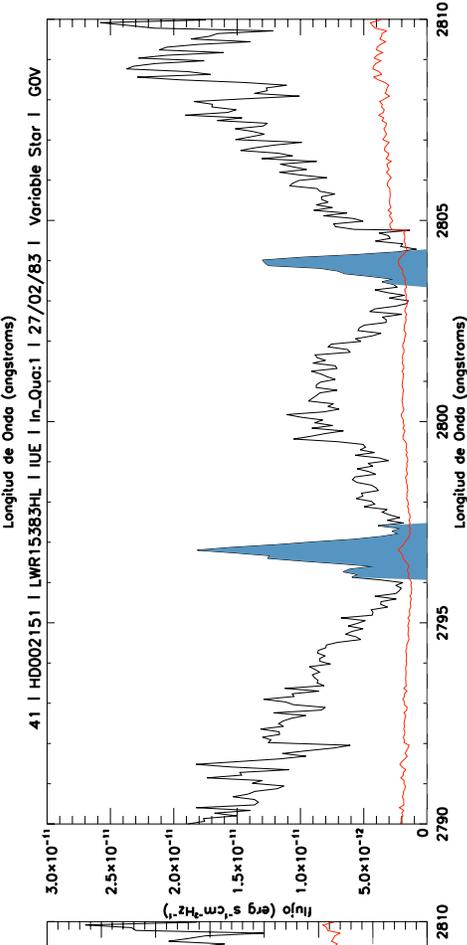
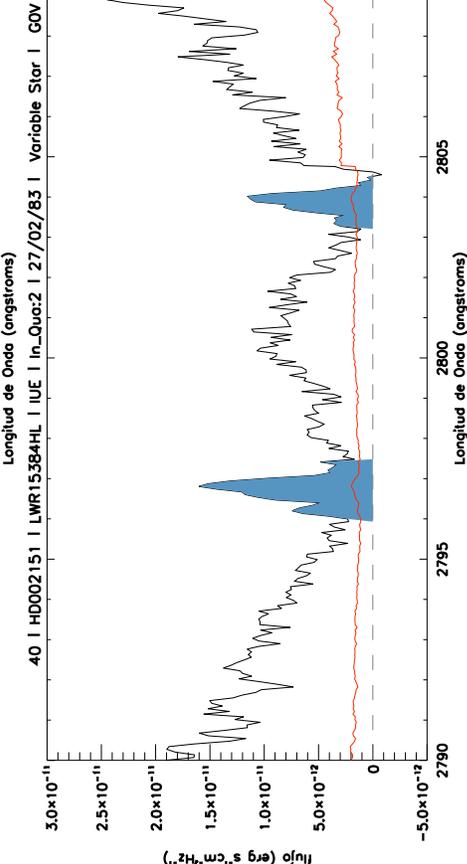
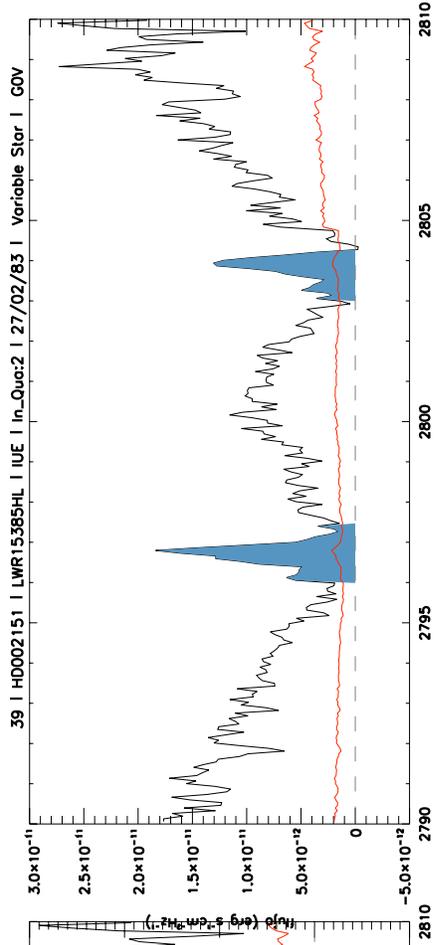
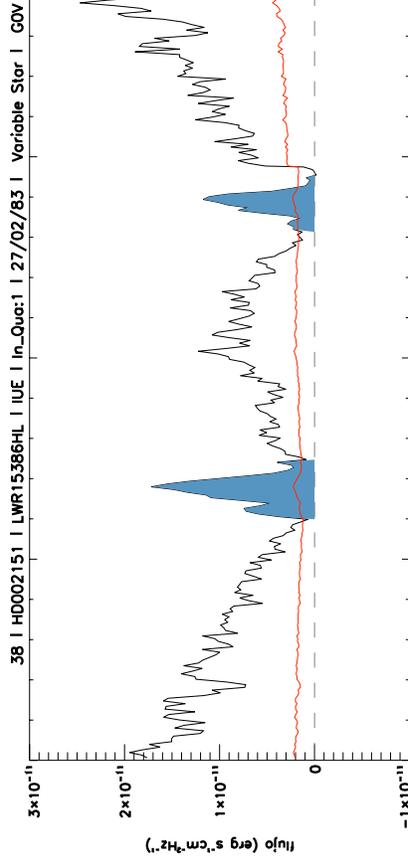
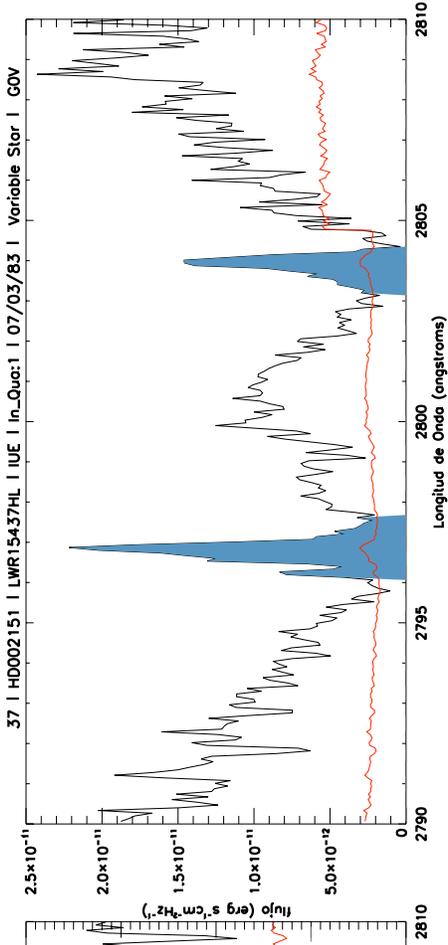
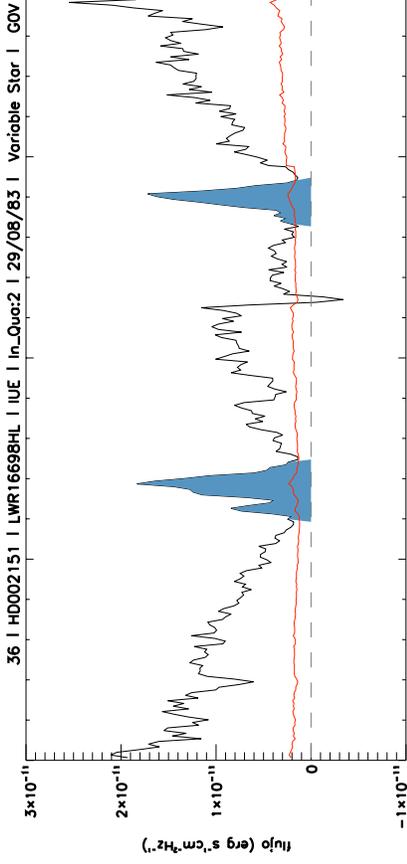


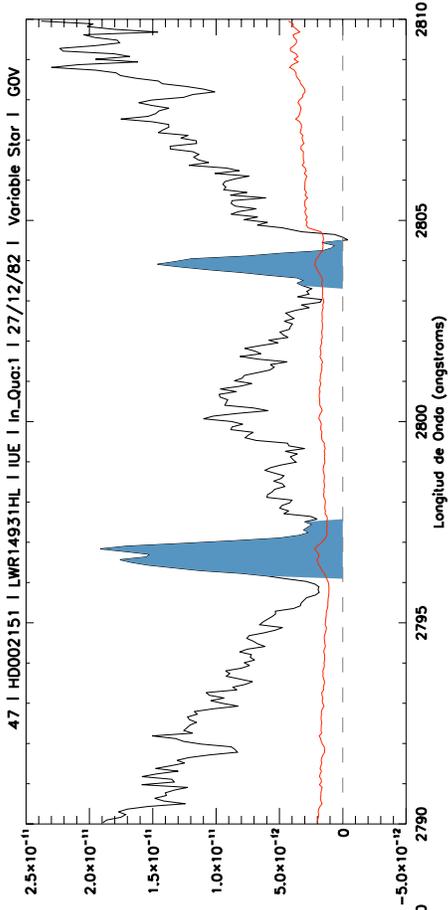
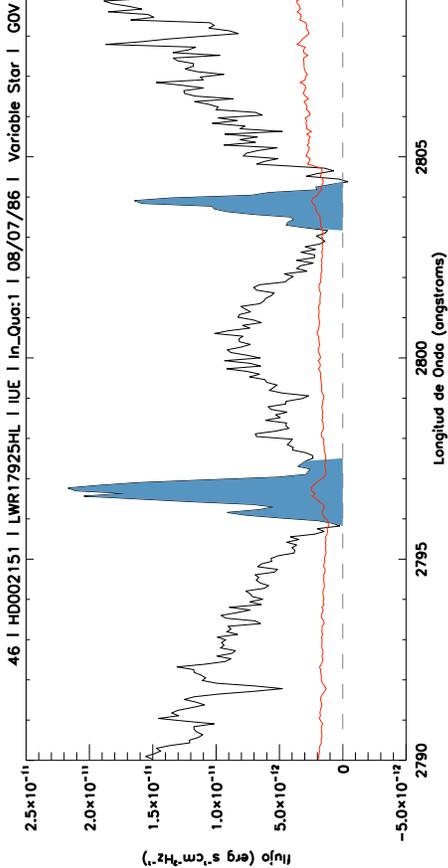
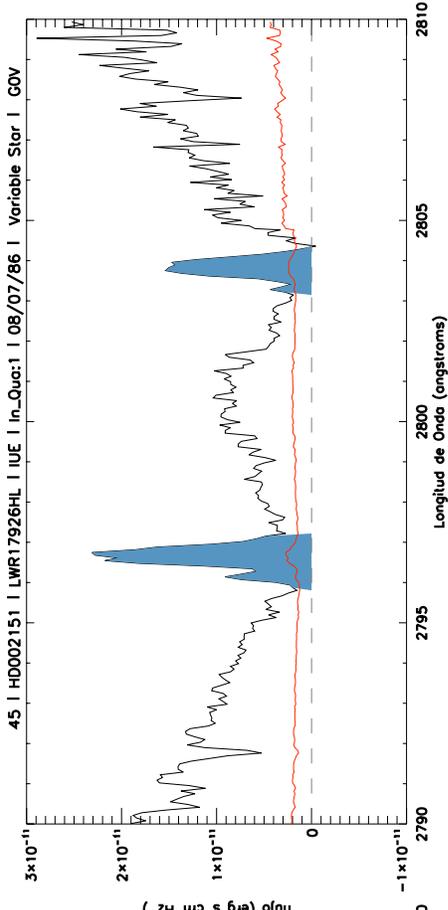
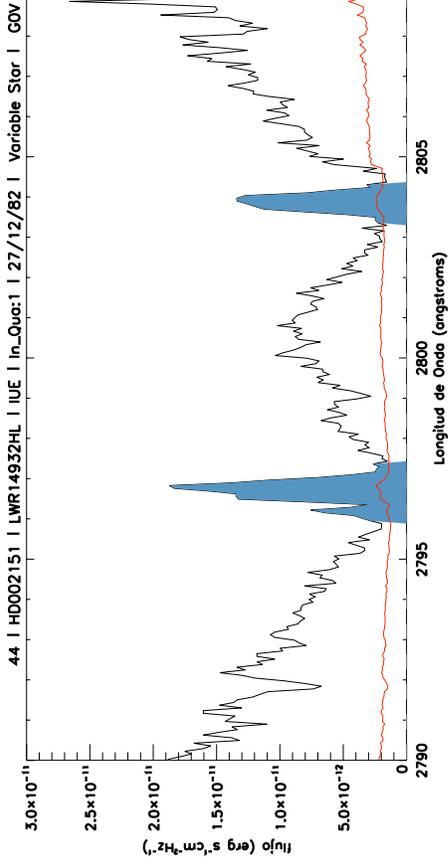
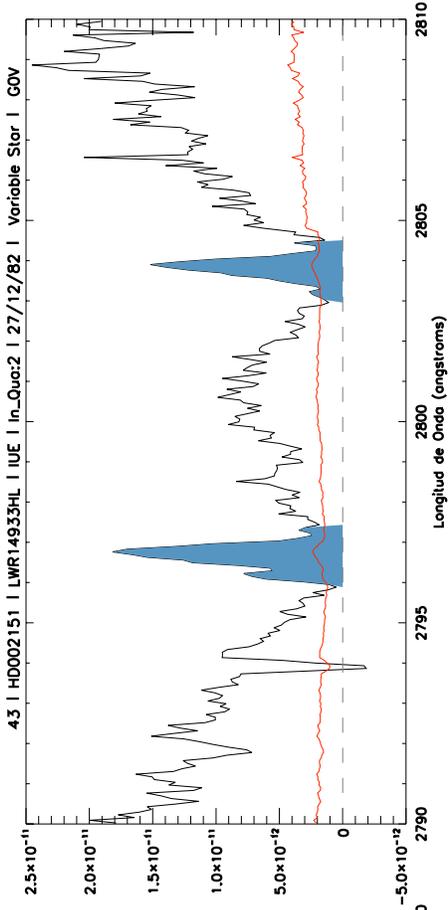
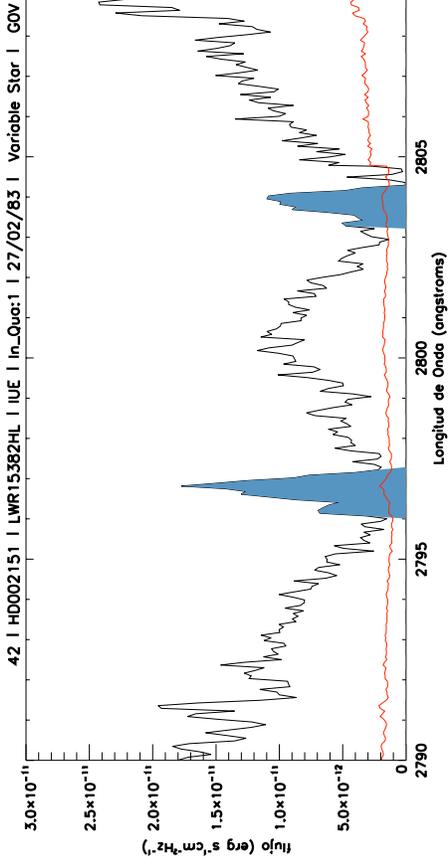


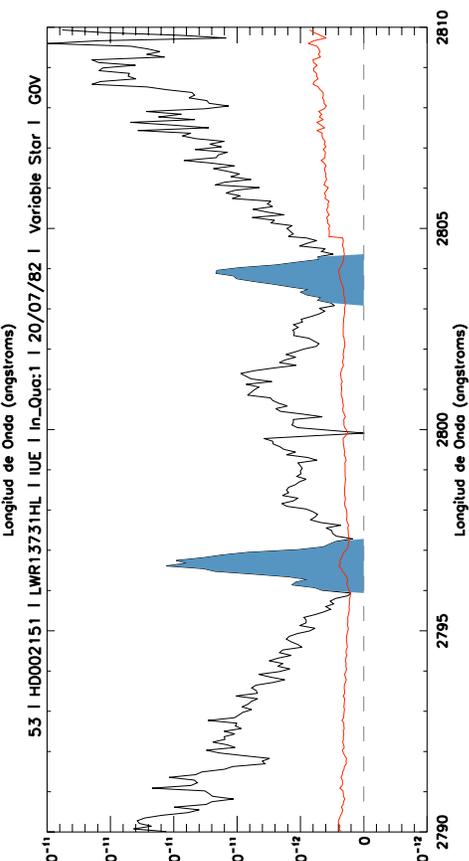
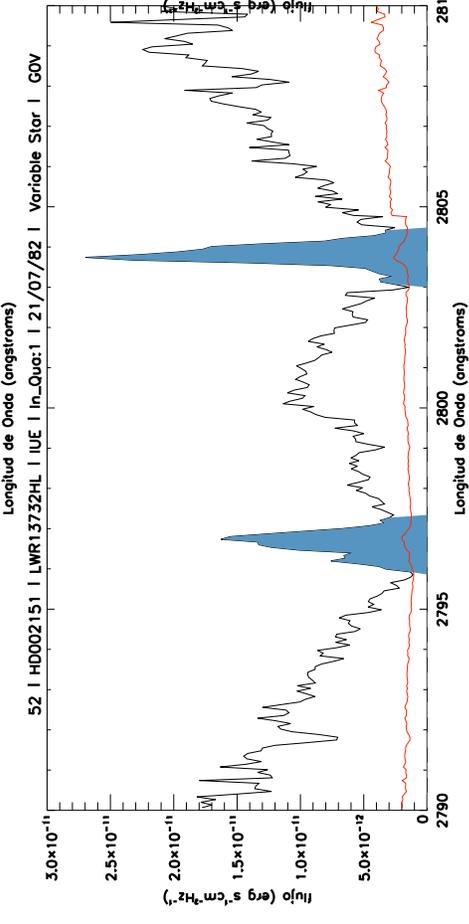
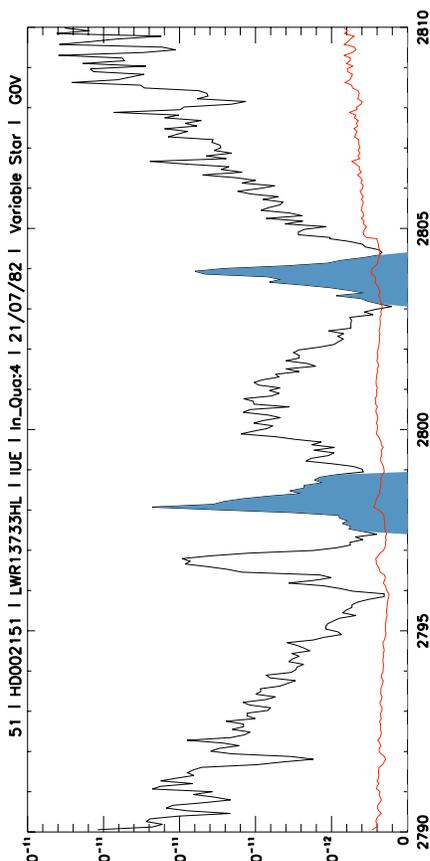
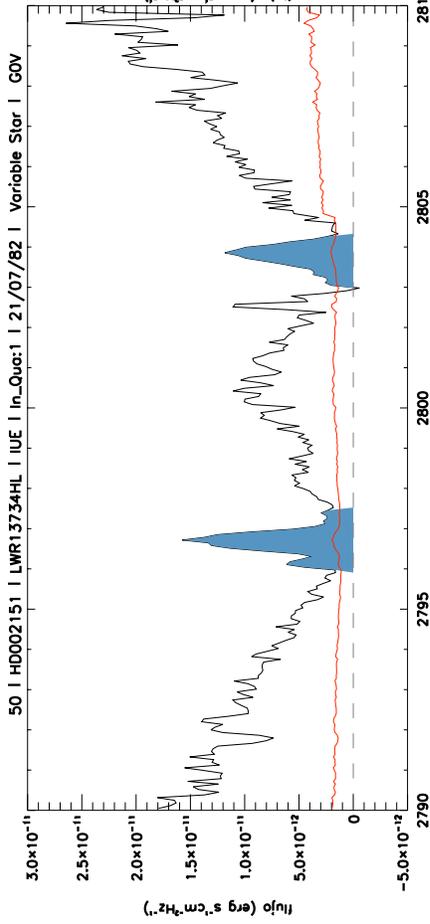
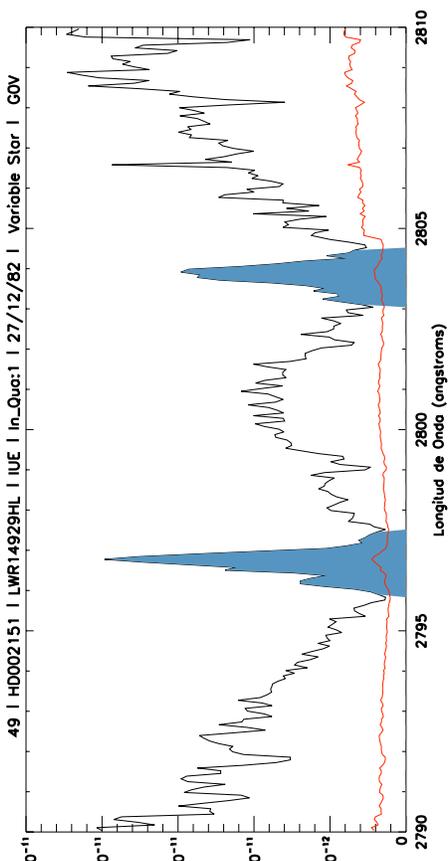
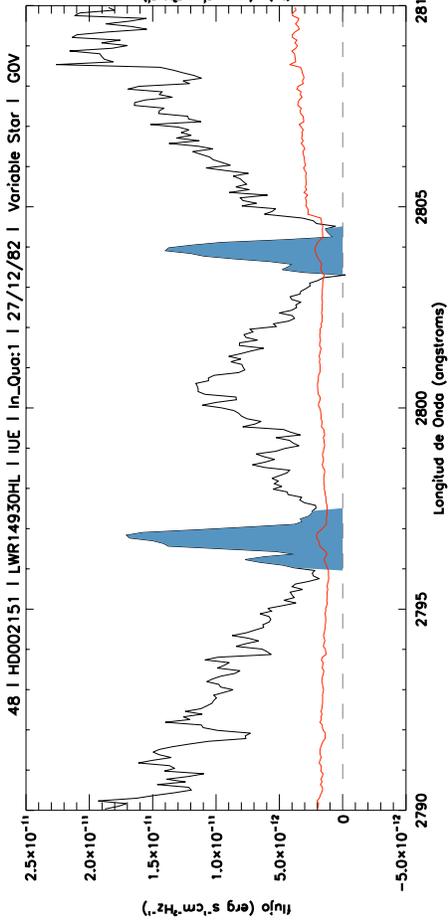


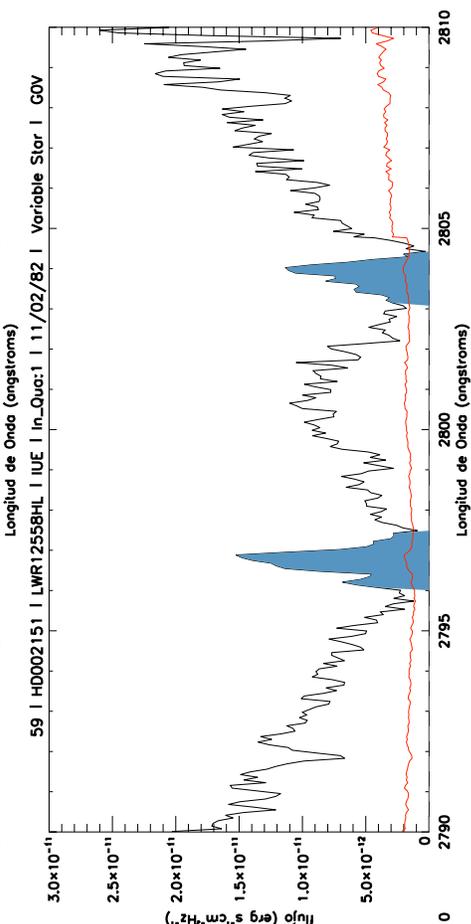
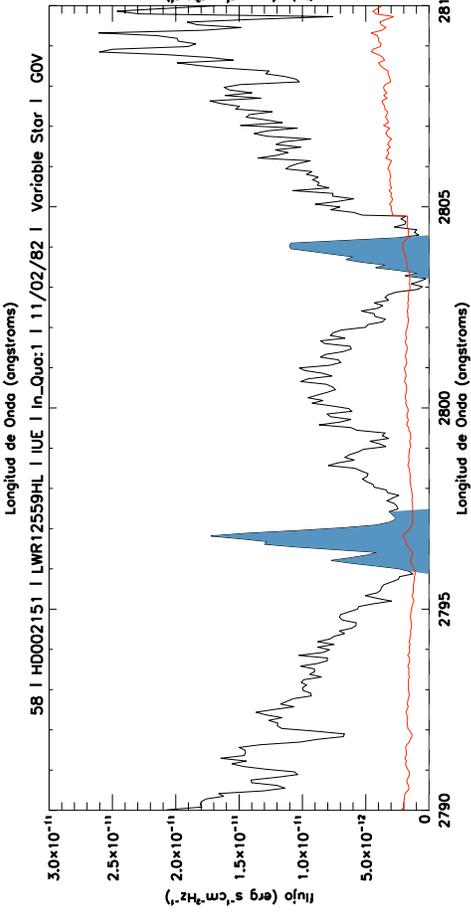
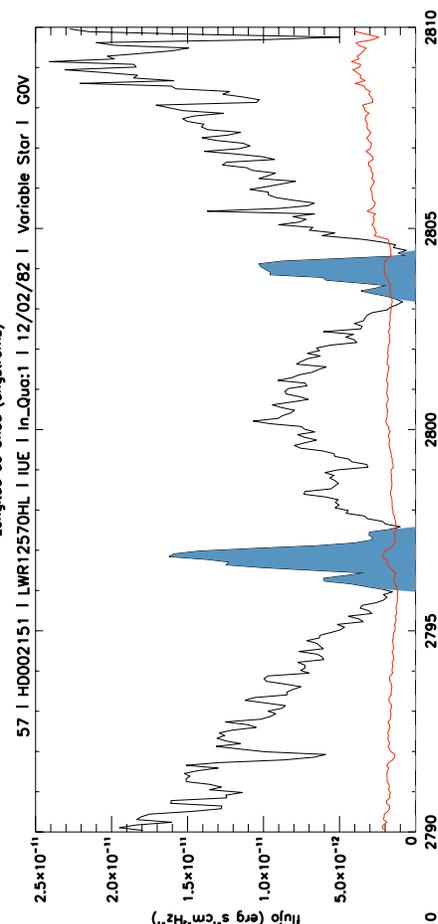
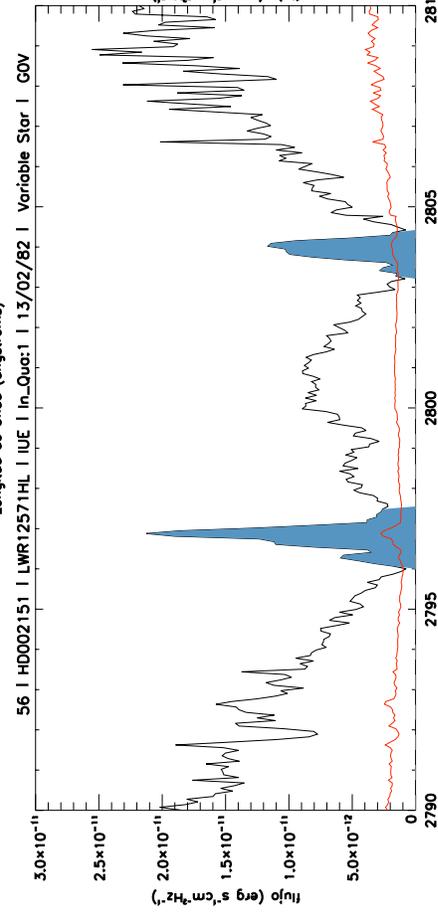
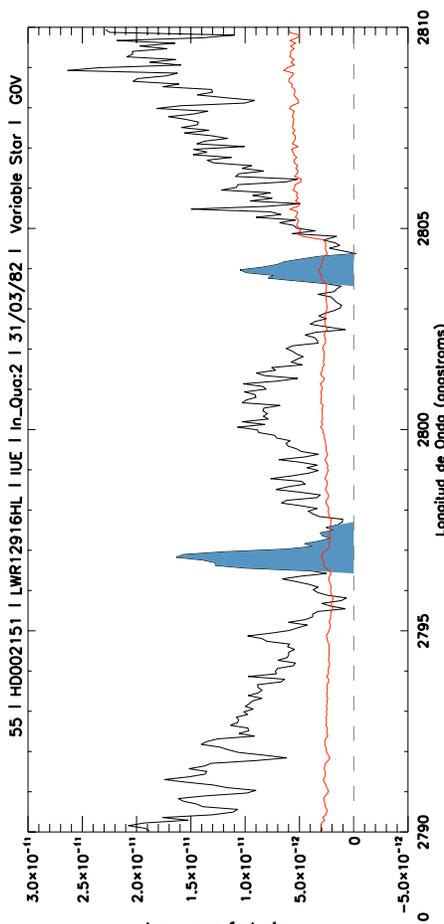
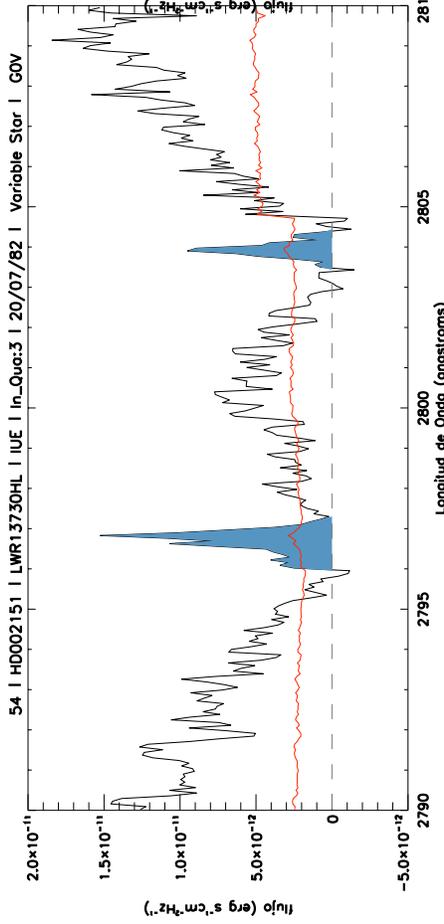


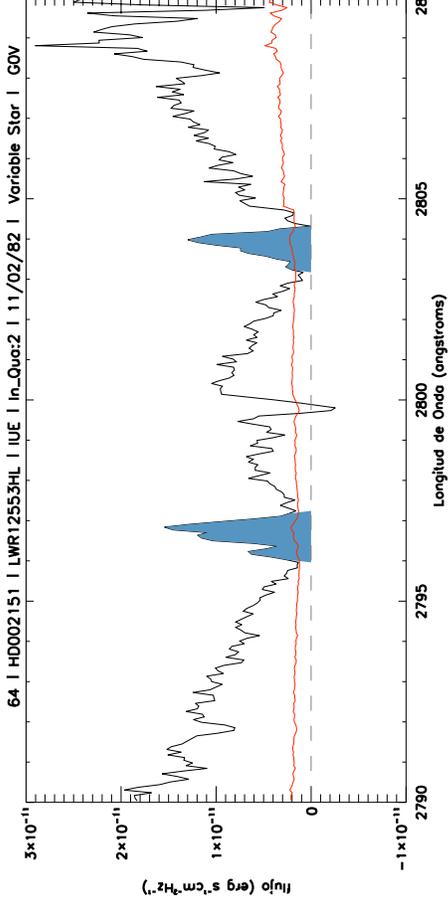
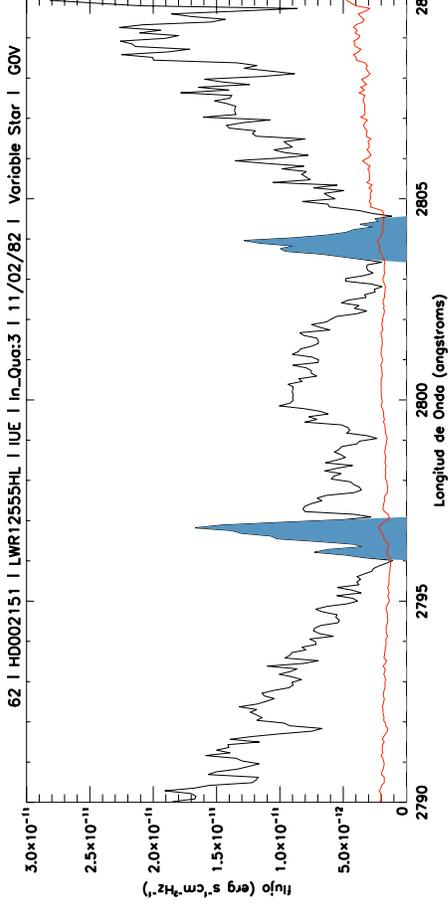
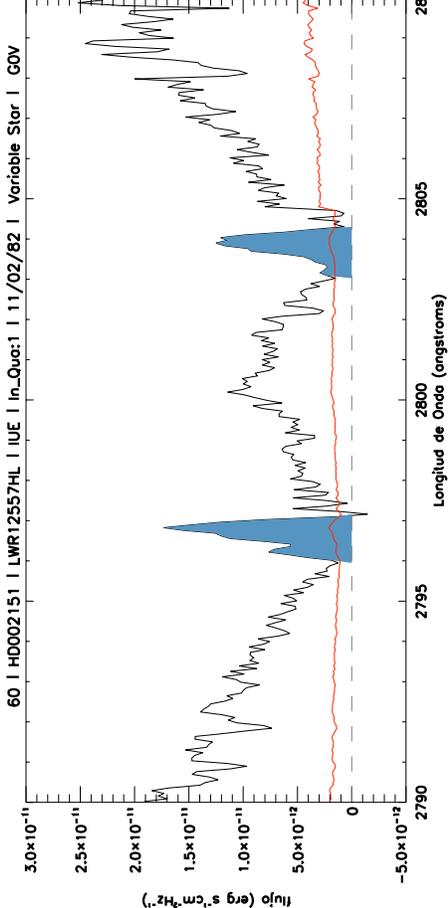
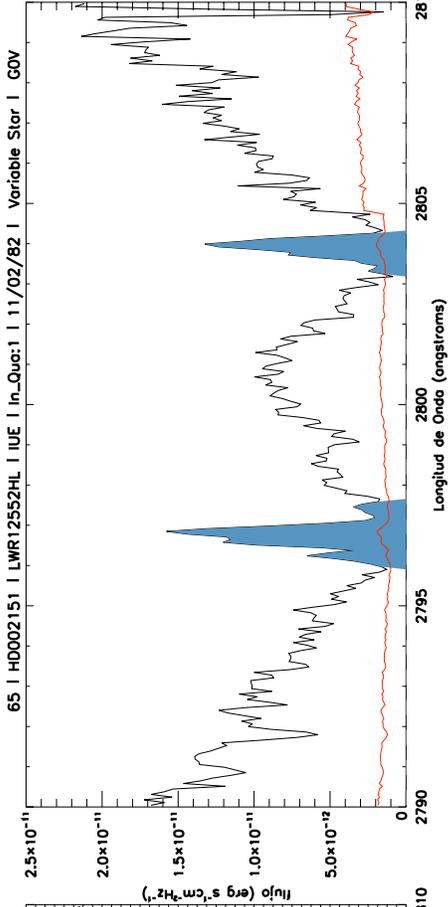
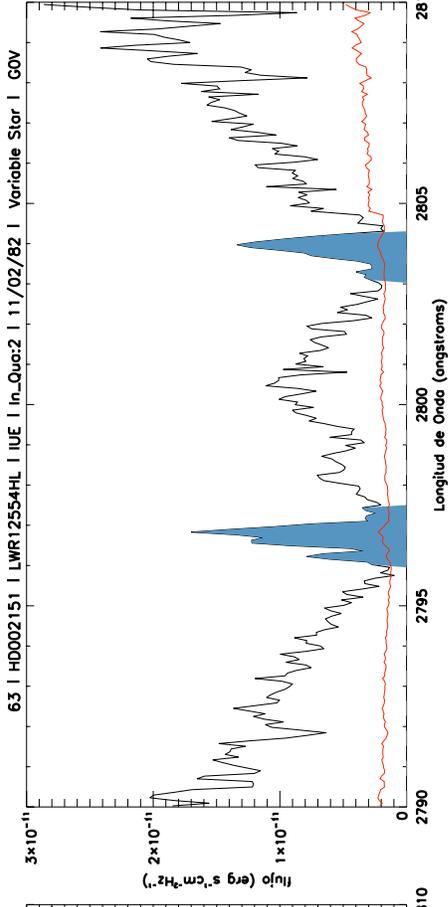
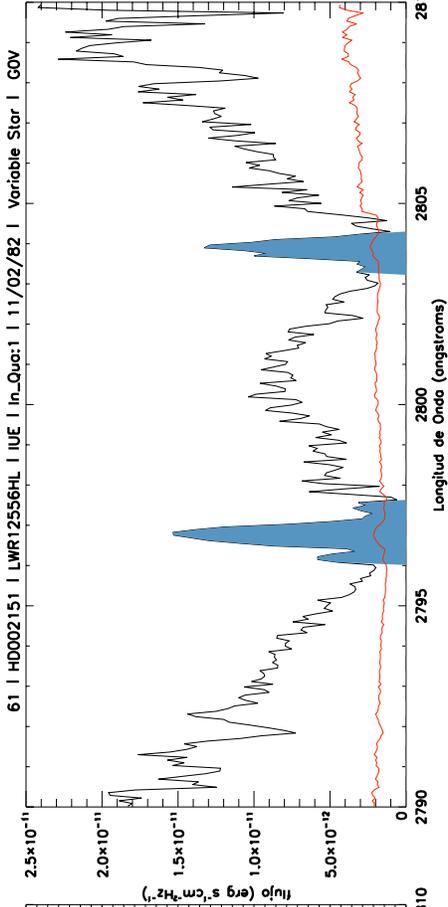


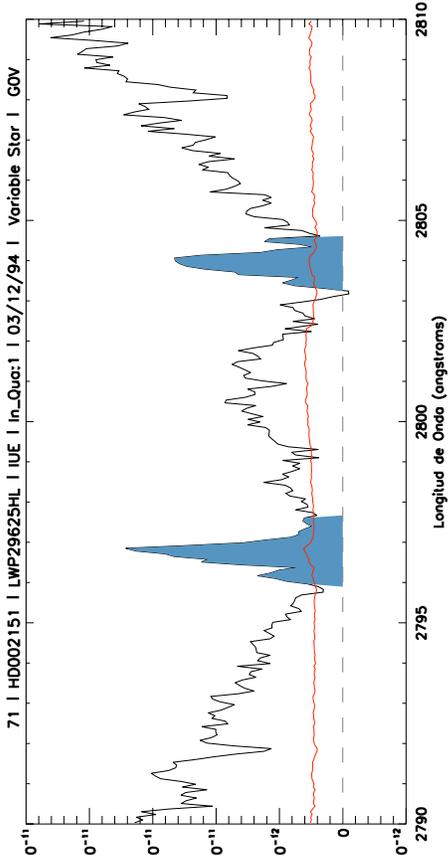
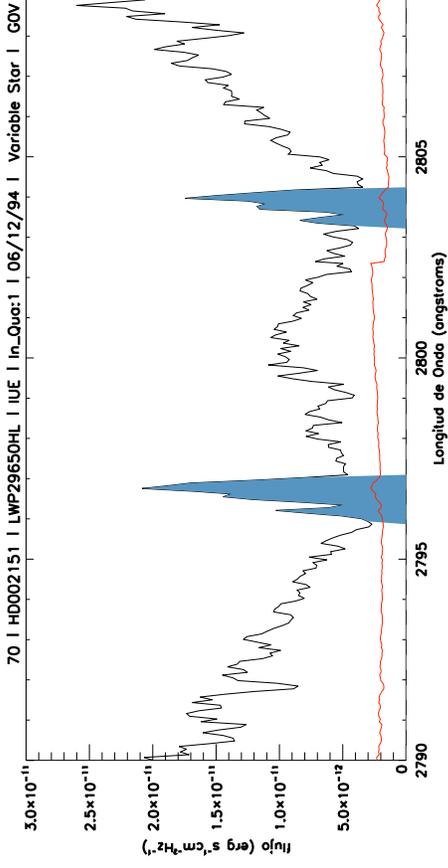
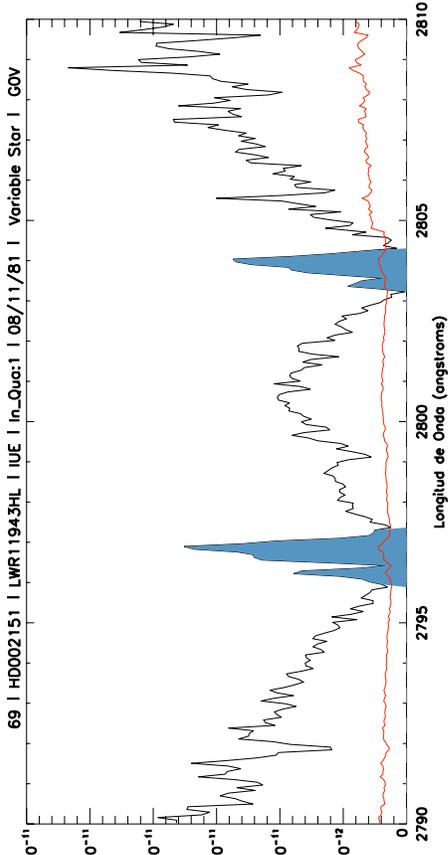
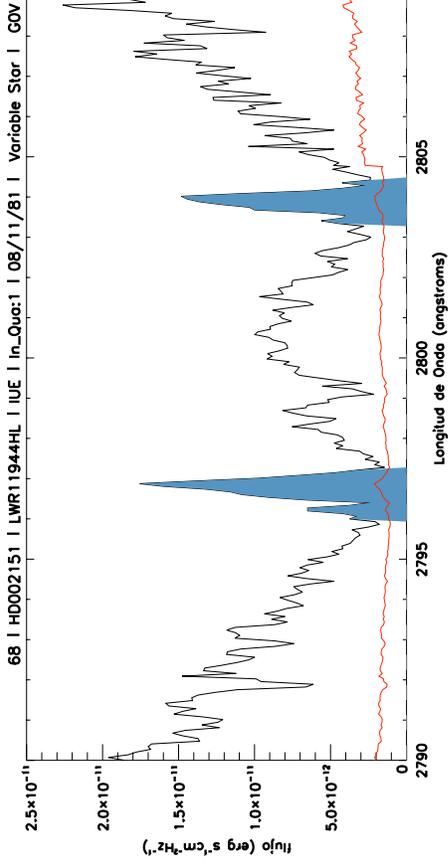
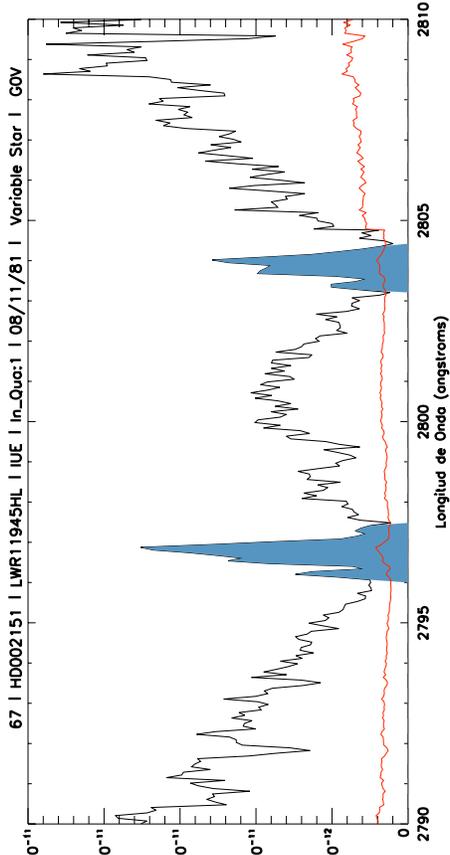
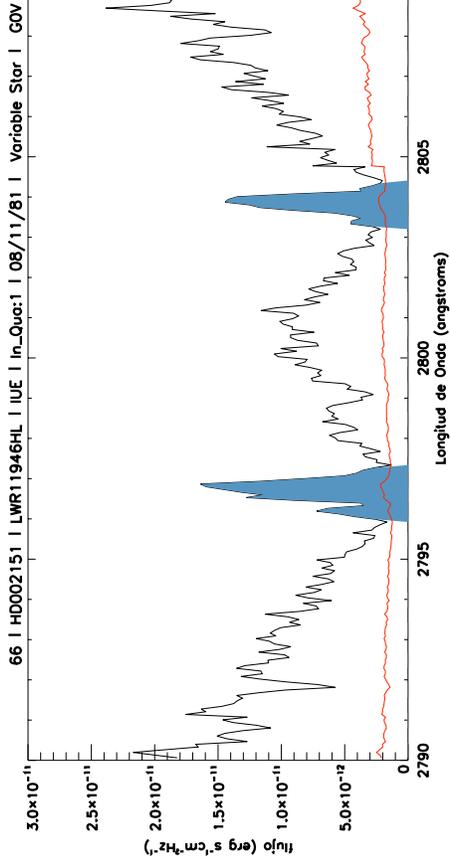


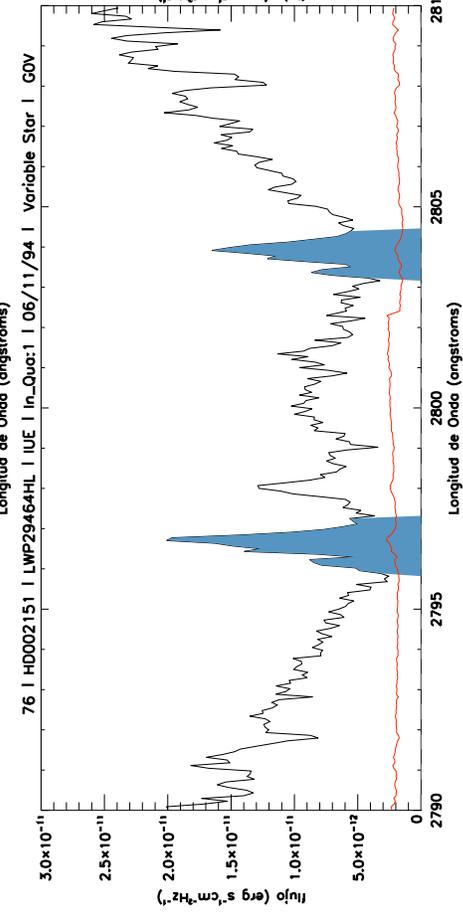
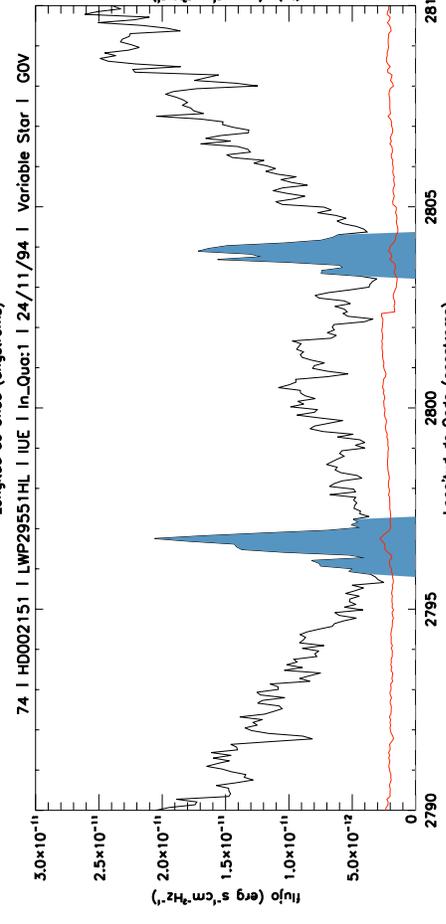
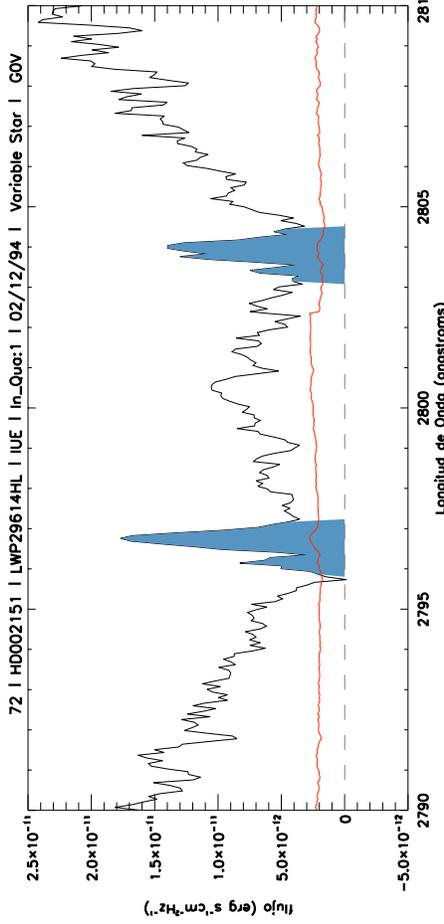
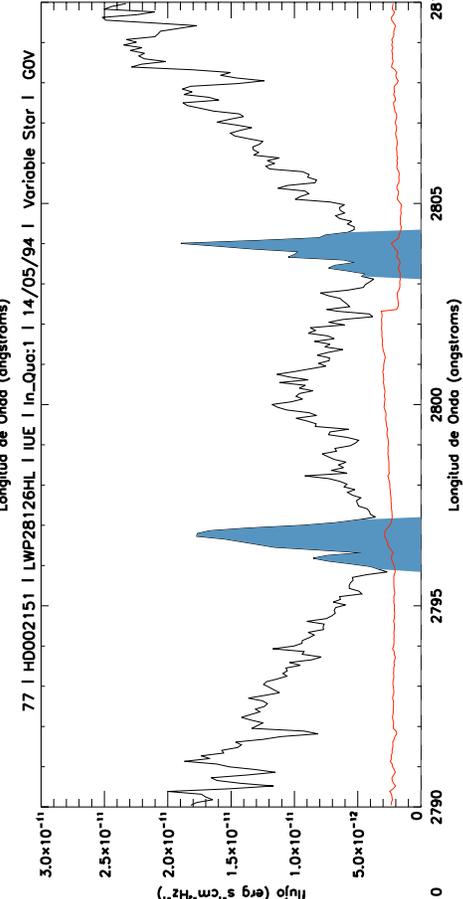
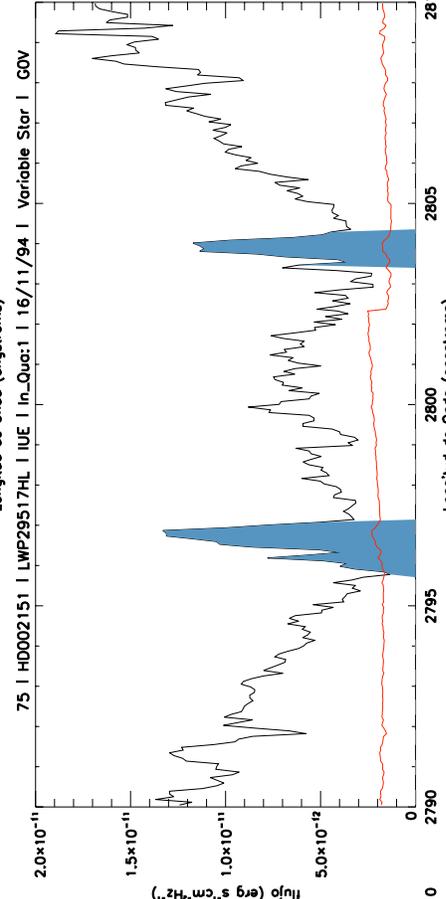
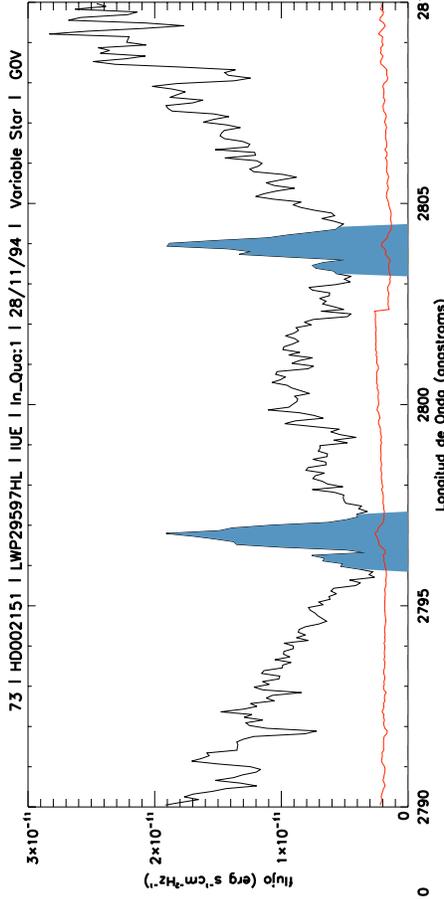


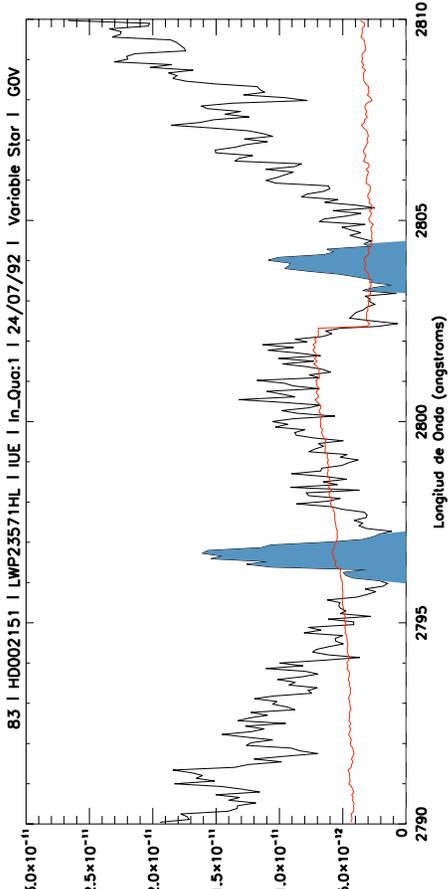
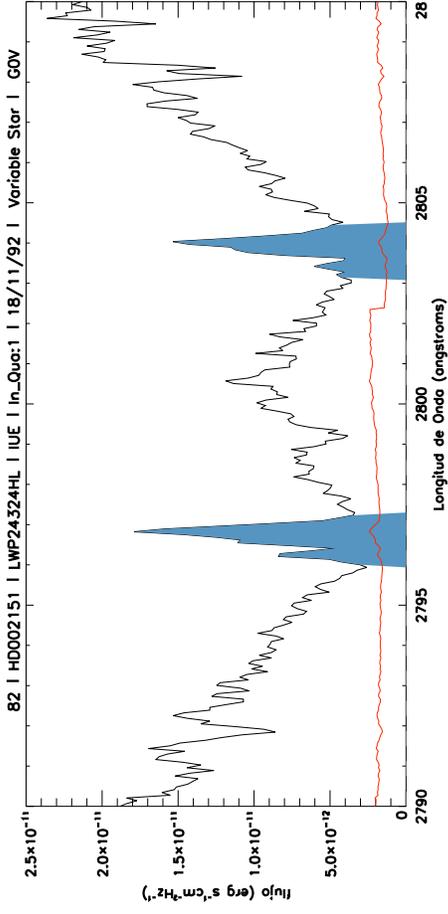
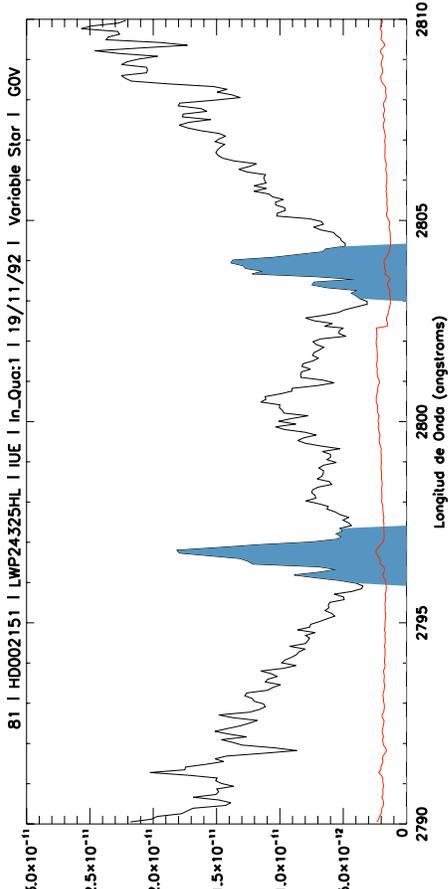
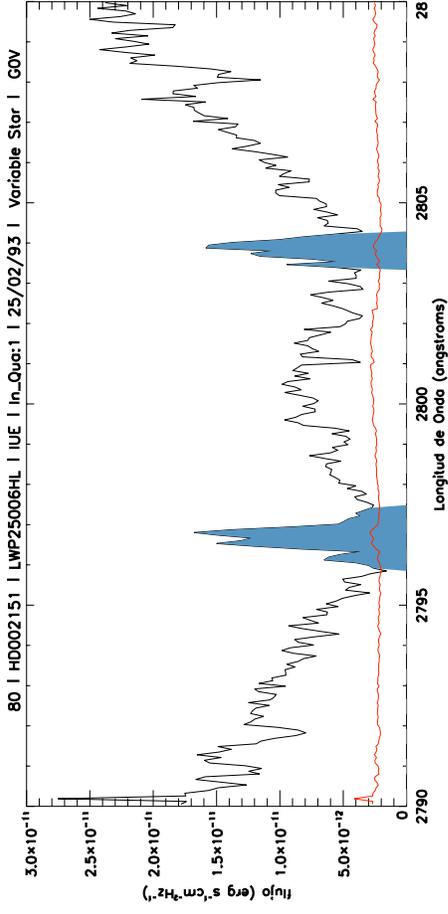
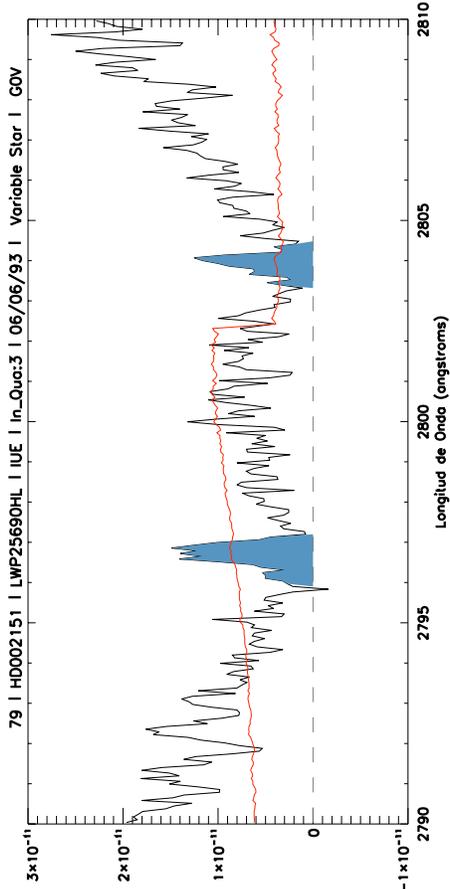
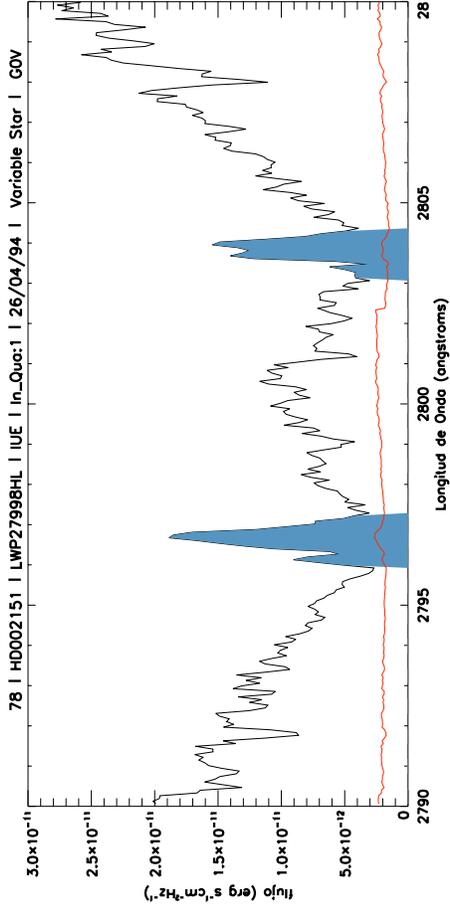


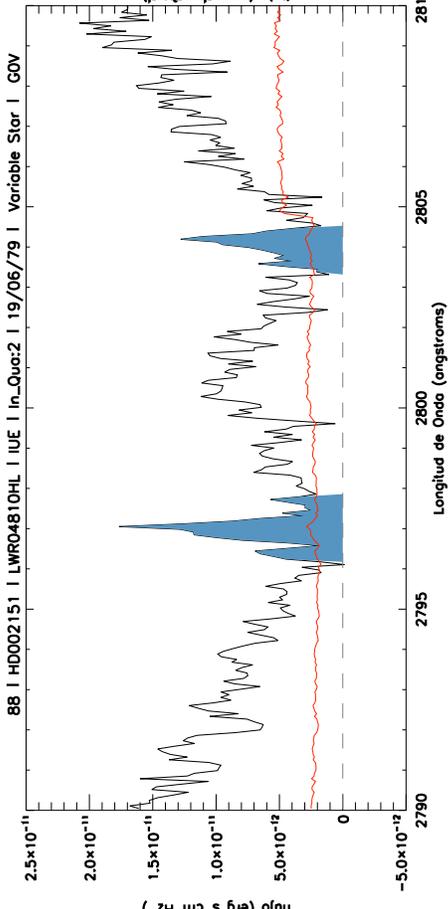
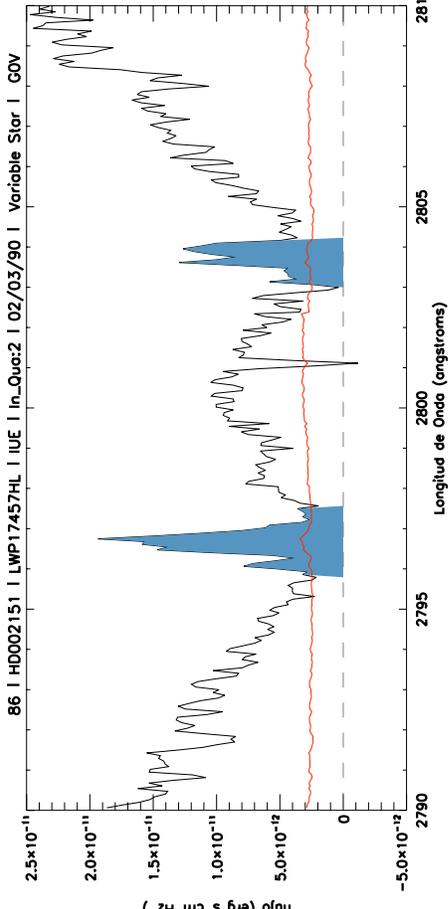
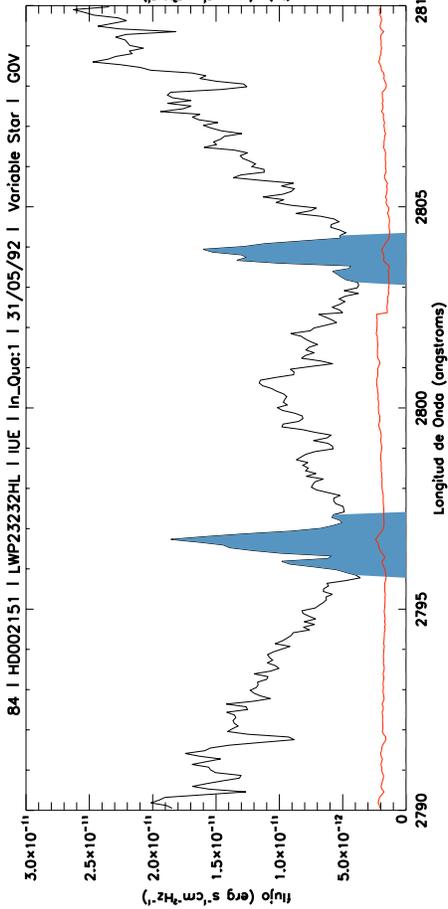
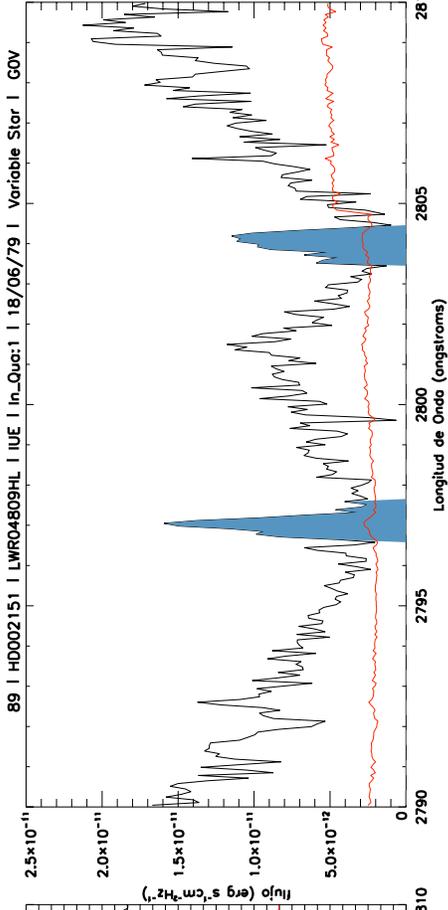
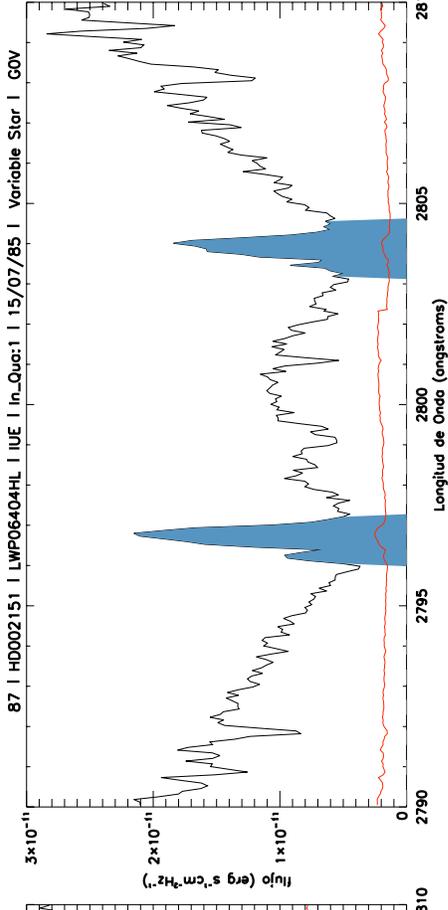
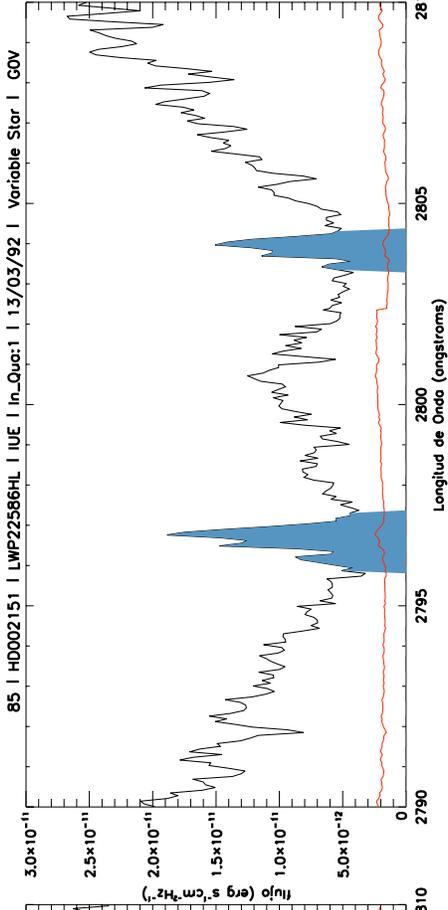




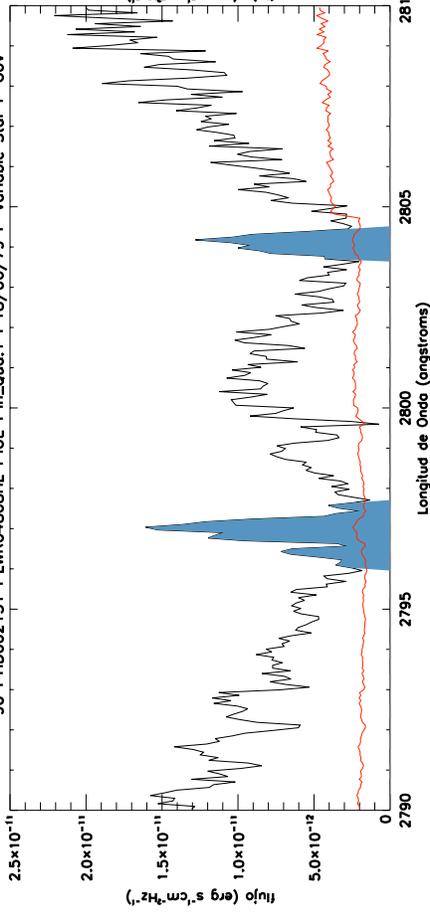




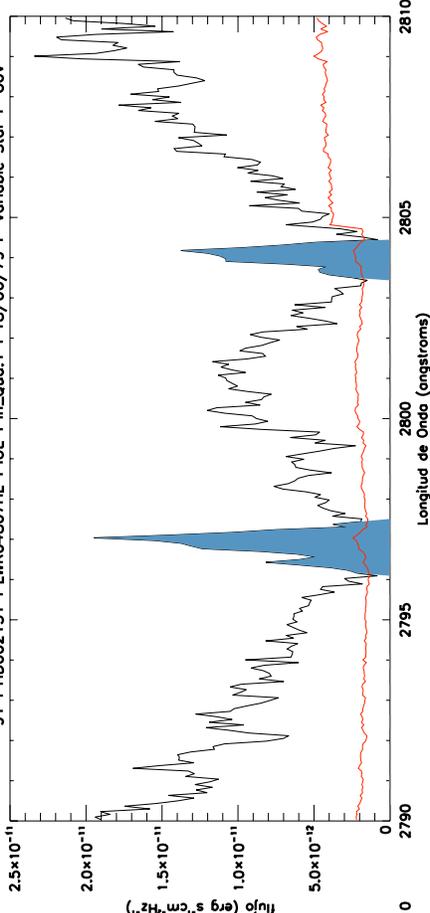




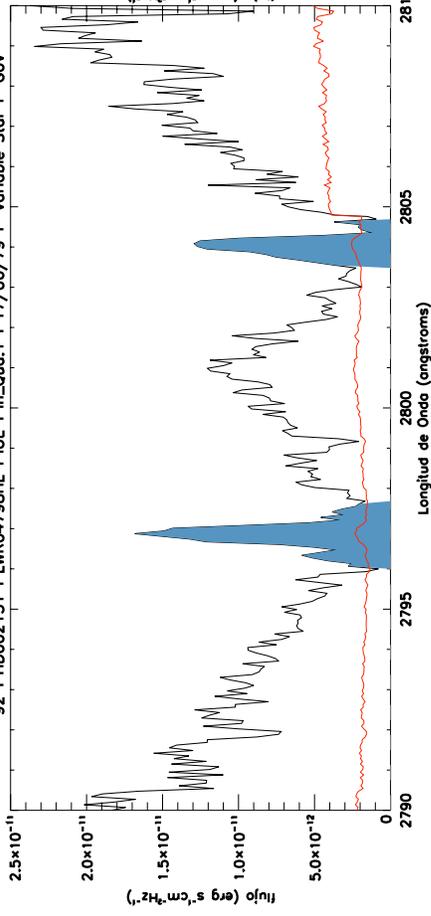
90 | HD002151 | LWR04808HL | IUE | In_Qua:1 | 18/06/79 | Variable Star | GOV



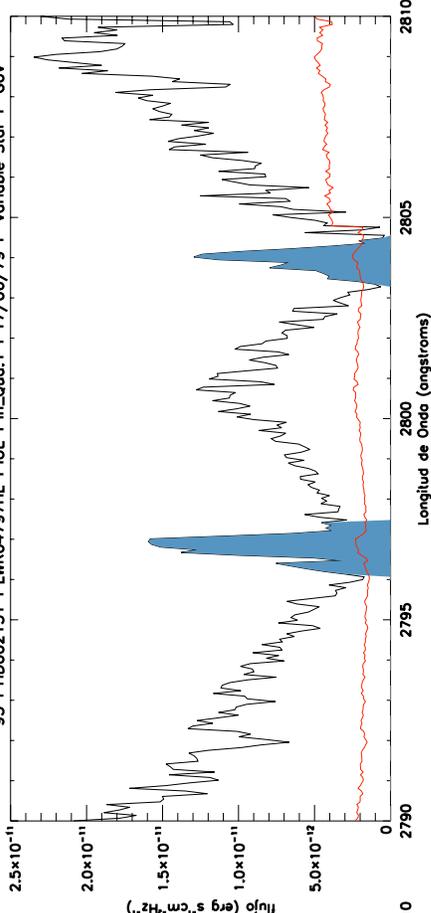
91 | HD002151 | LWR04807HL | IUE | In_Qua:1 | 18/06/79 | Variable Star | GOV



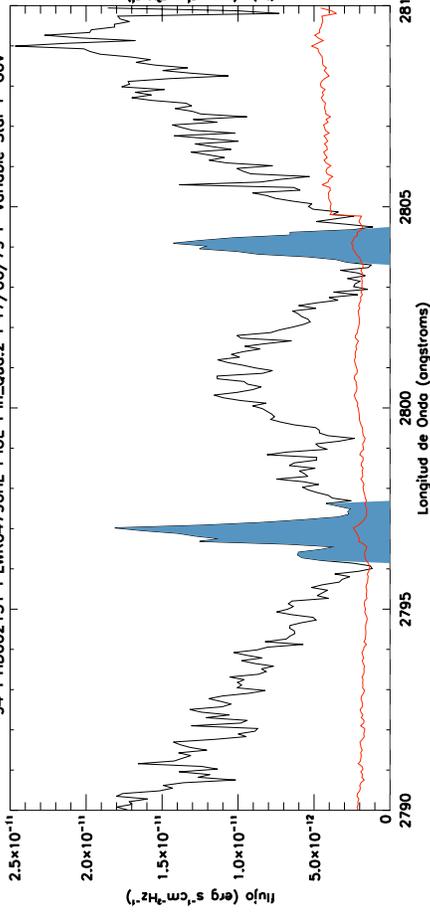
92 | HD002151 | LWR04798HL | IUE | In_Qua:1 | 17/06/79 | Variable Star | GOV



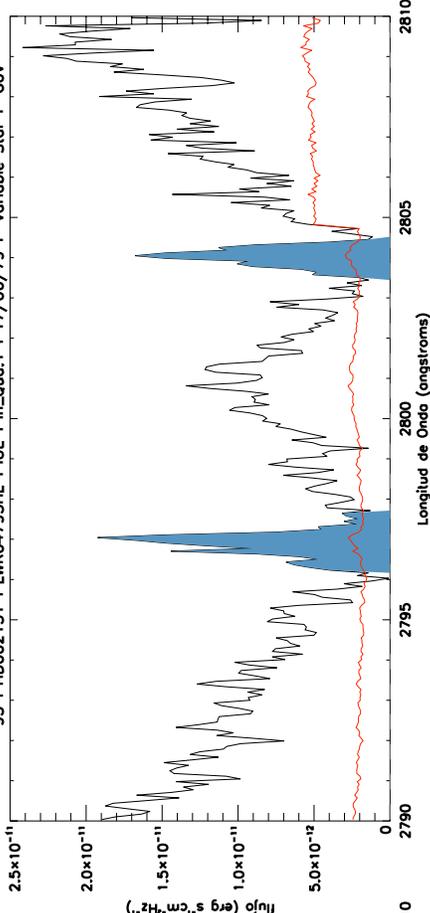
93 | HD002151 | LWR04797HL | IUE | In_Qua:1 | 17/06/79 | Variable Star | GOV

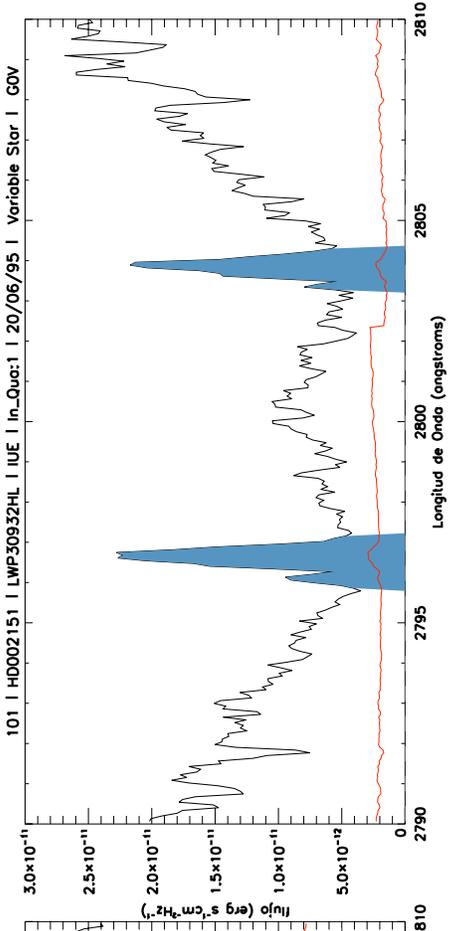
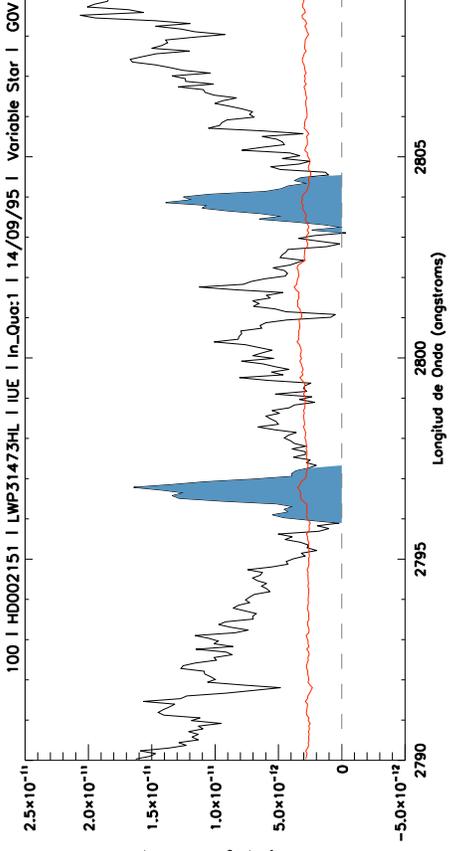
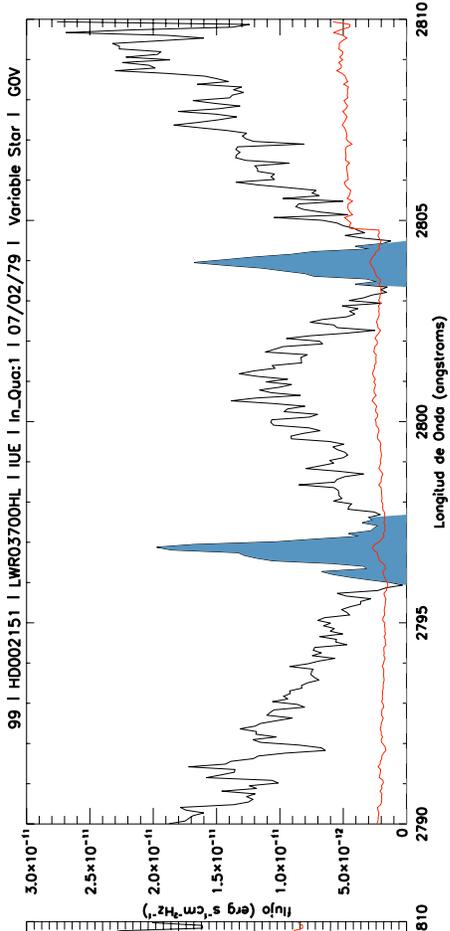
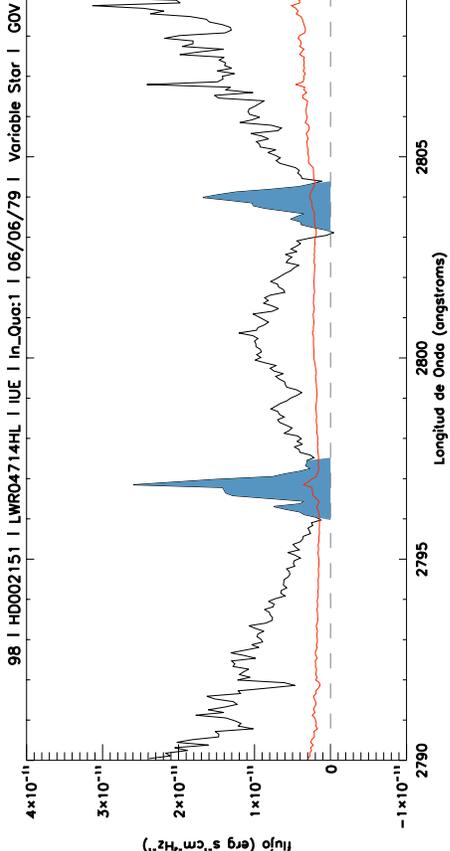
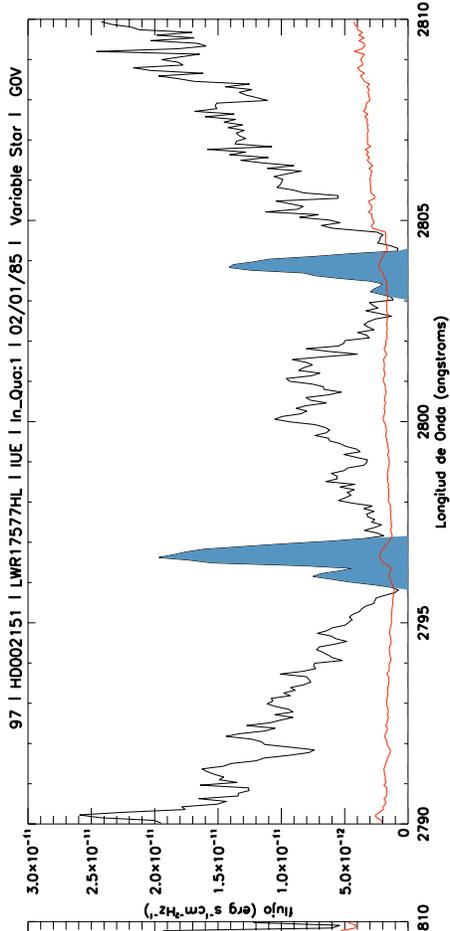
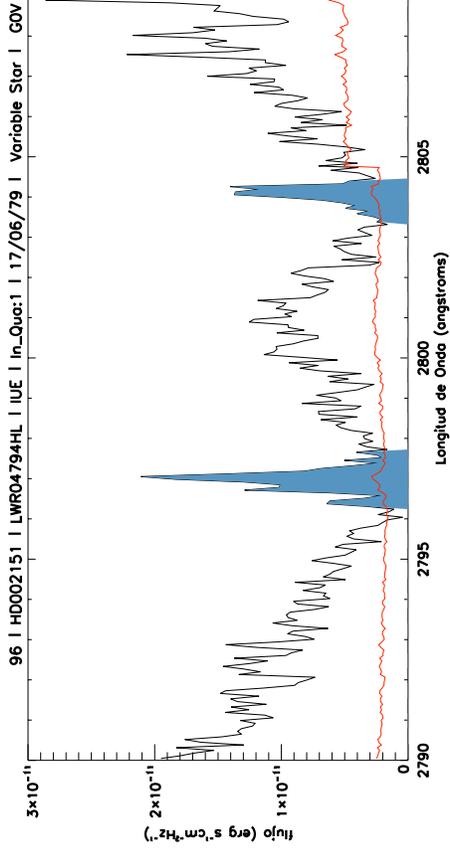


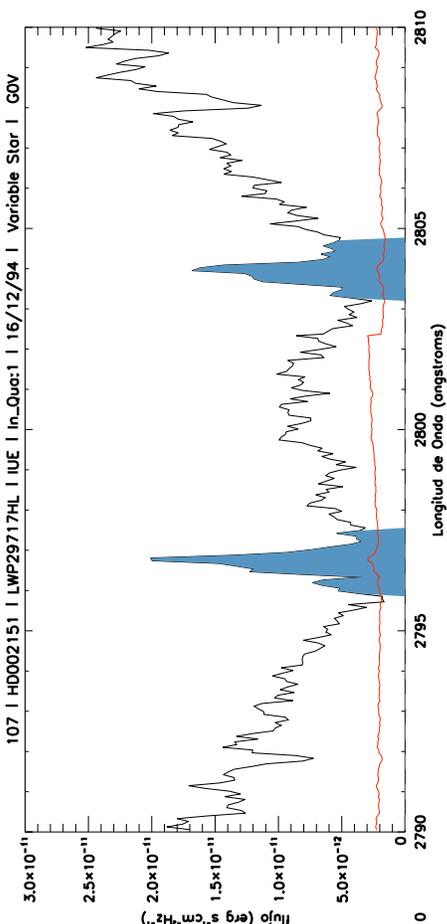
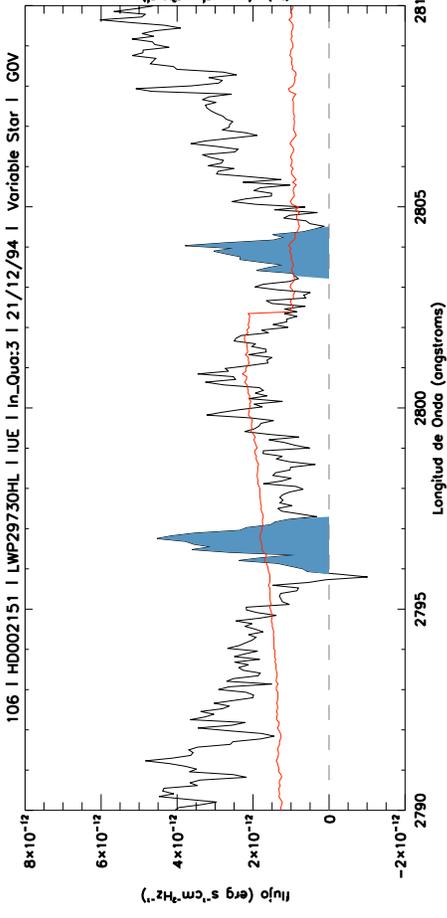
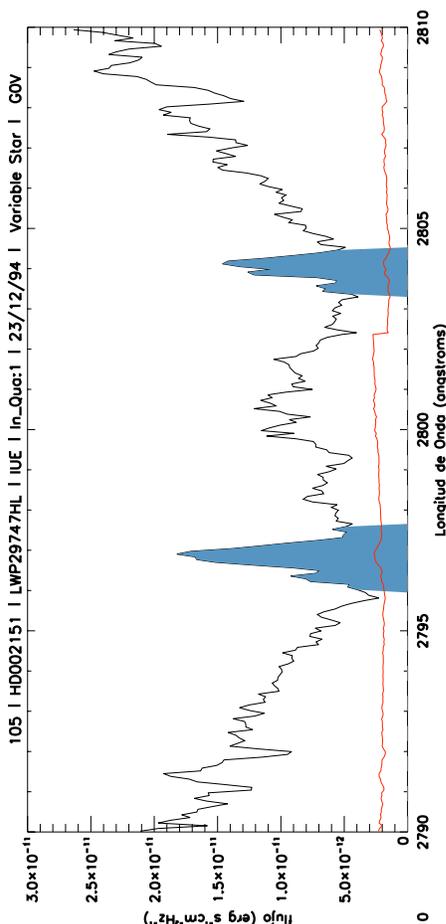
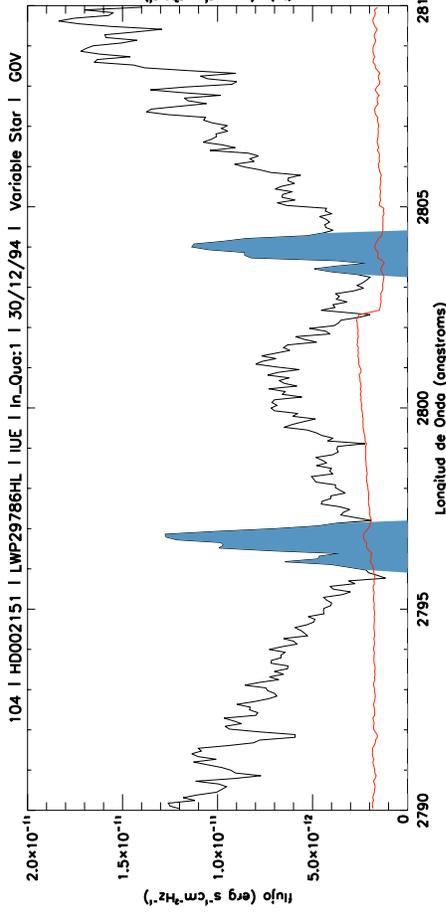
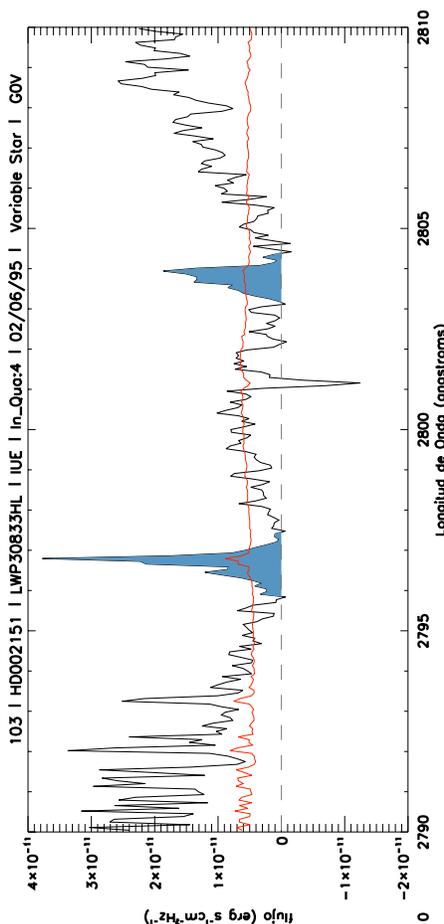
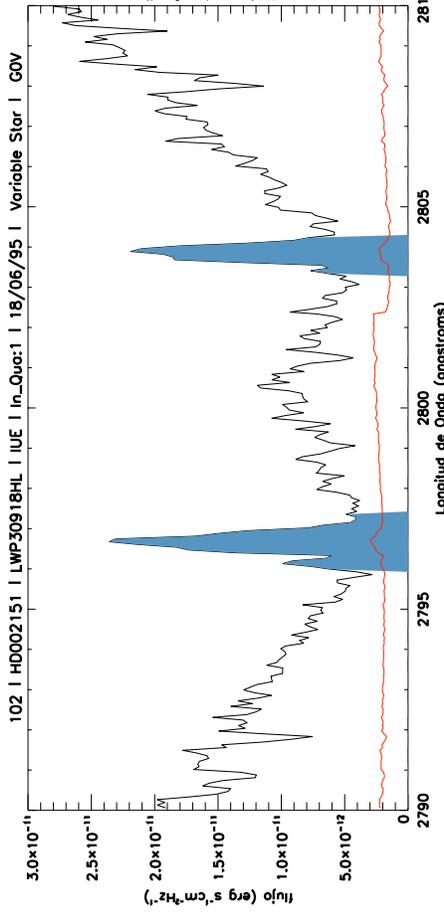
94 | HD002151 | LWR04796HL | IUE | In_Qua:2 | 17/06/79 | Variable Star | GOV

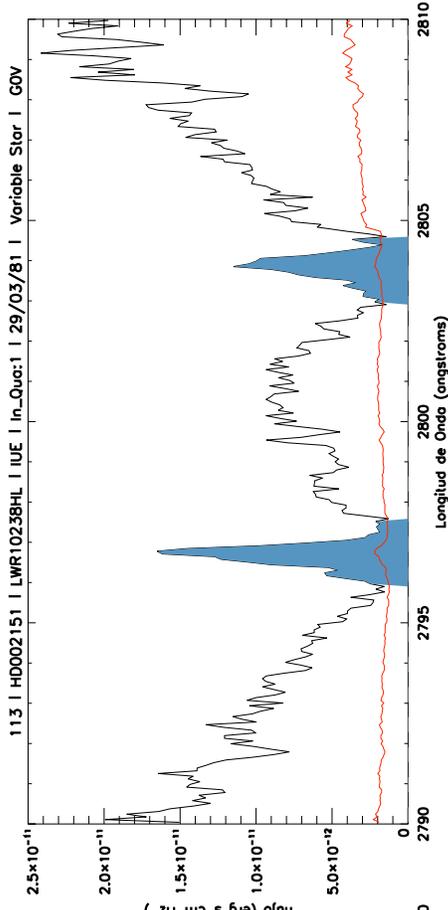
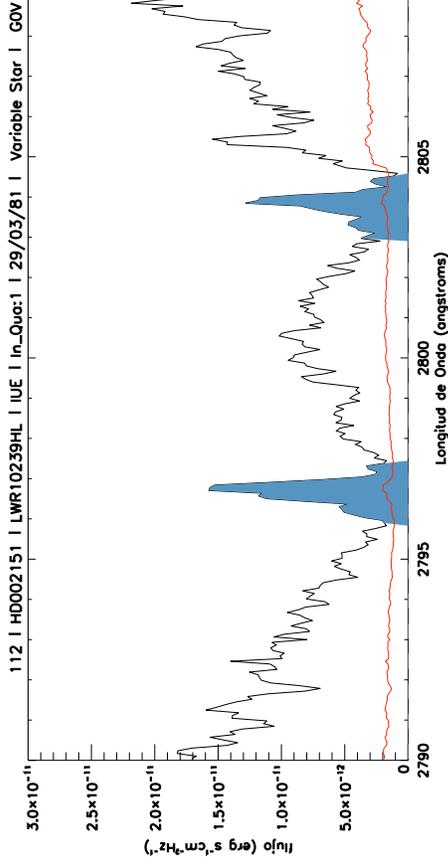
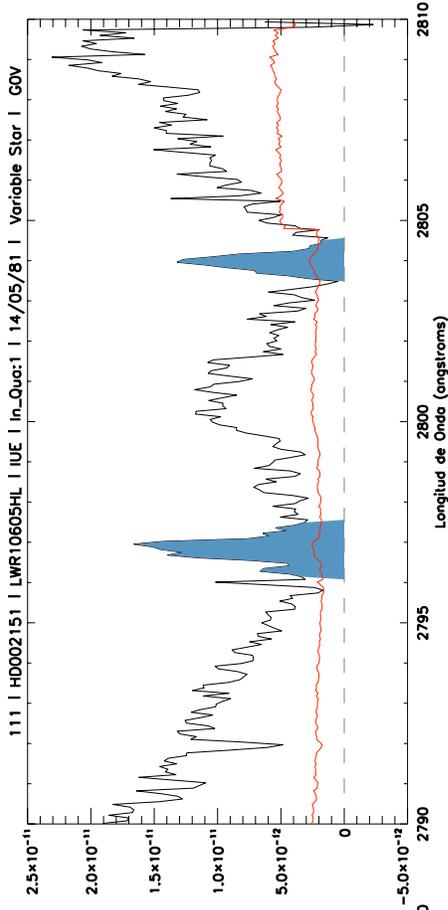
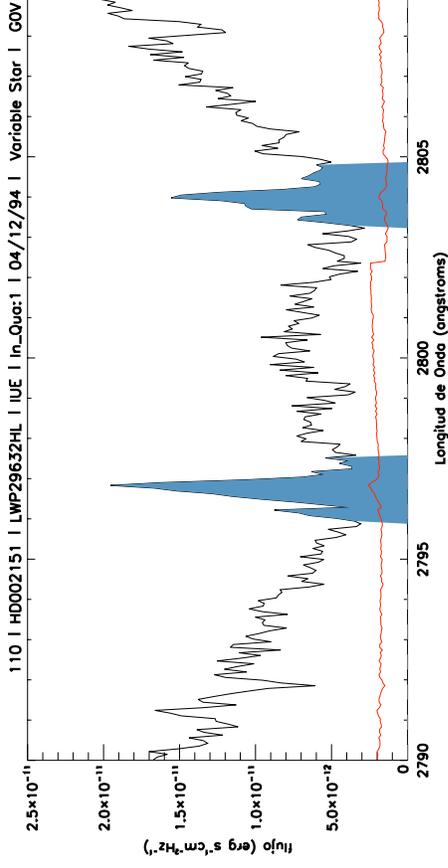
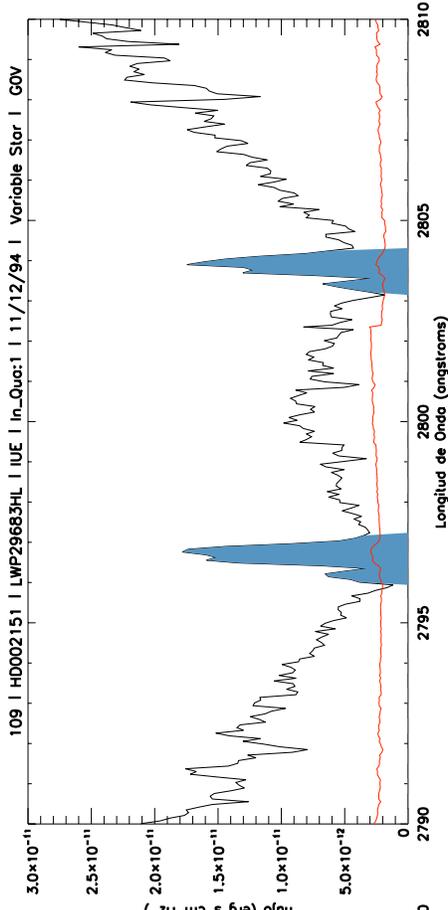
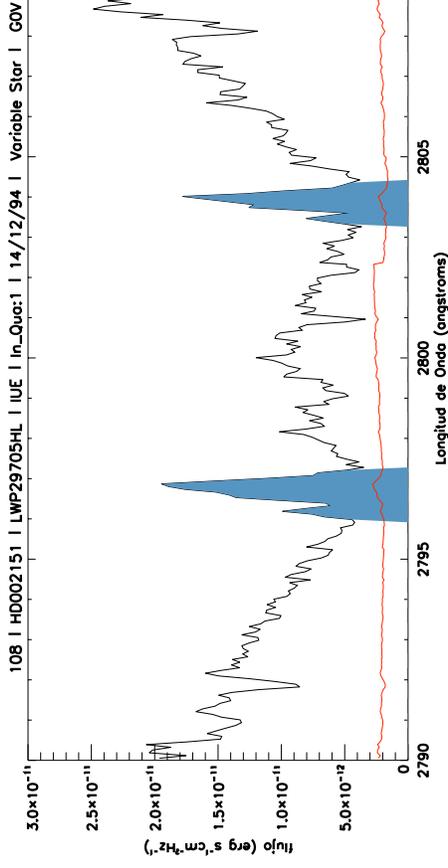


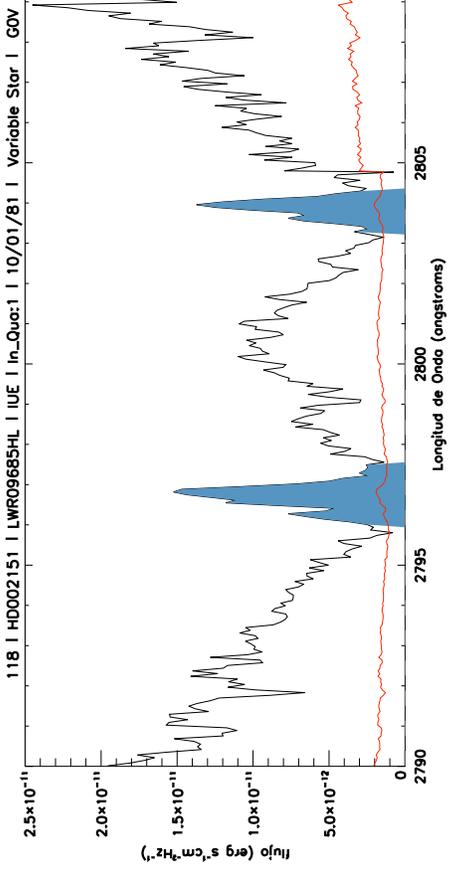
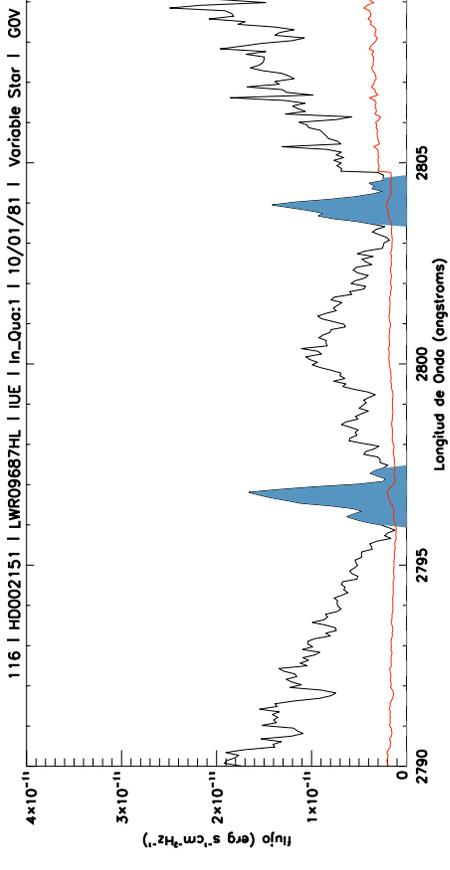
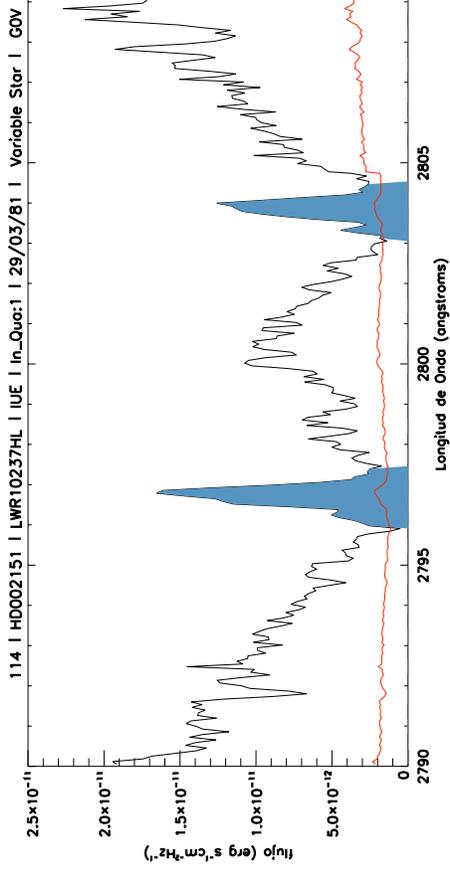
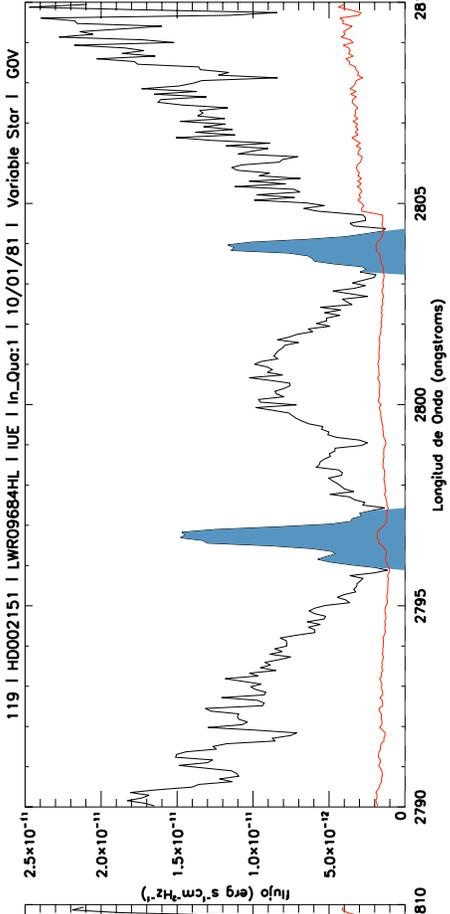
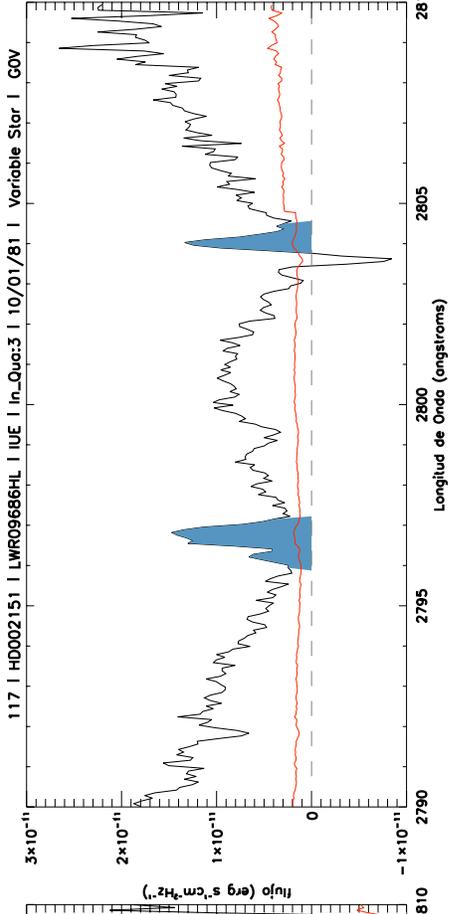
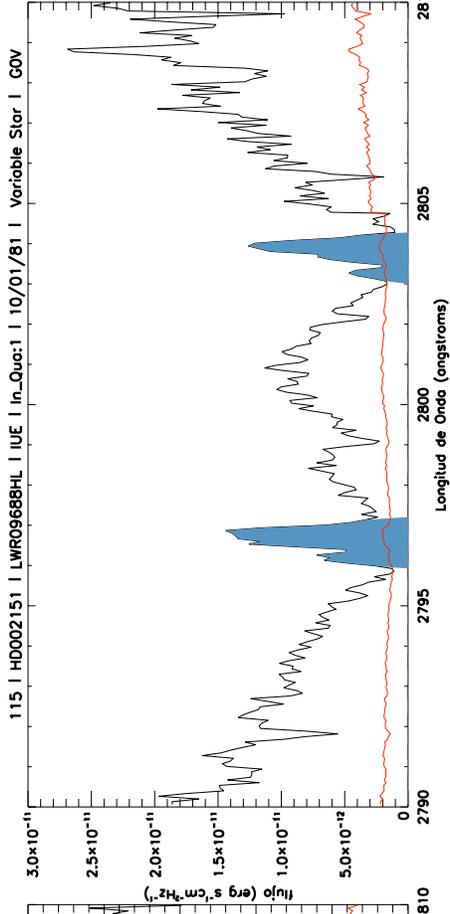
95 | HD002151 | LWR04795HL | IUE | In_Qua:1 | 17/06/79 | Variable Star | GOV

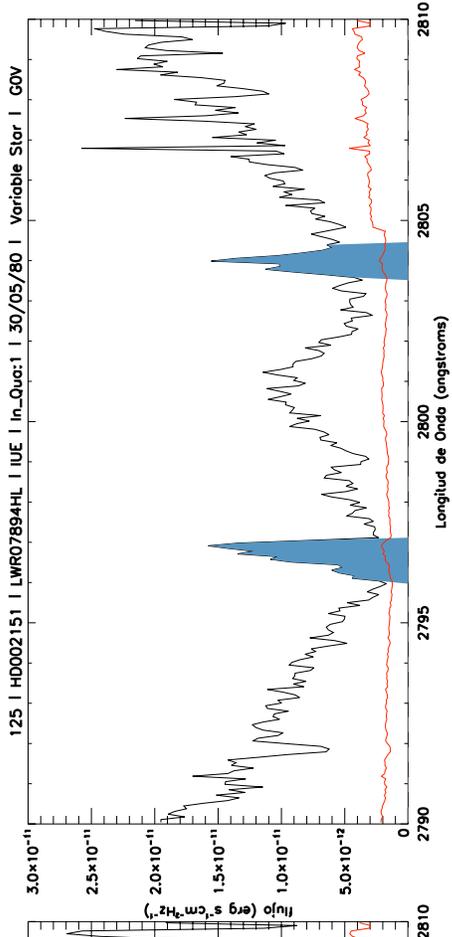
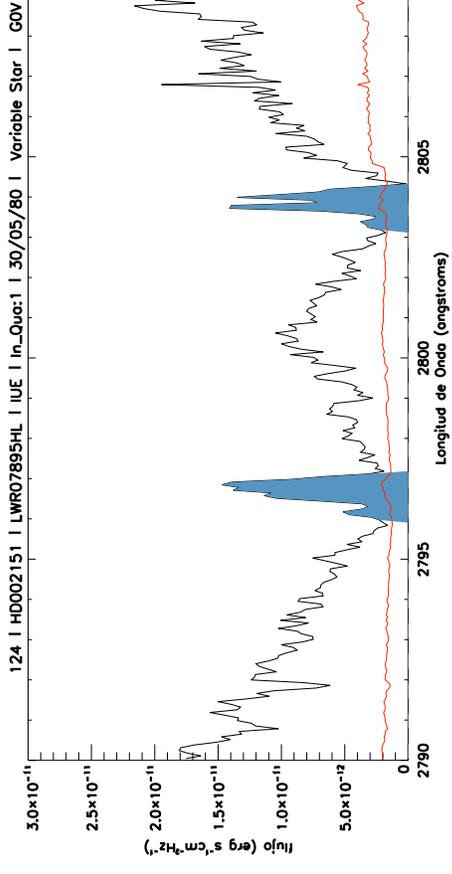
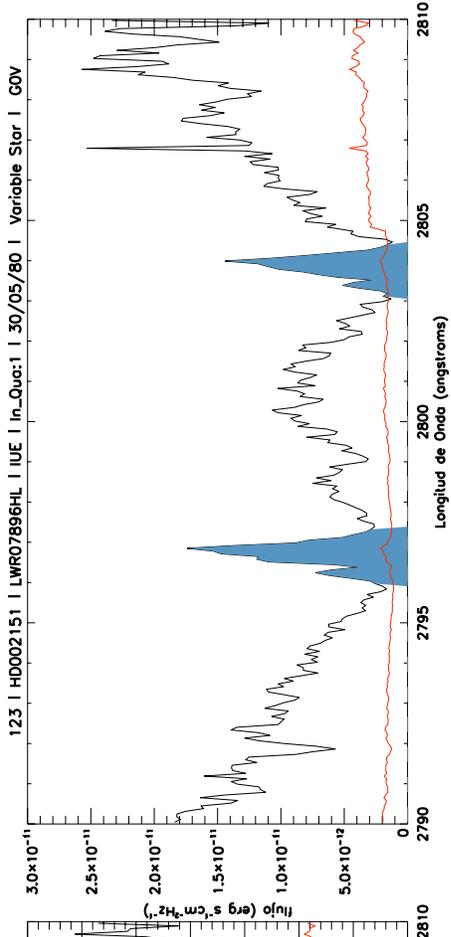
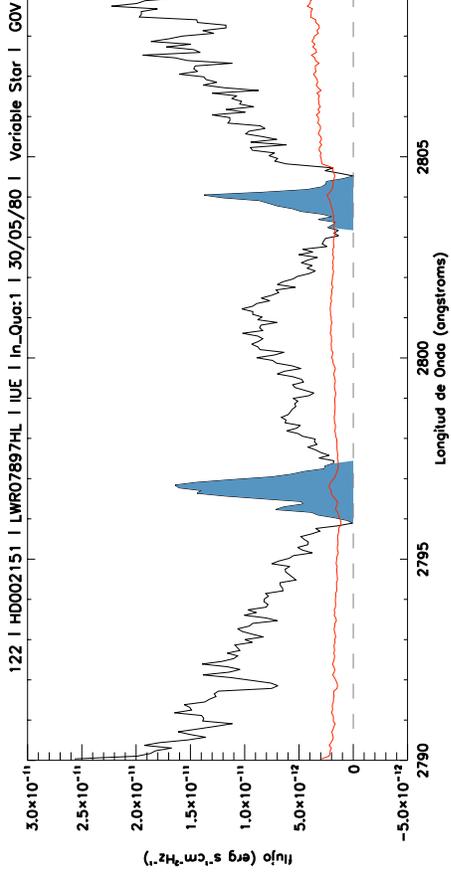
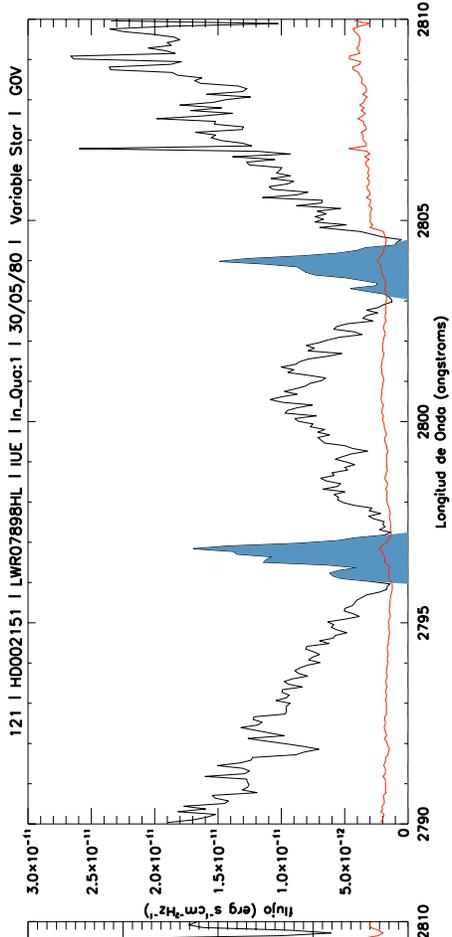
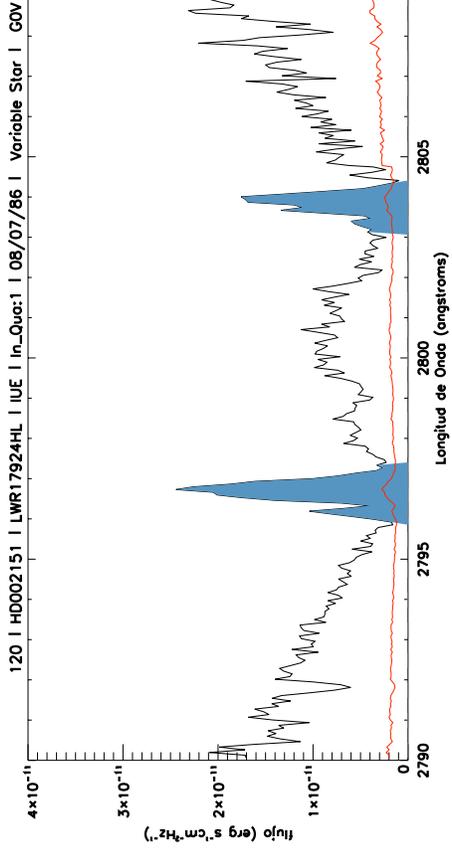


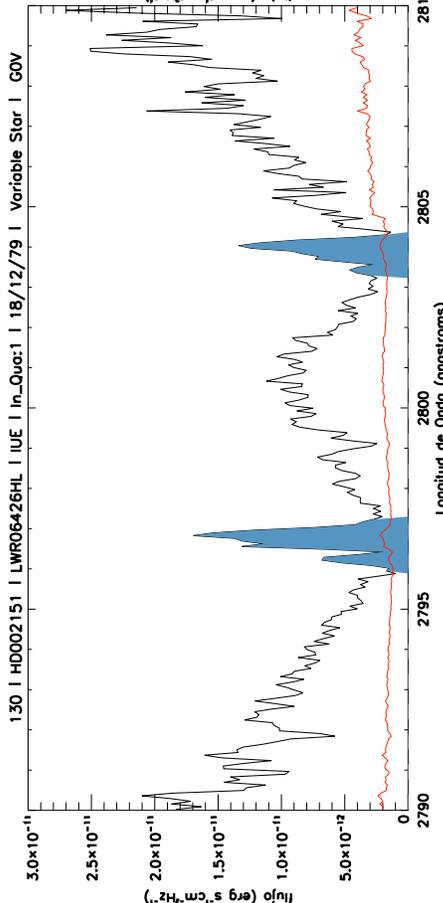
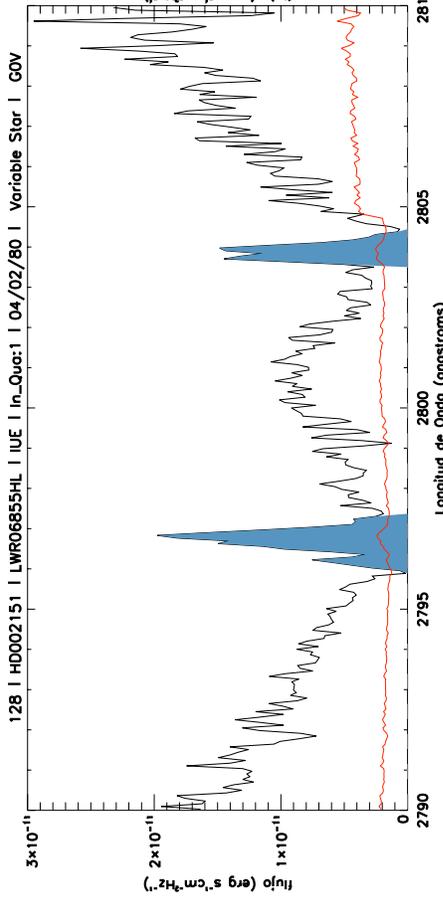
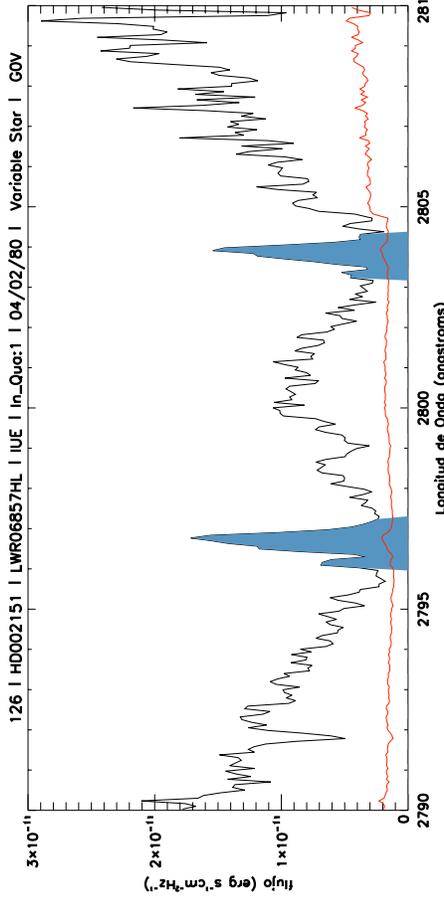
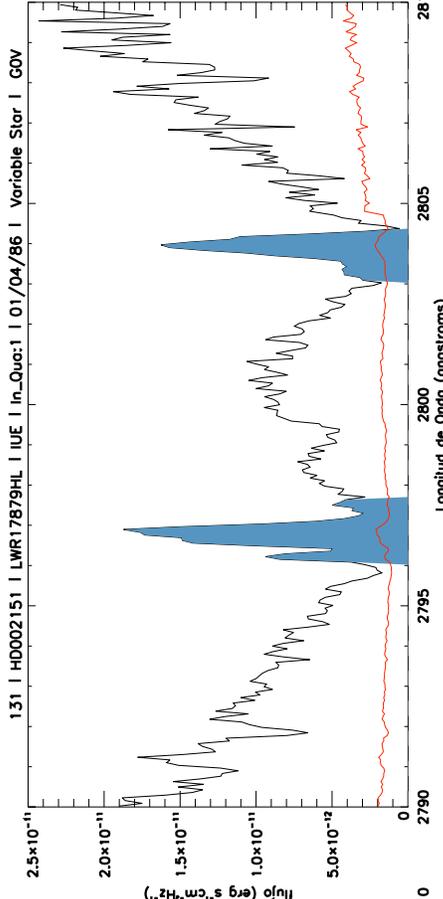
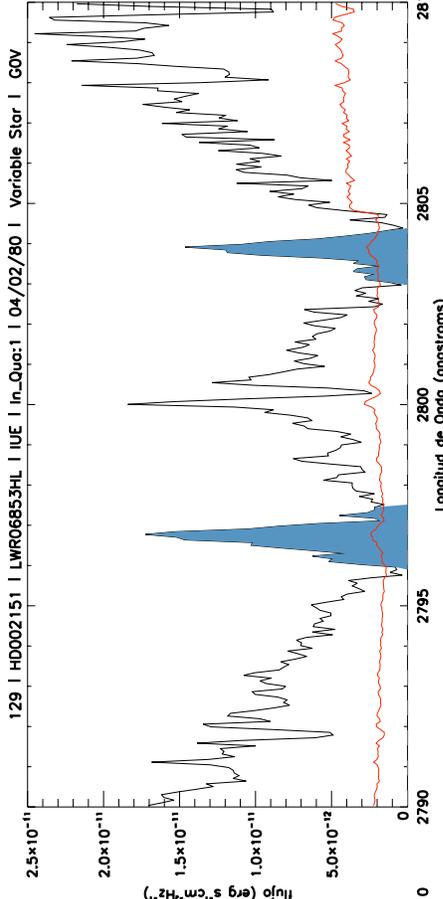
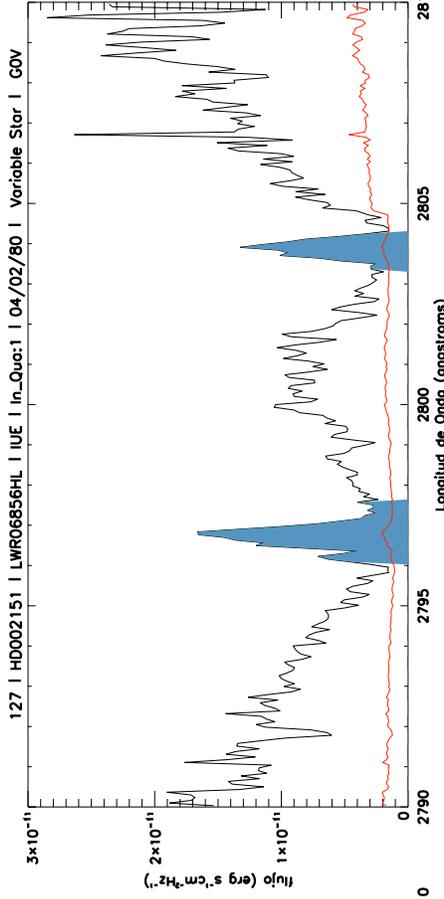


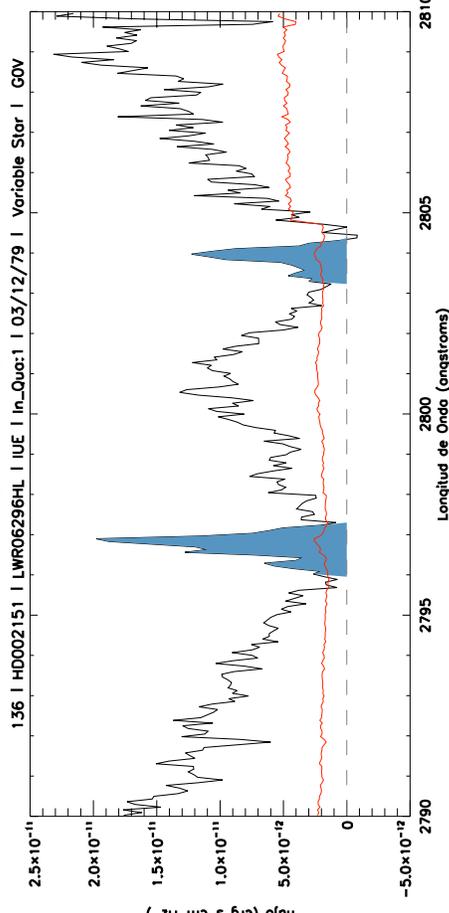
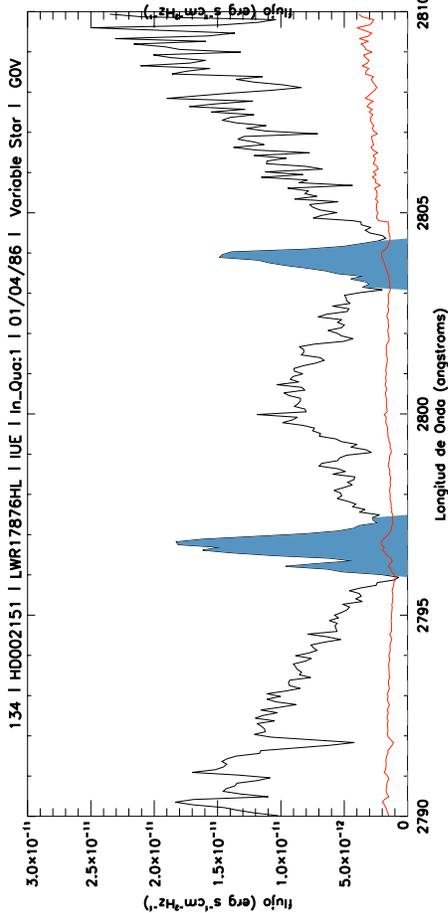
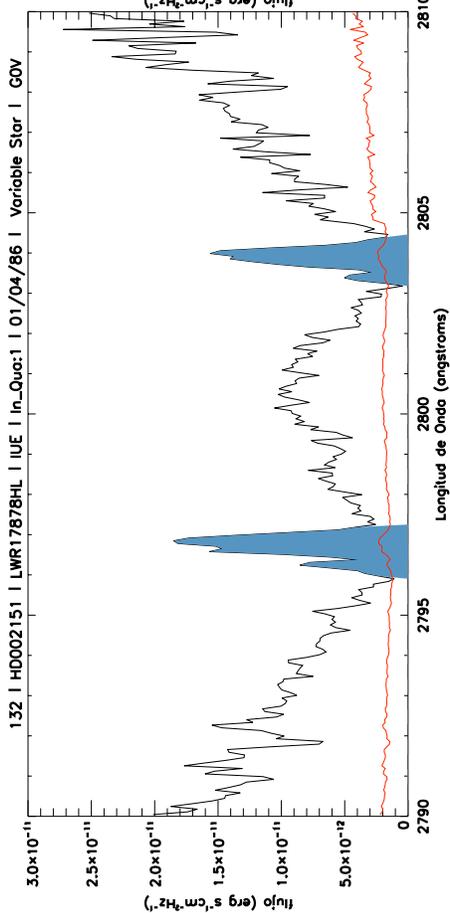
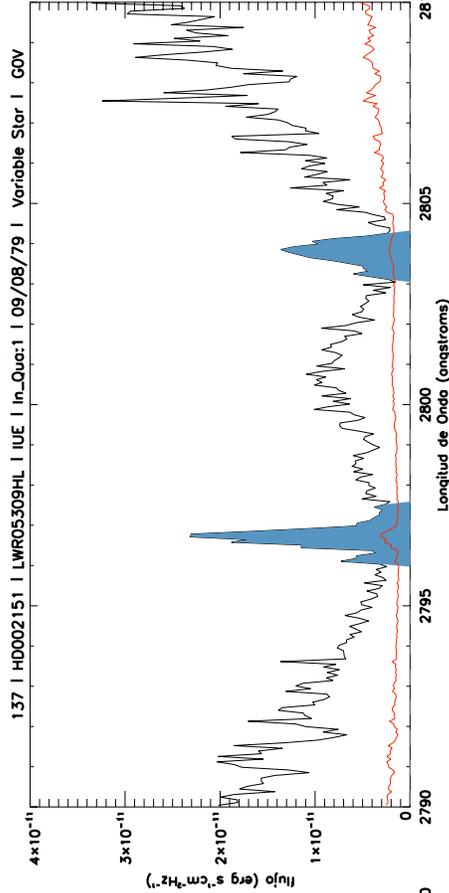
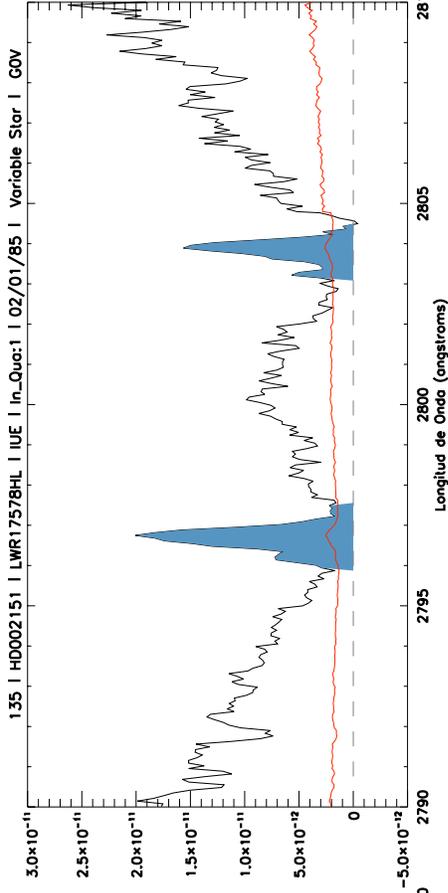
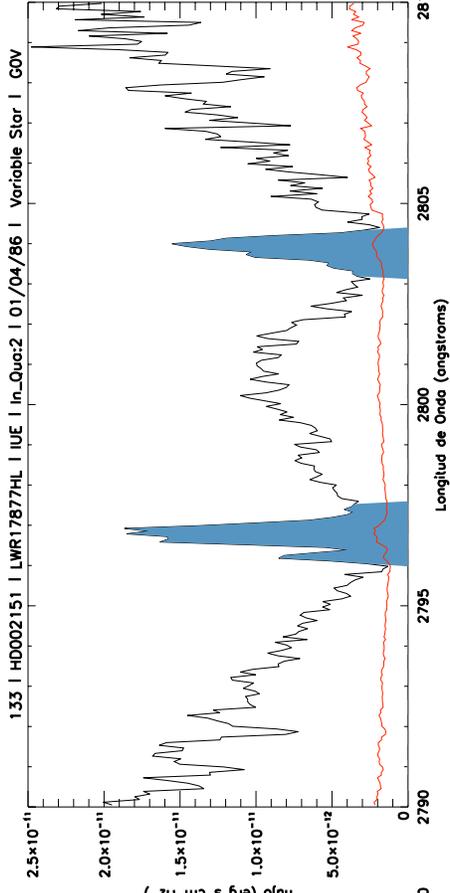


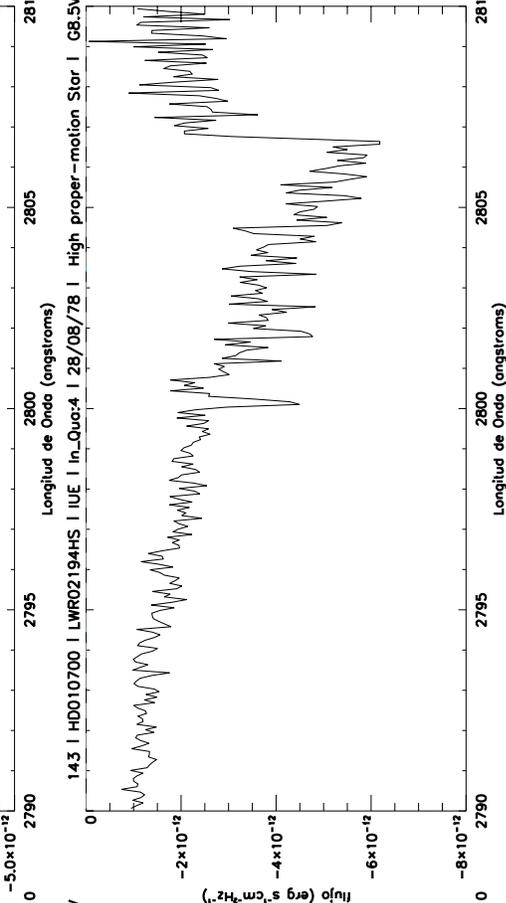
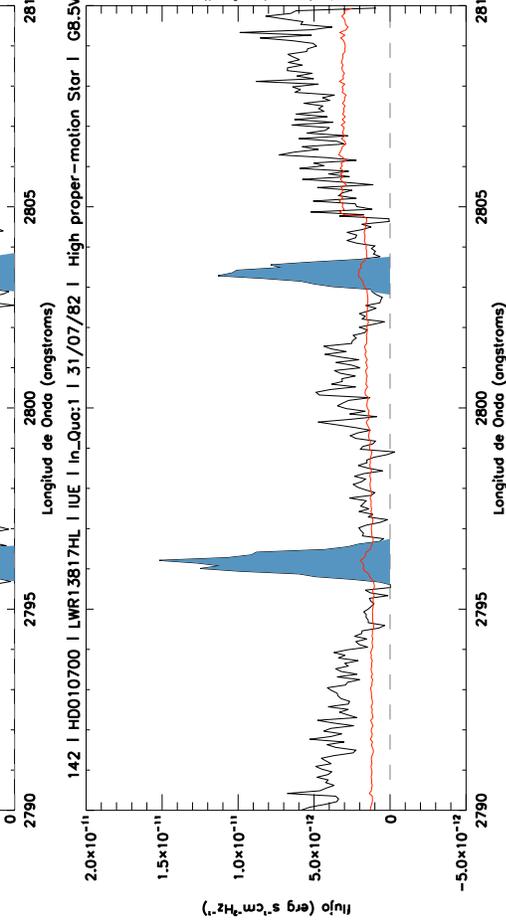
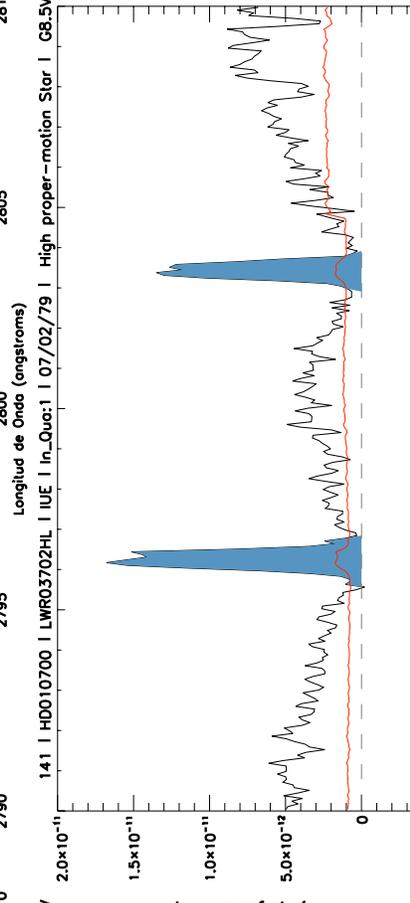
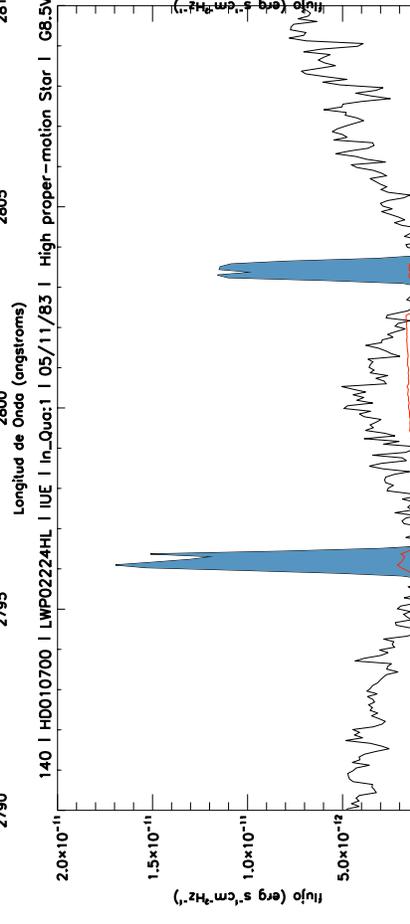
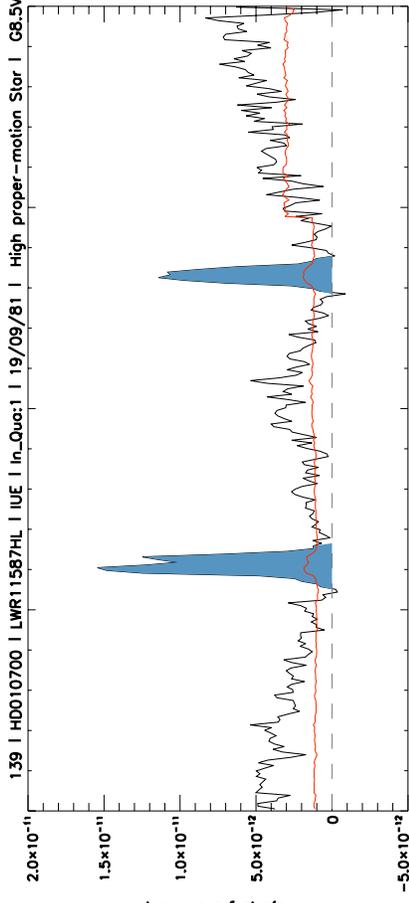
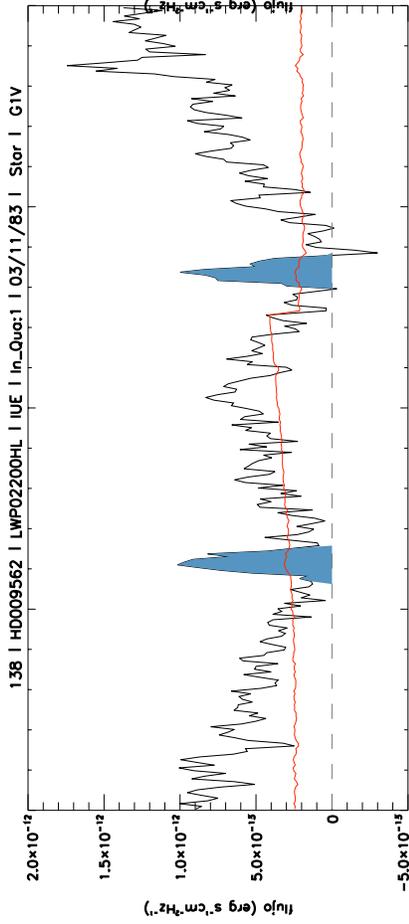


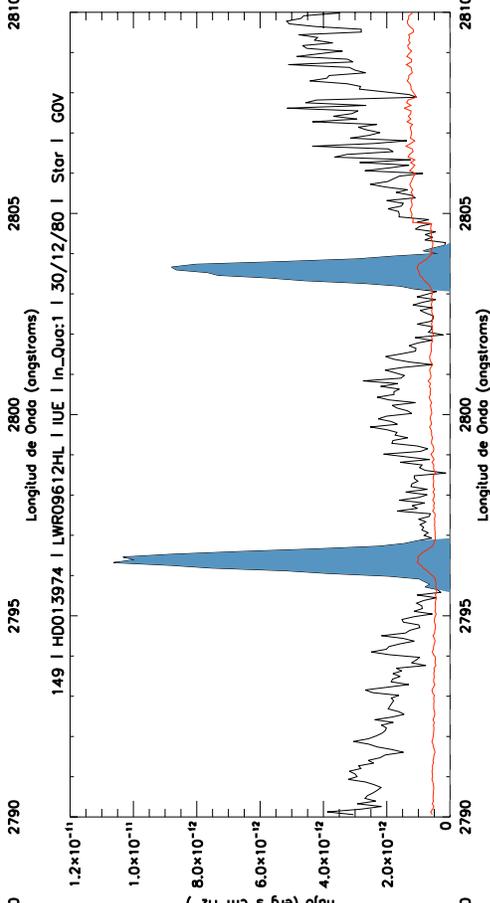
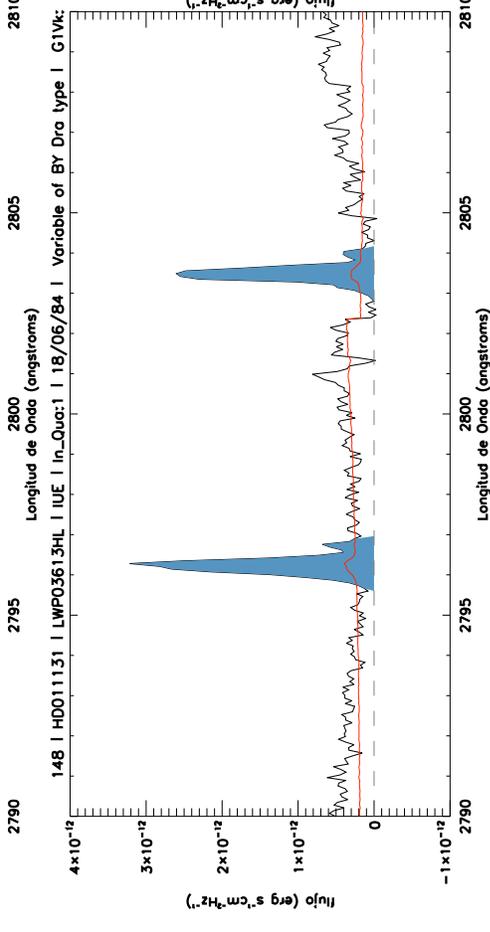
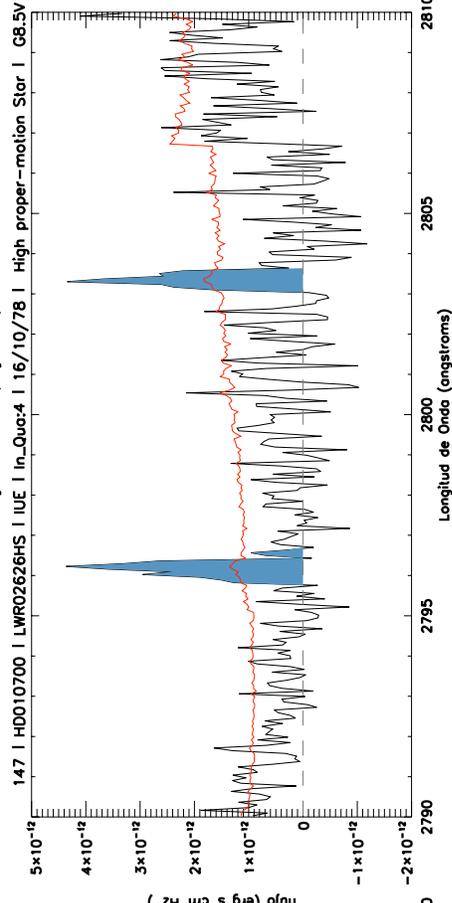
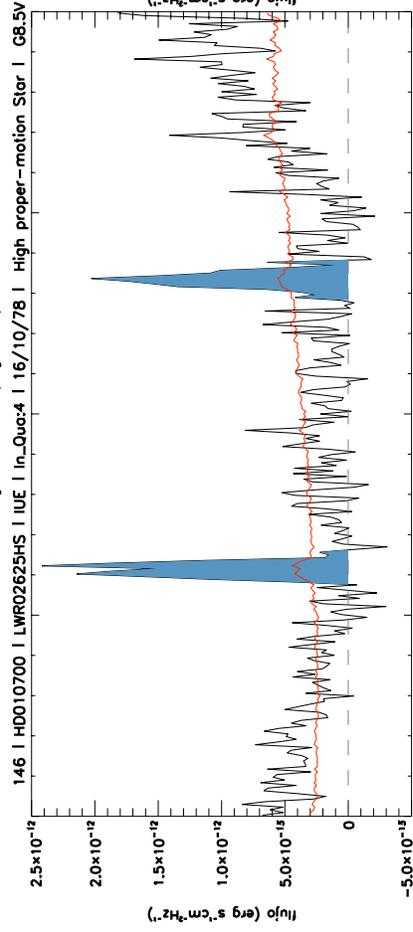
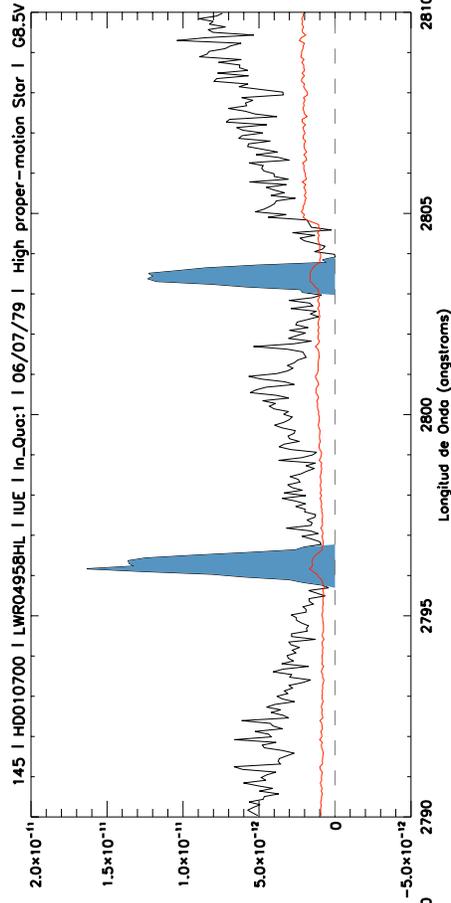
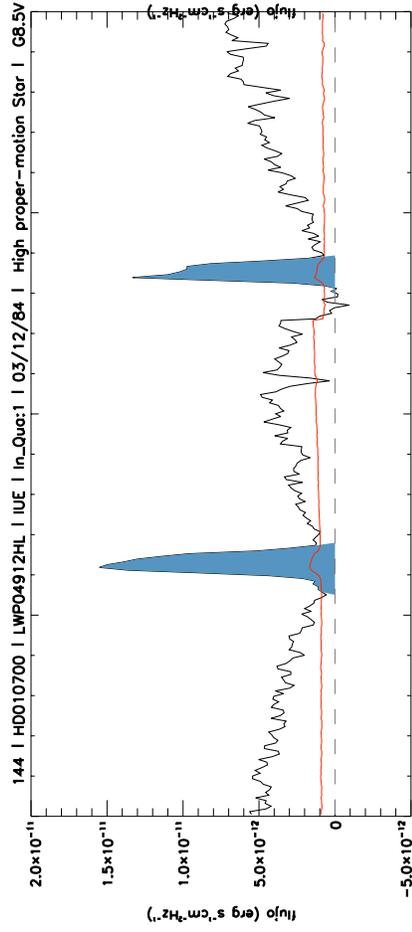


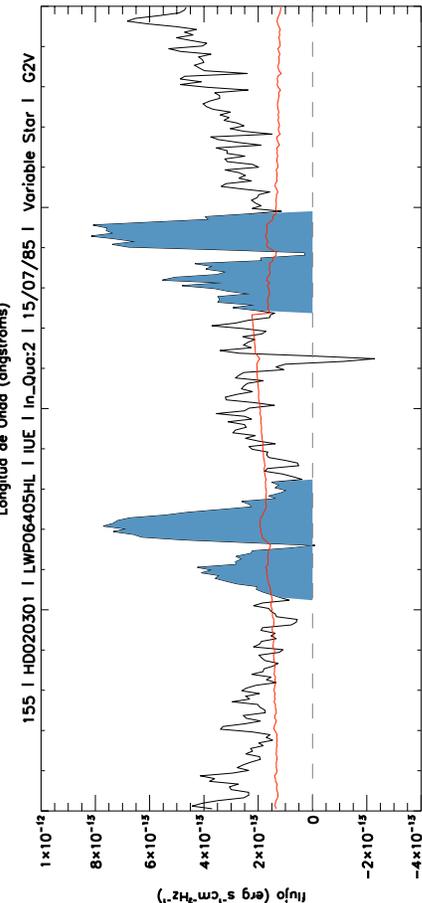
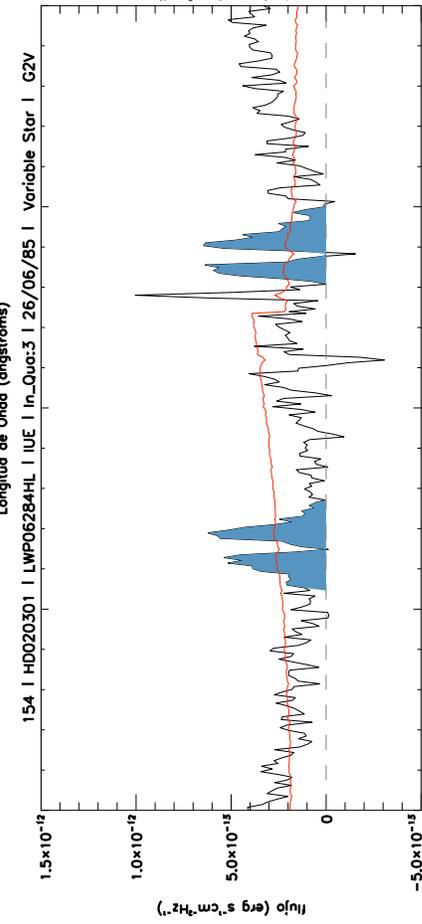
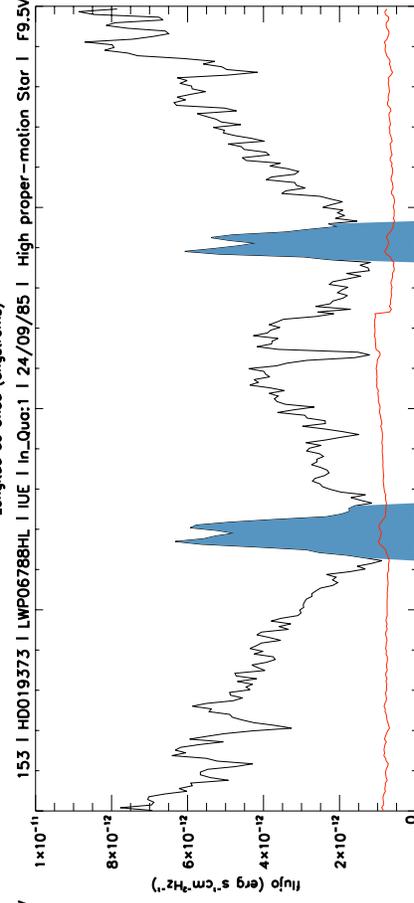
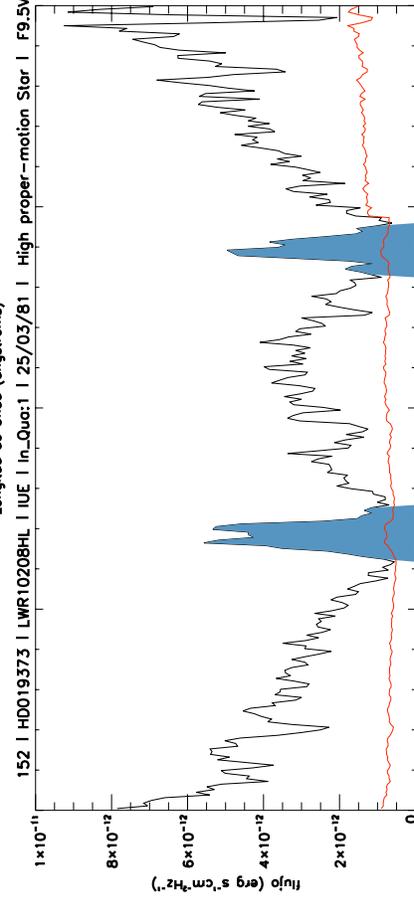
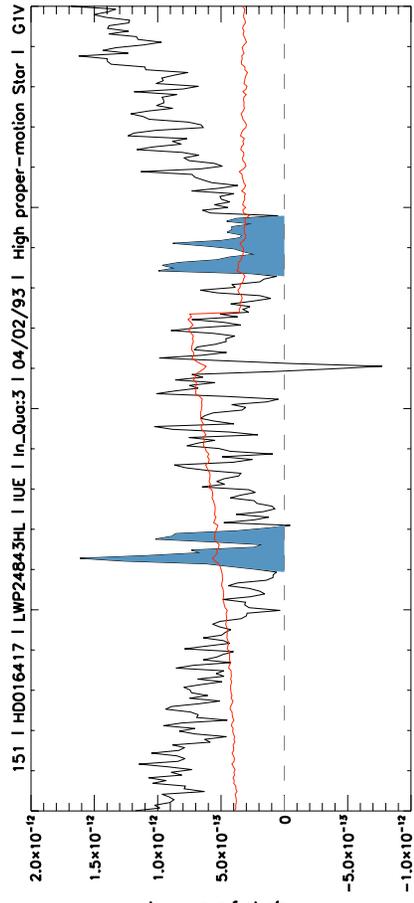
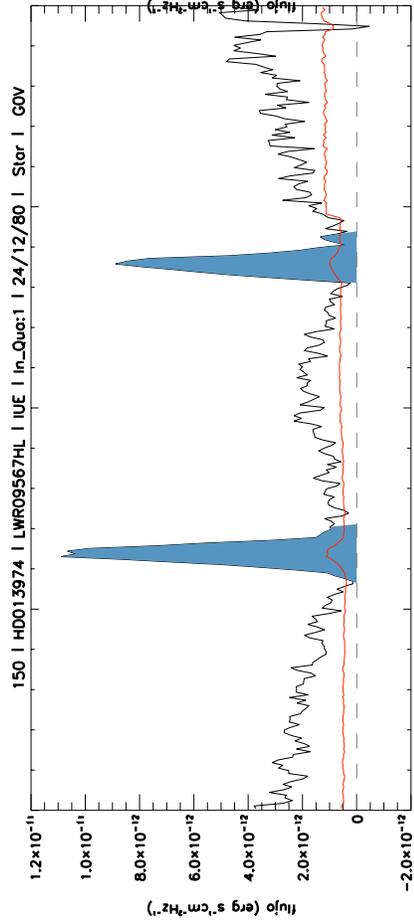


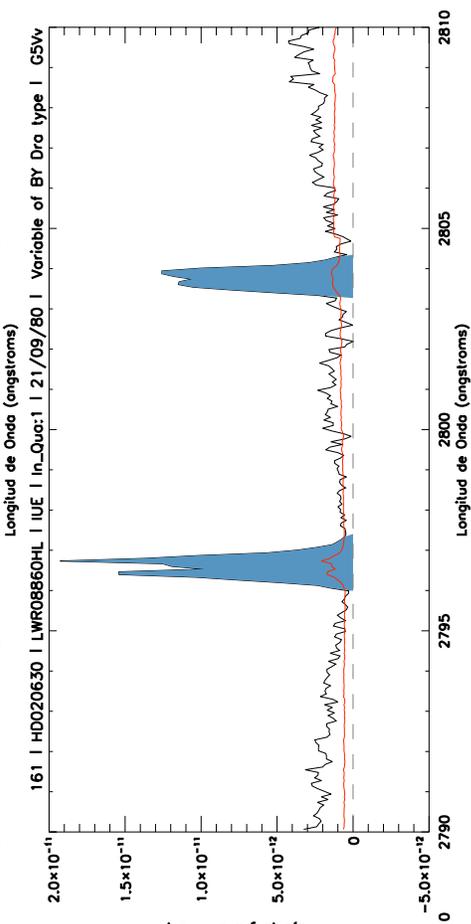
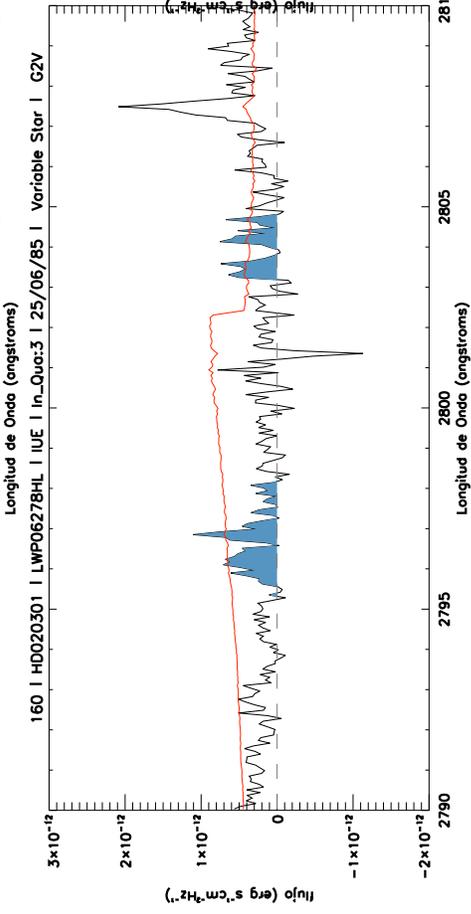
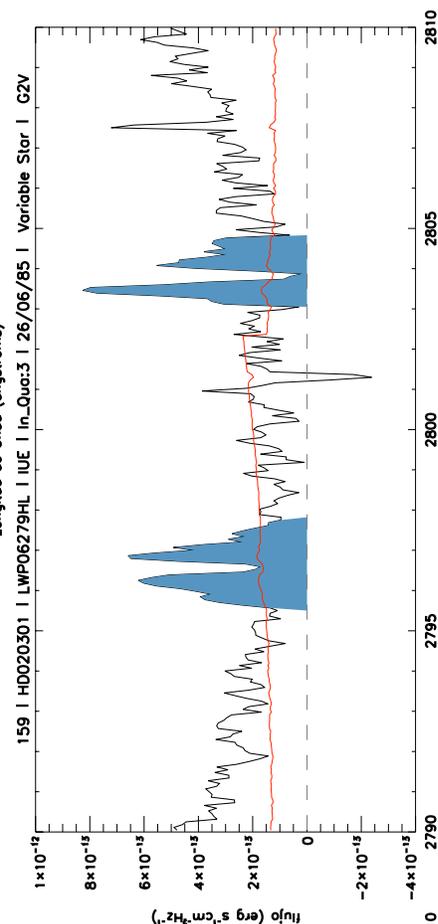
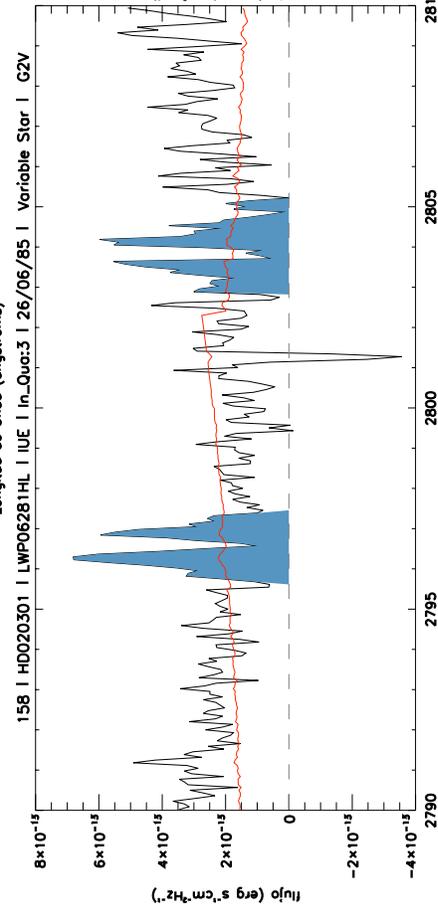
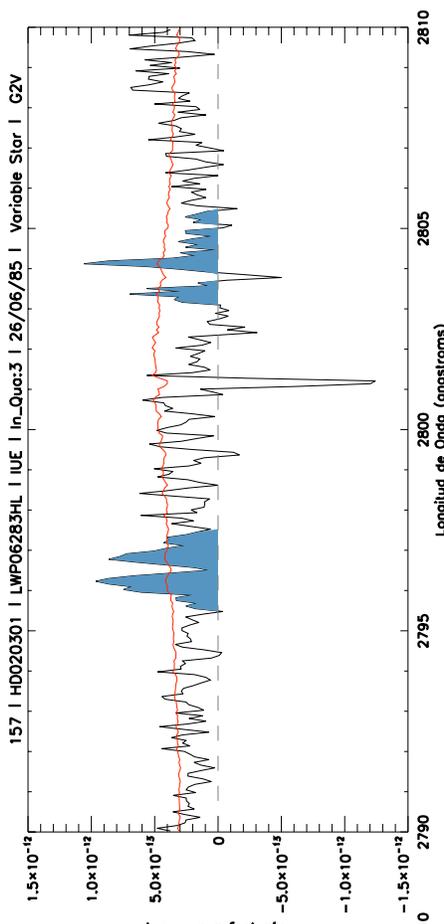
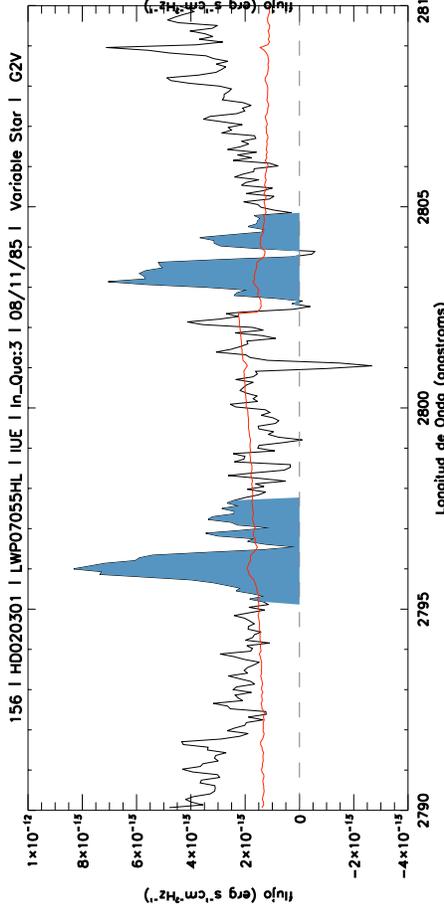


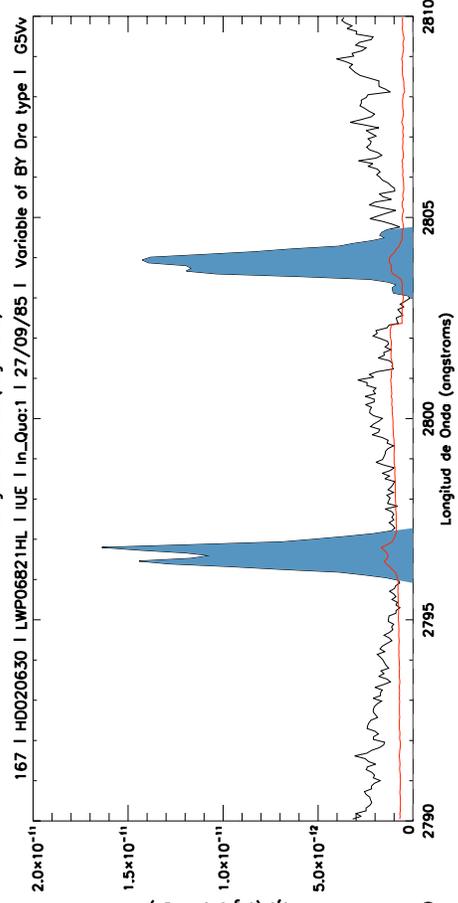
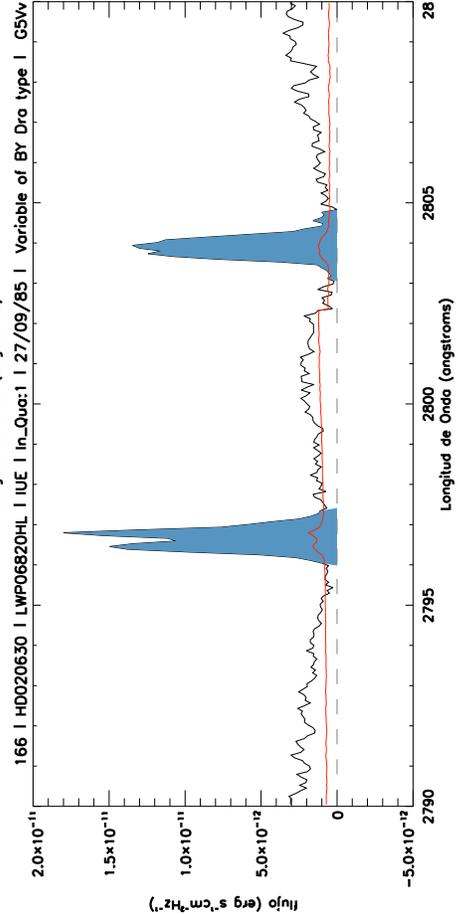
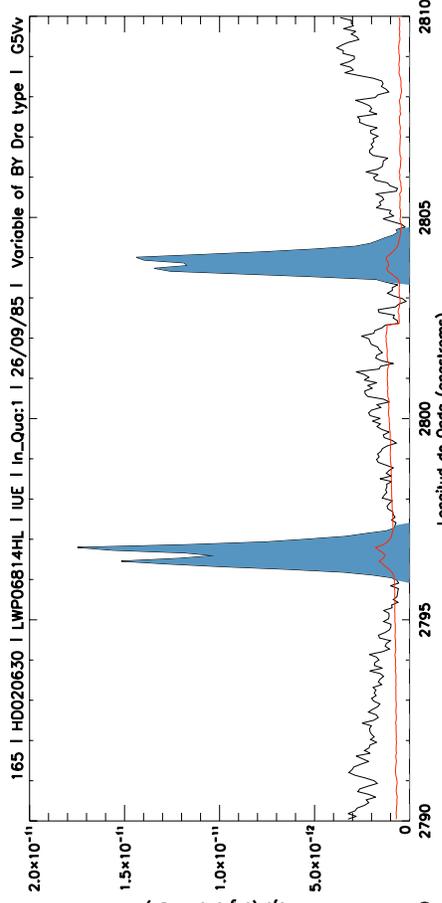
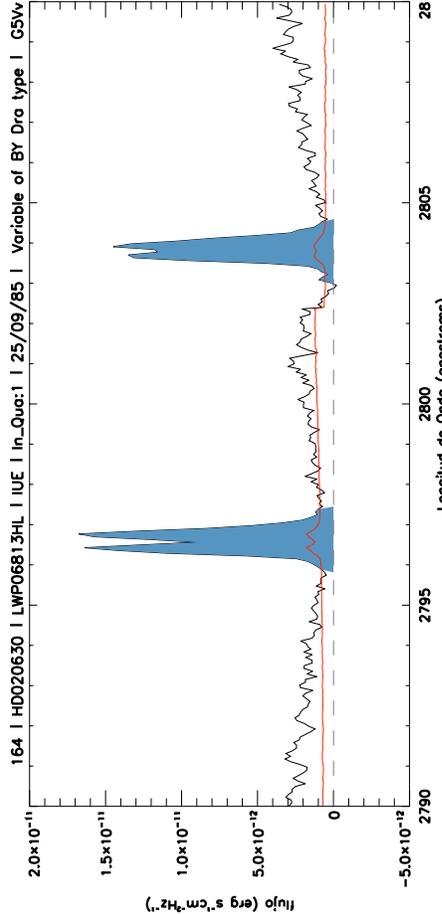
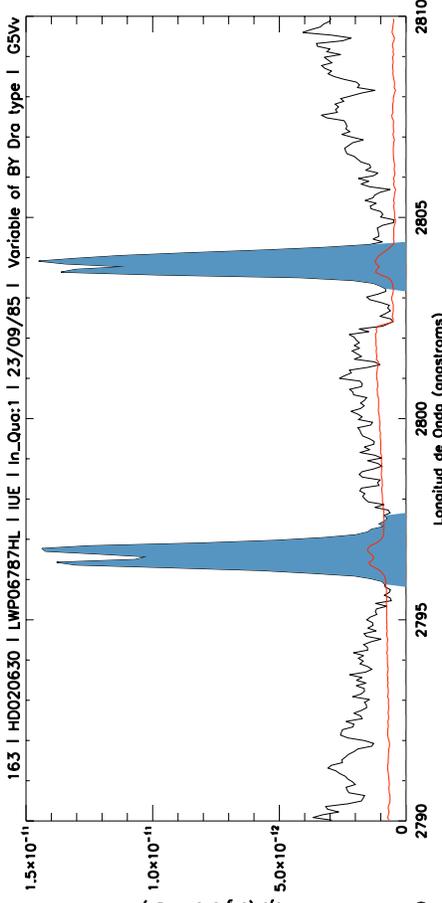
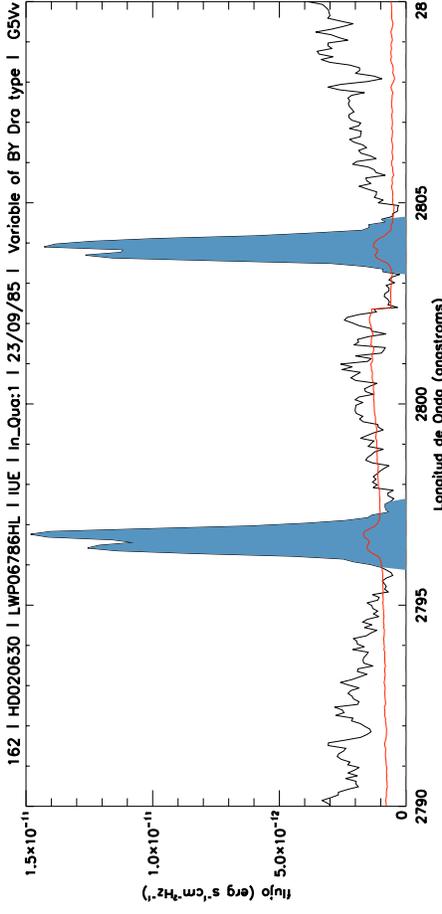


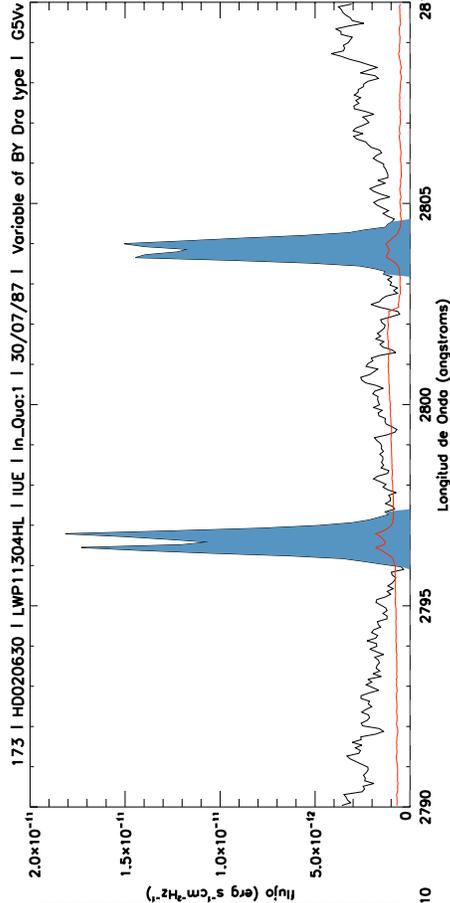
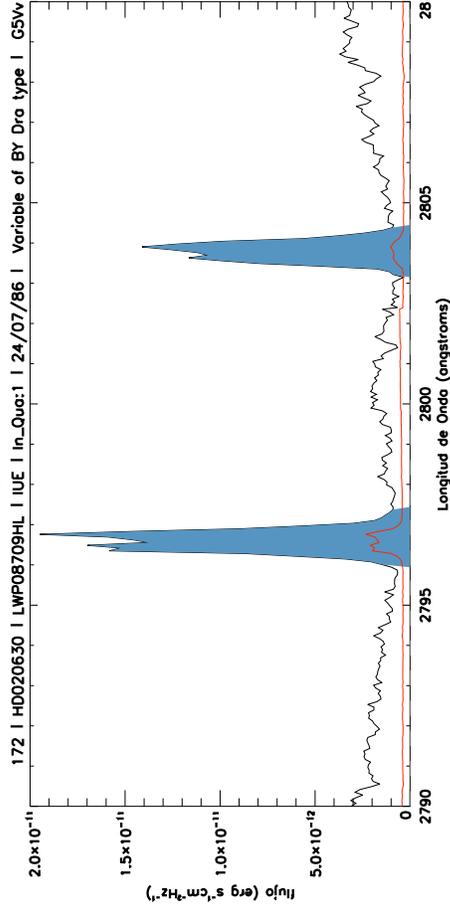
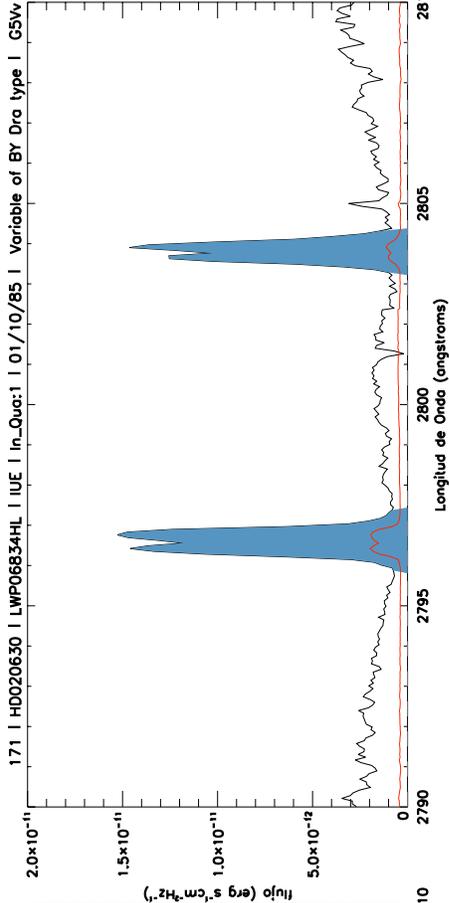
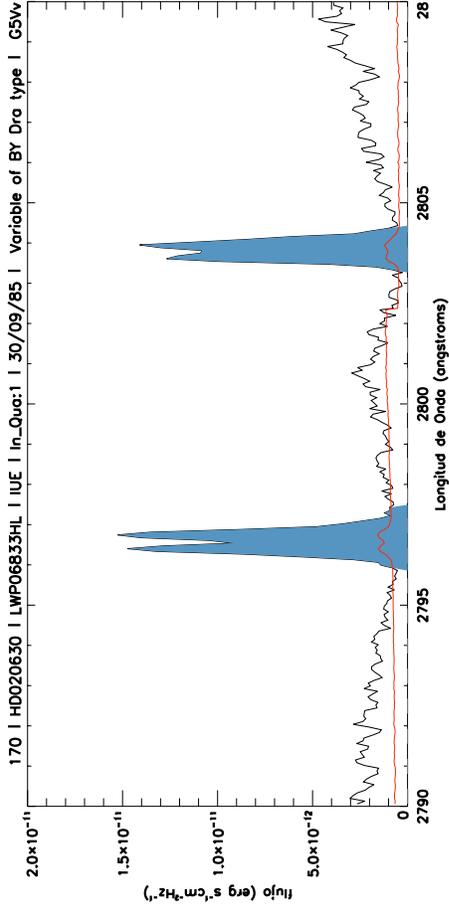
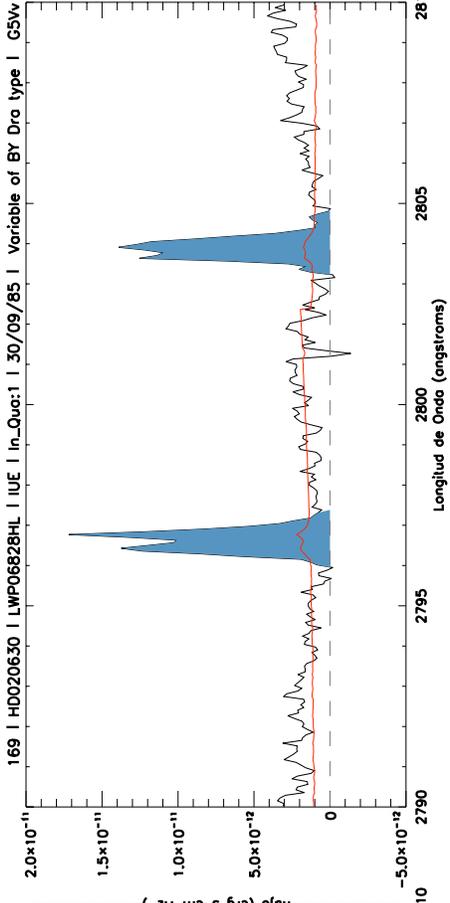
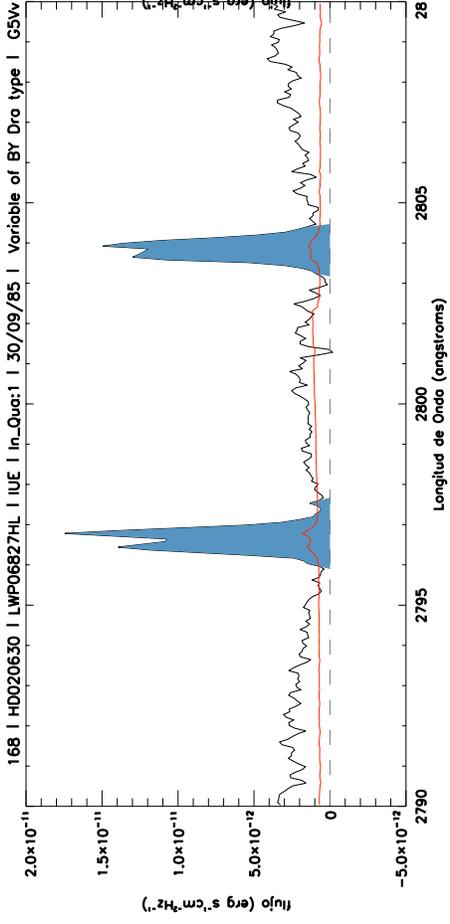


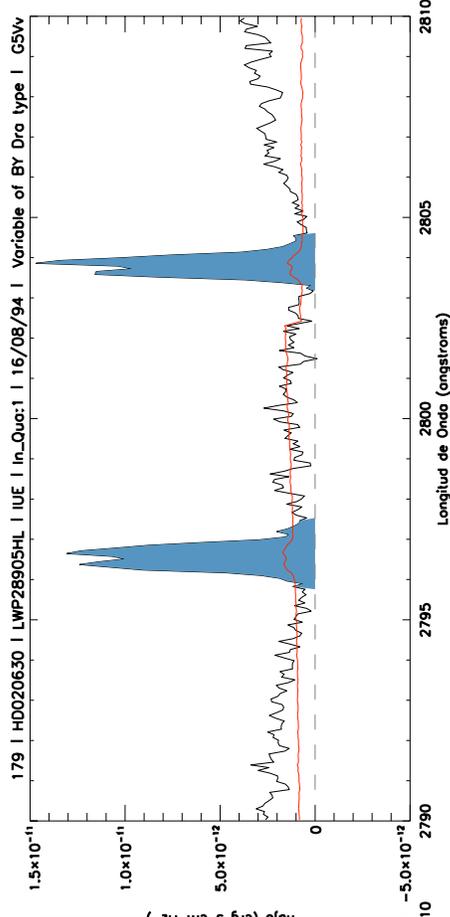
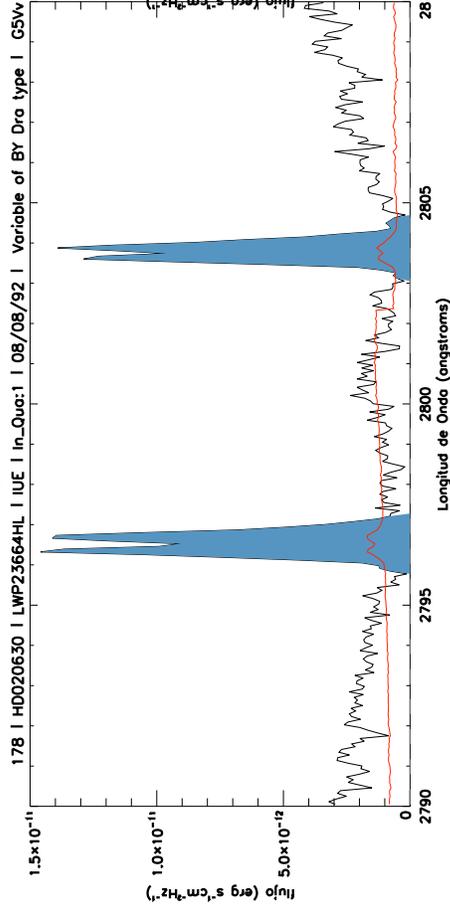
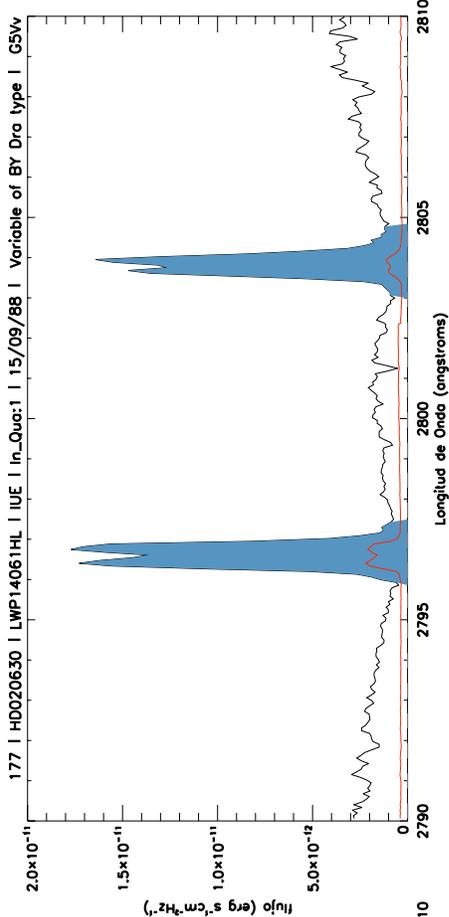
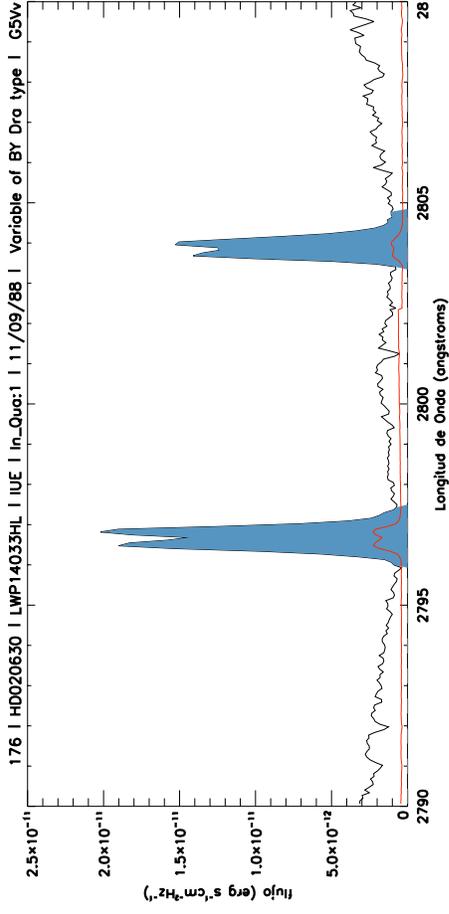
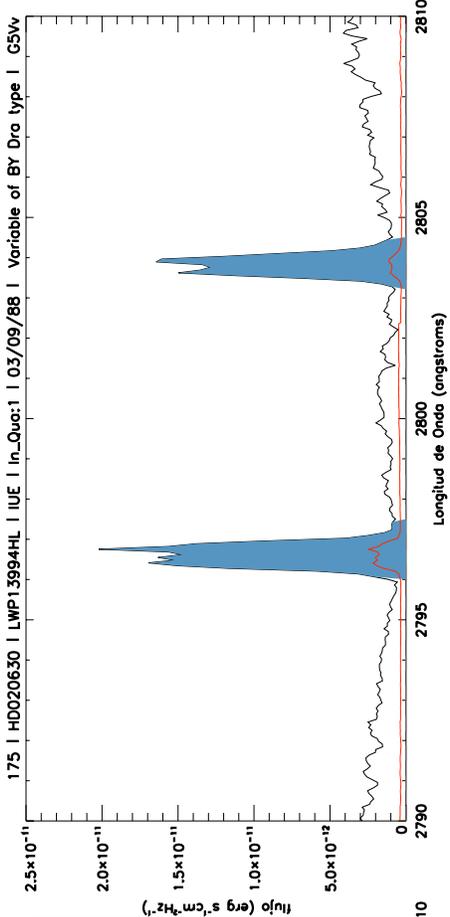
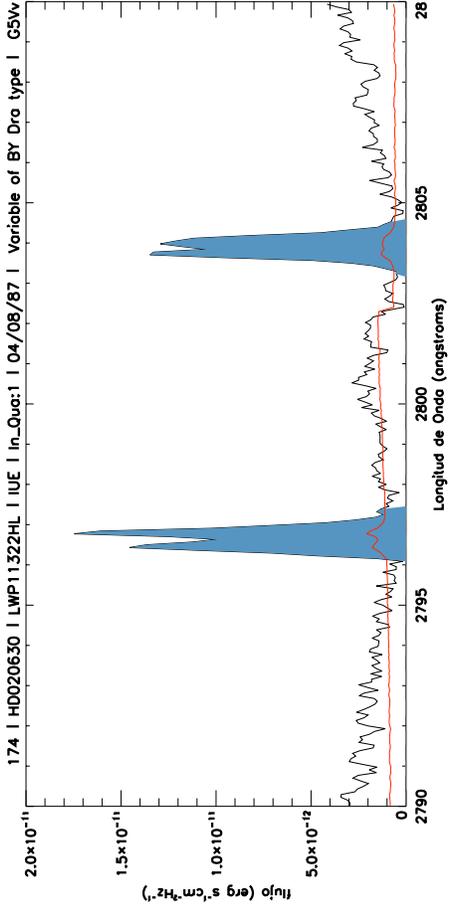


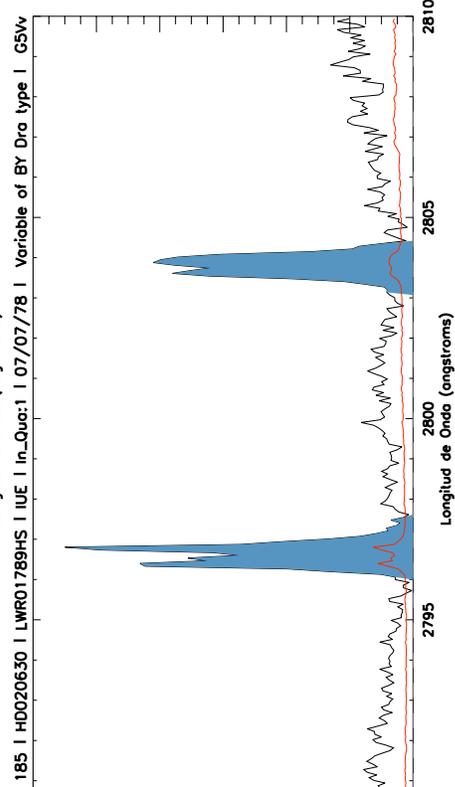
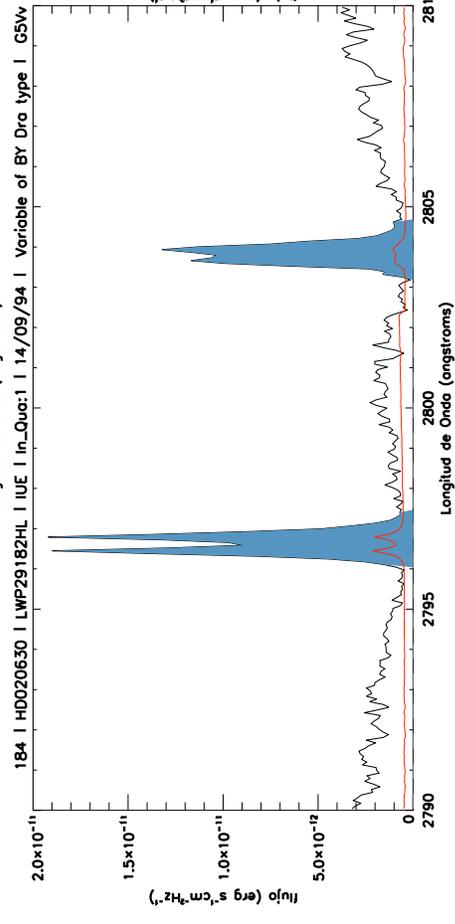
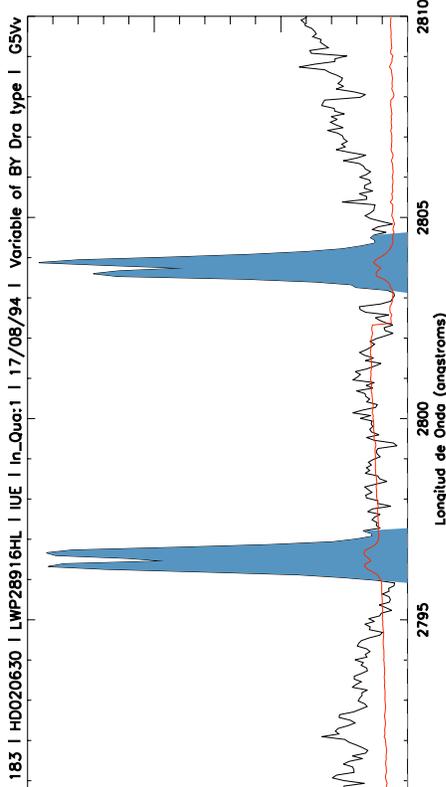
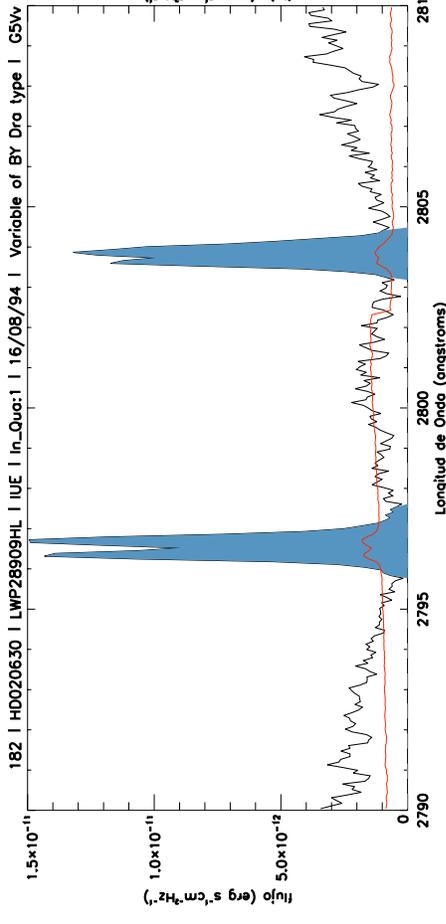
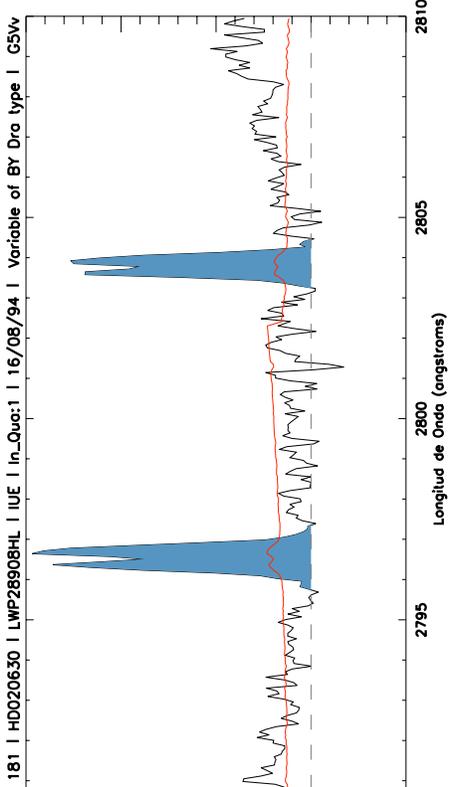
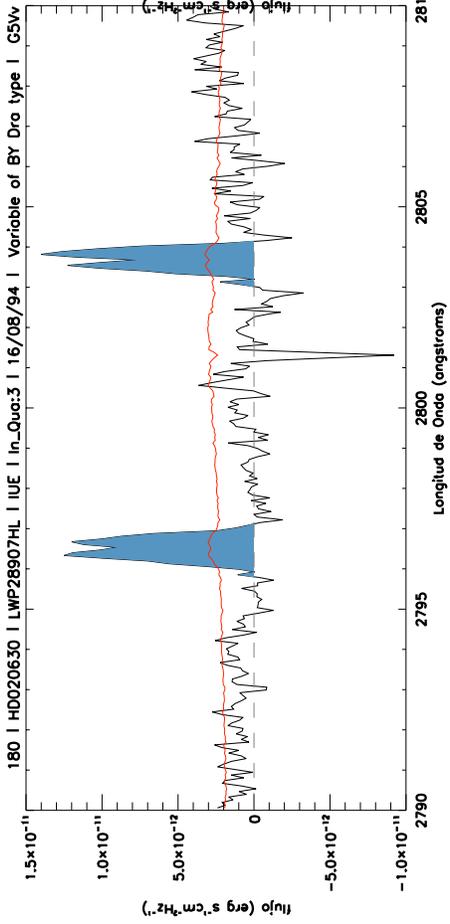


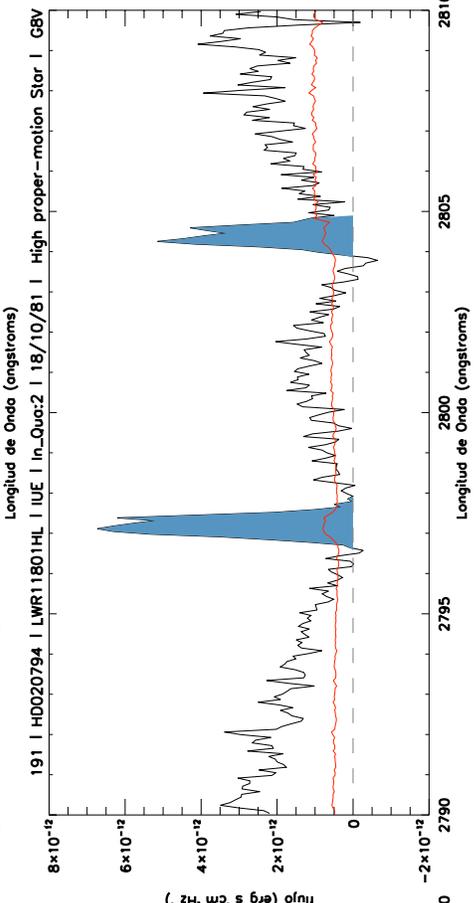
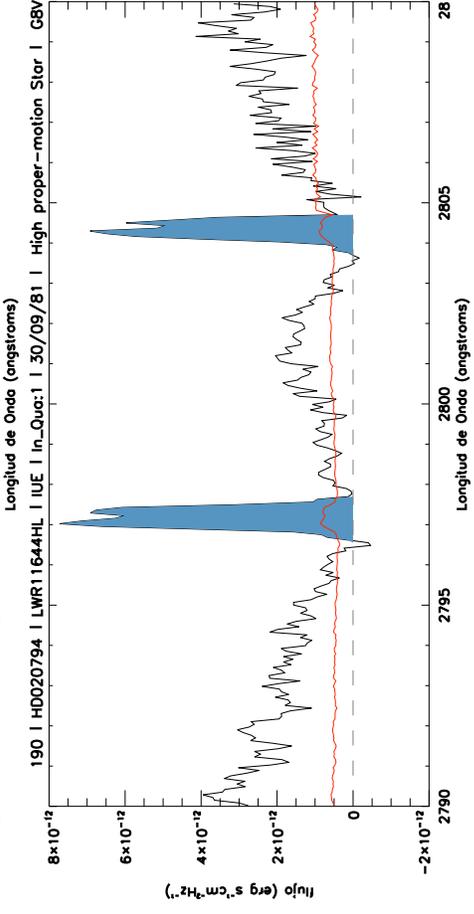
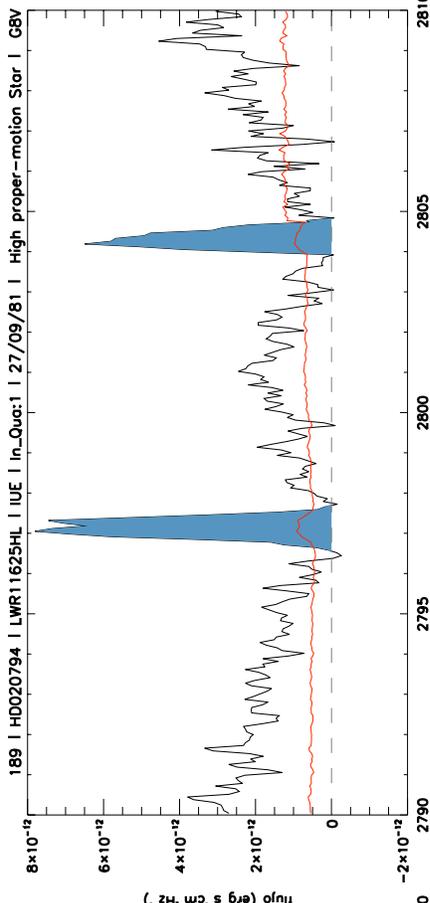
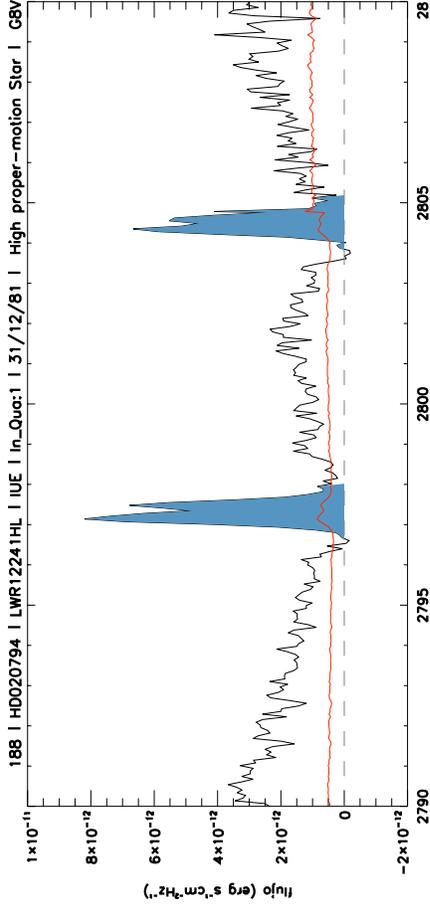
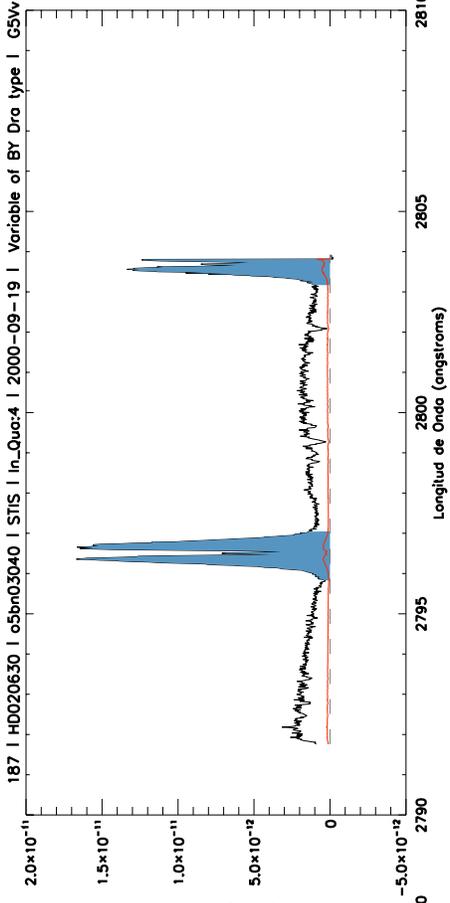
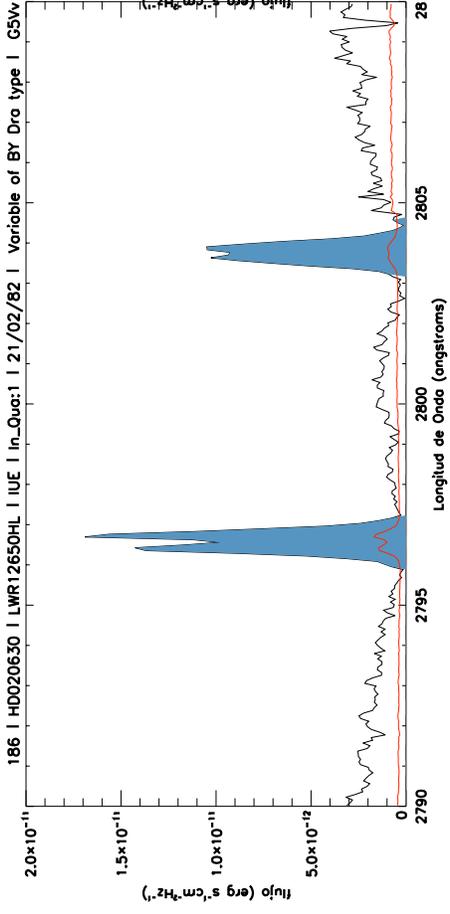


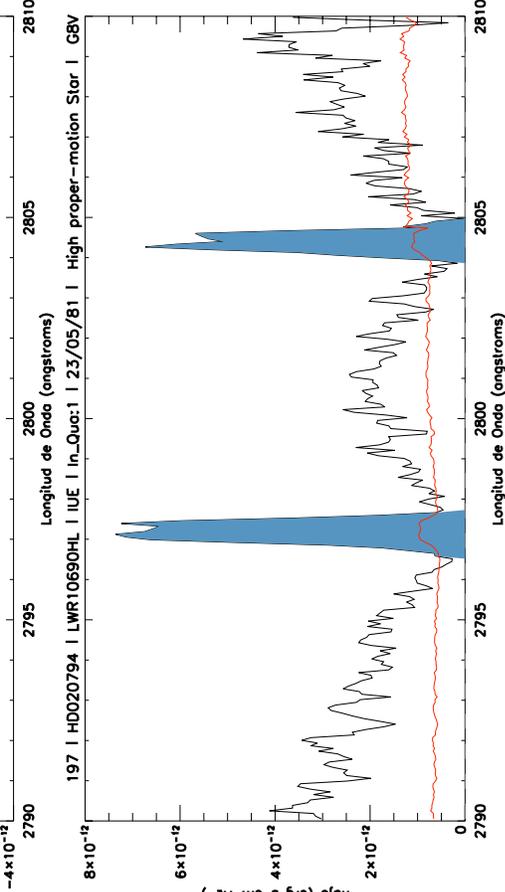
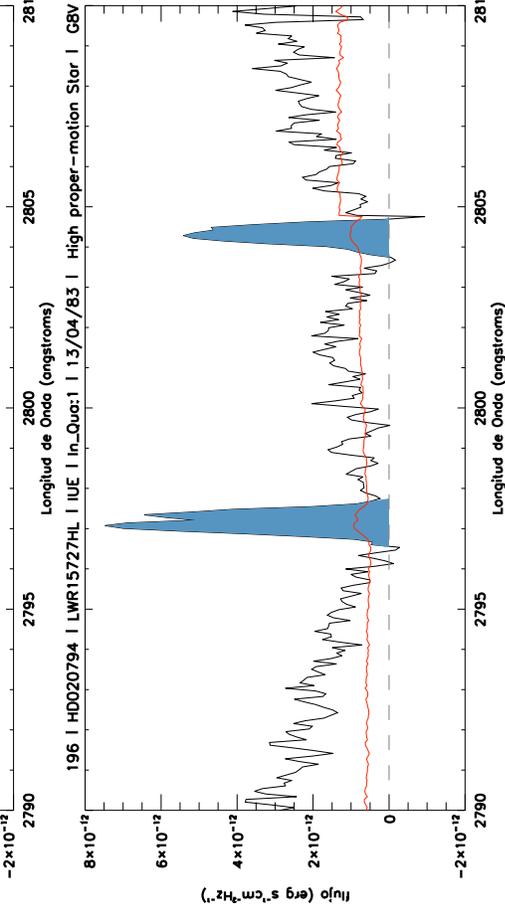
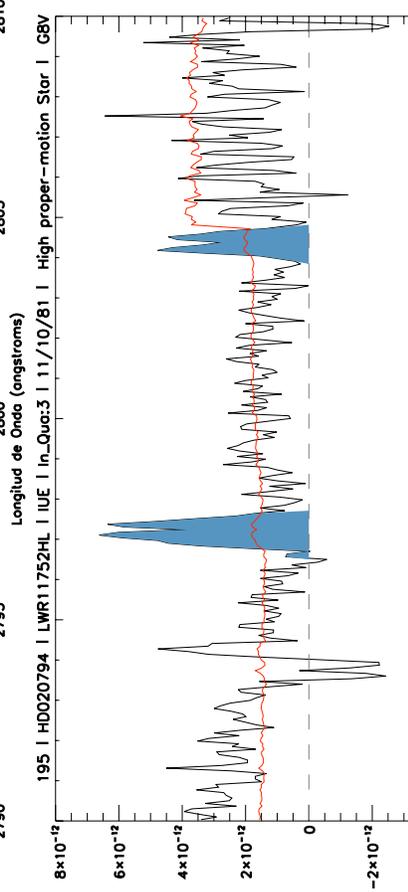
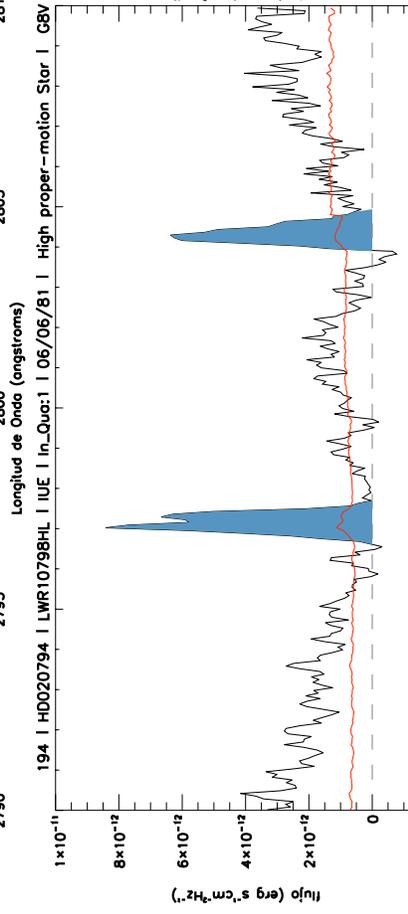
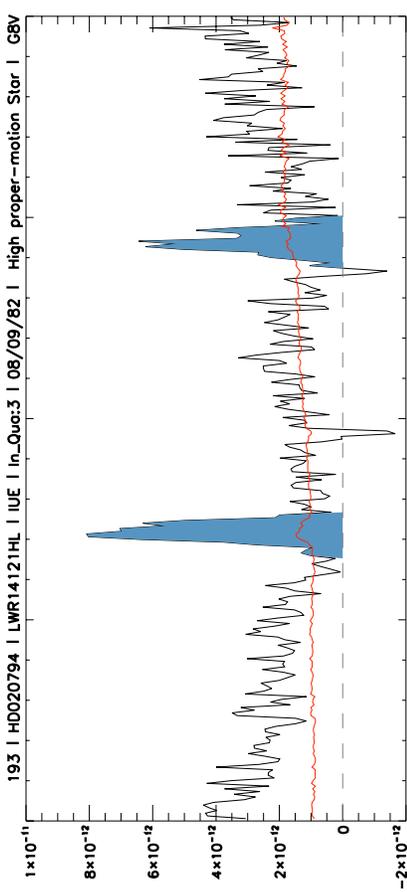
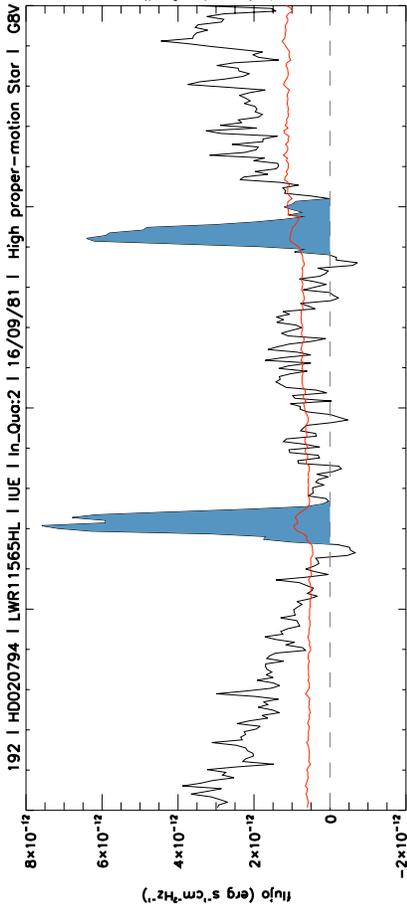


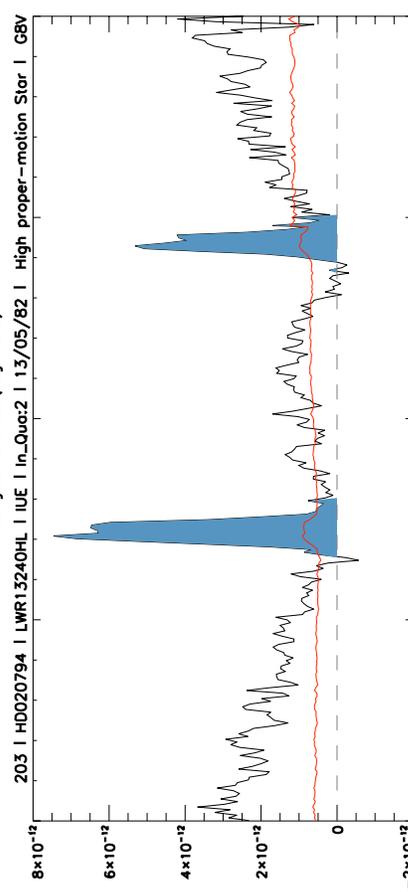
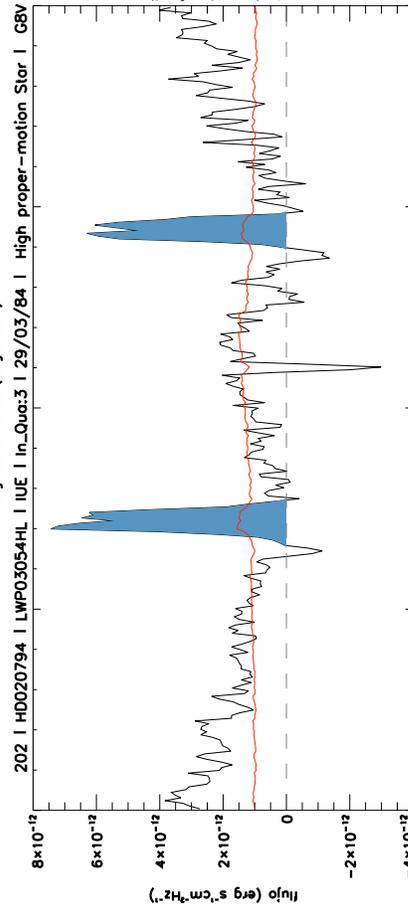
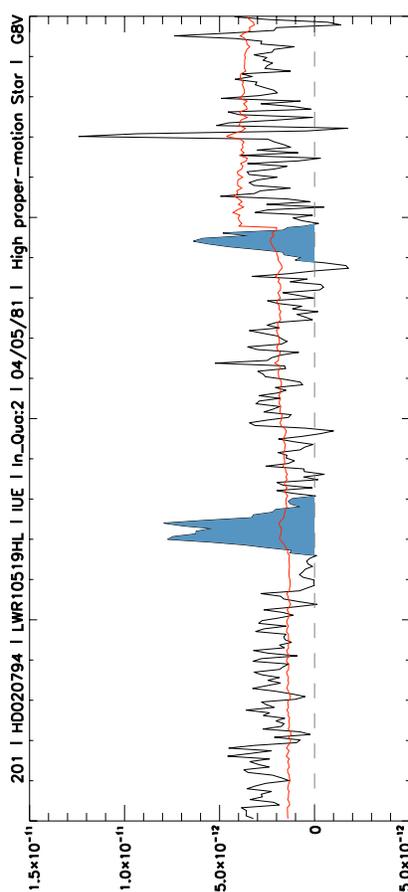
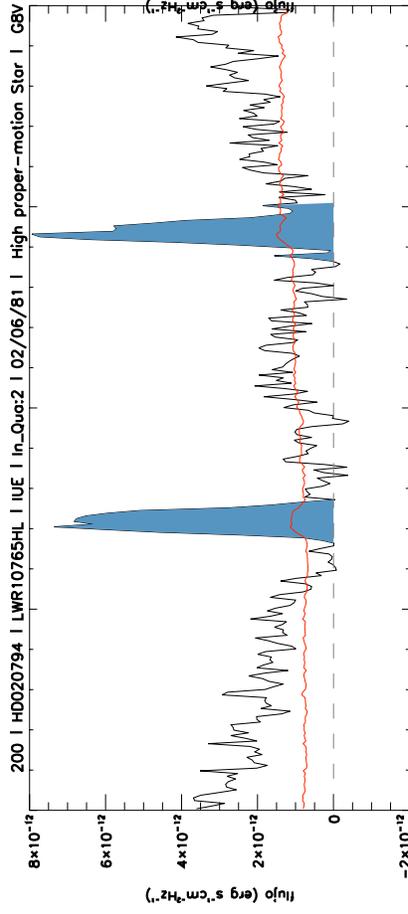
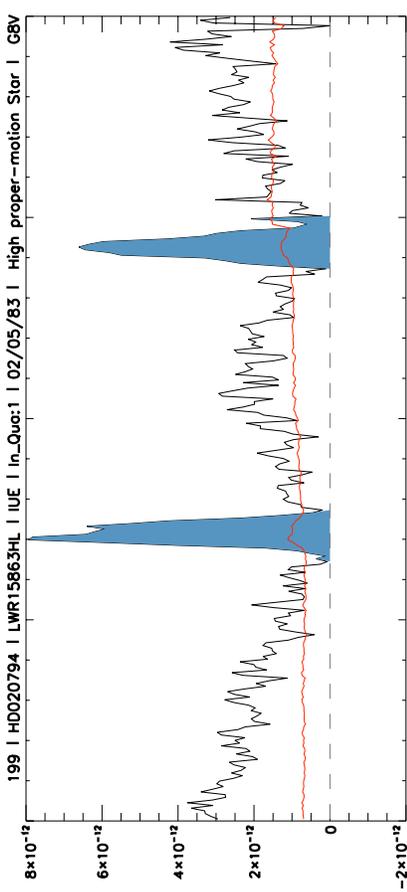
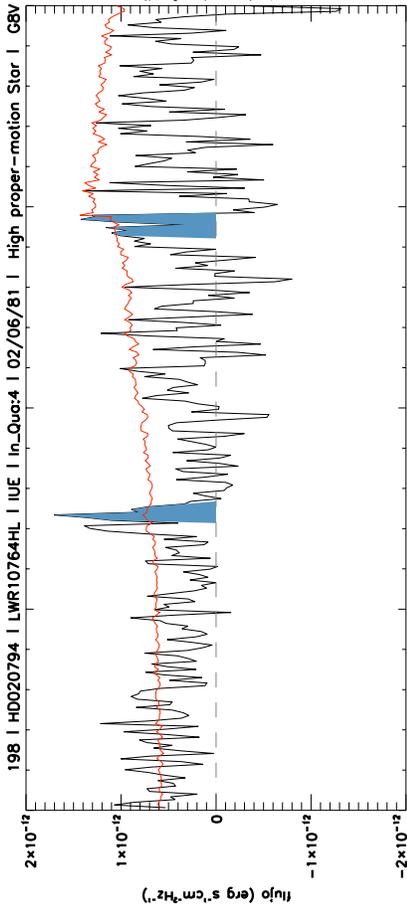


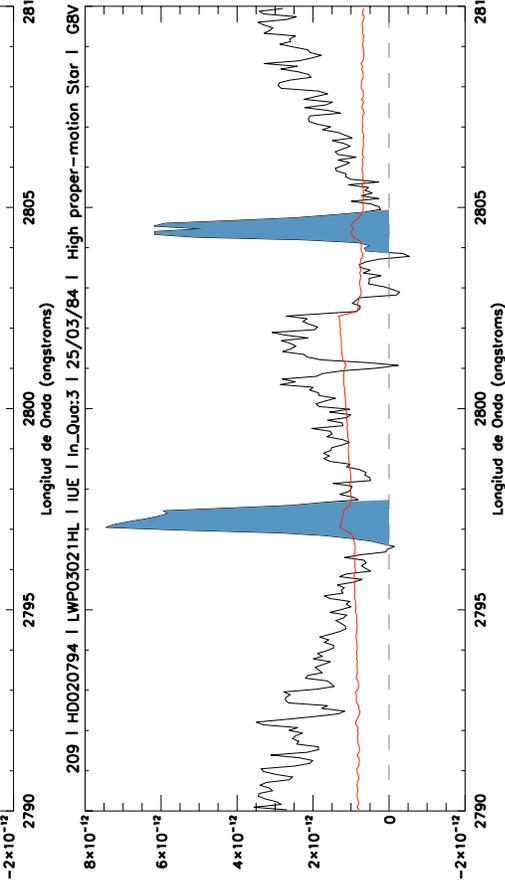
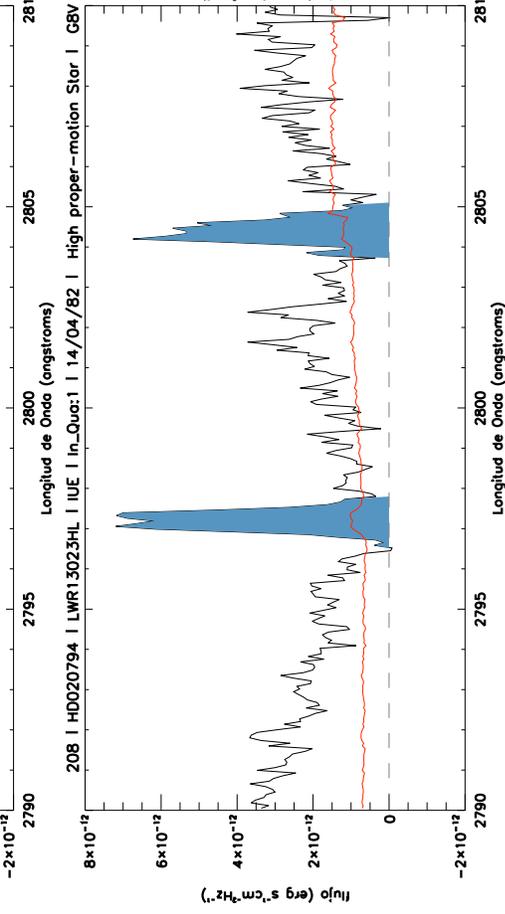
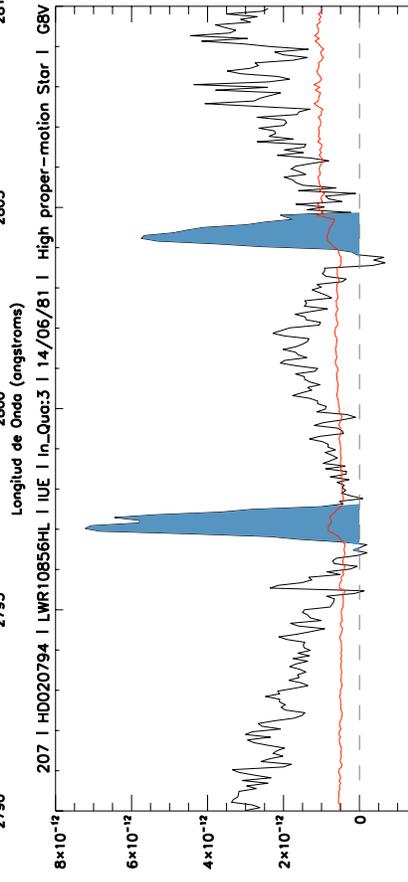
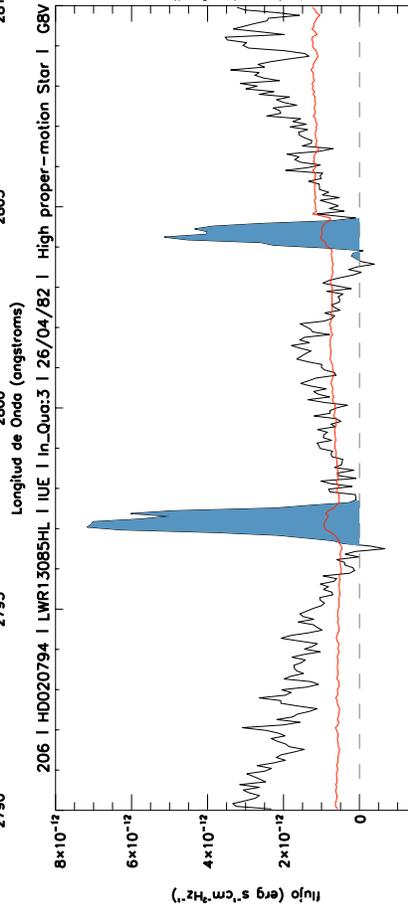
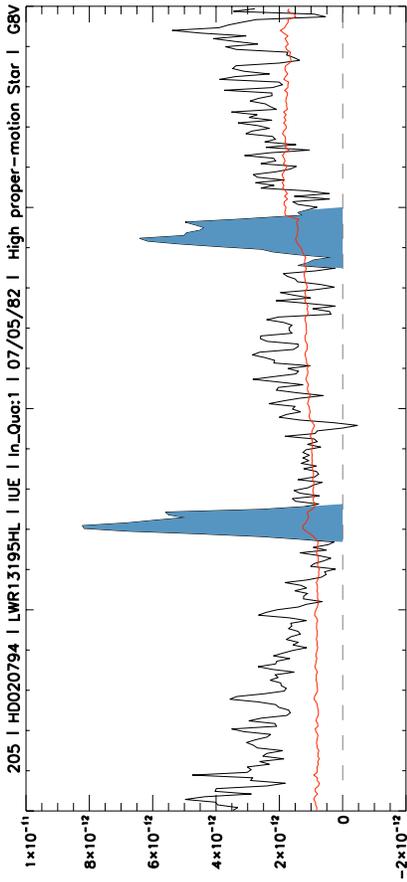
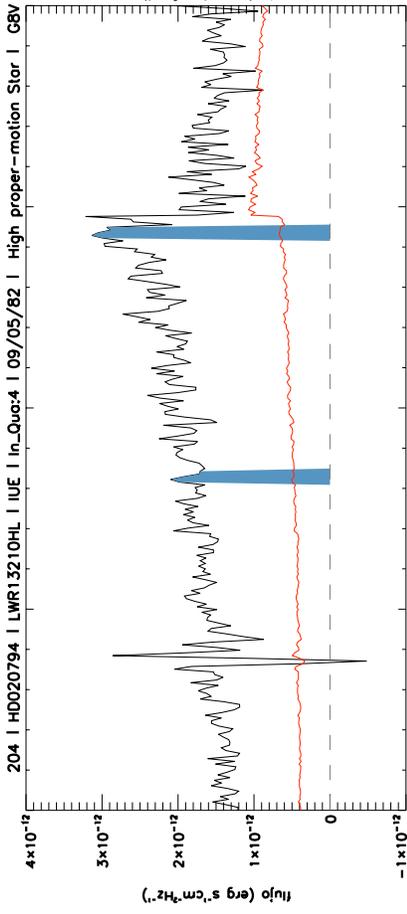


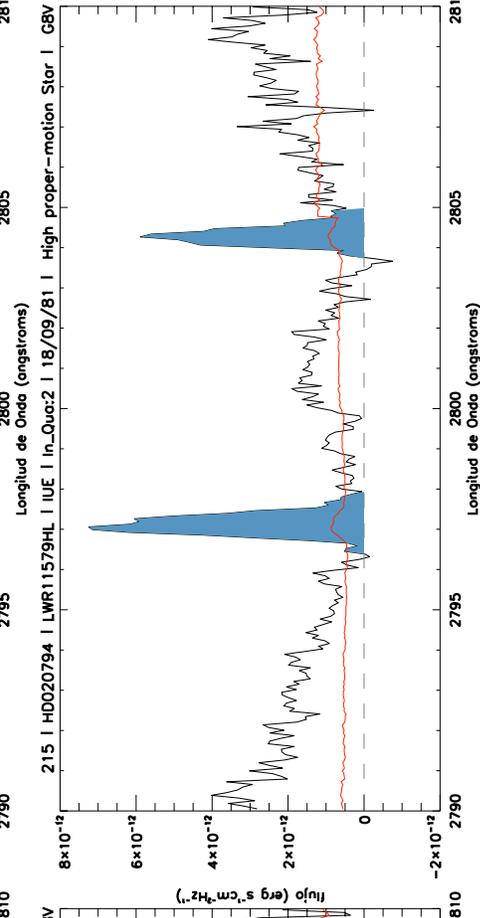
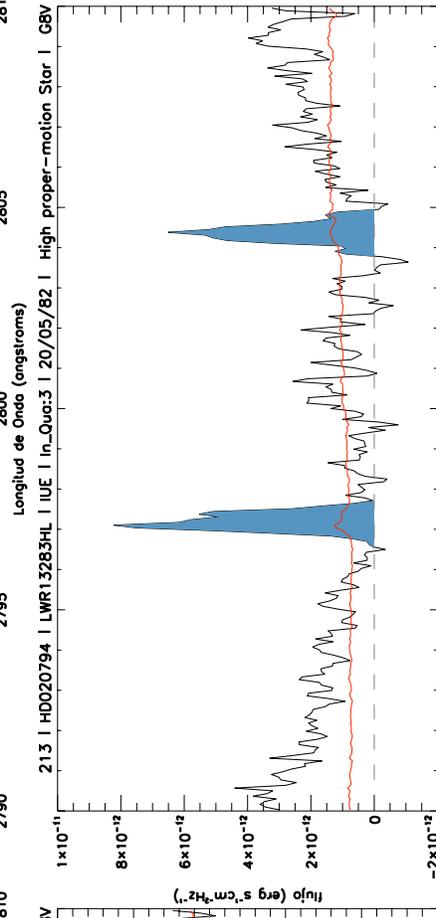
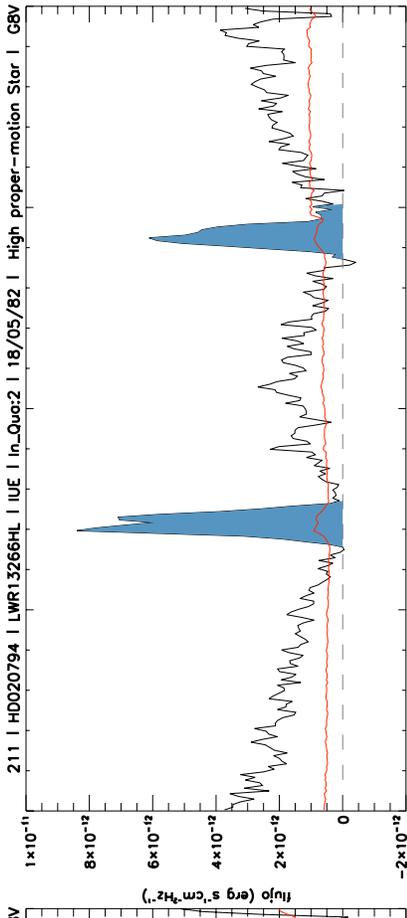
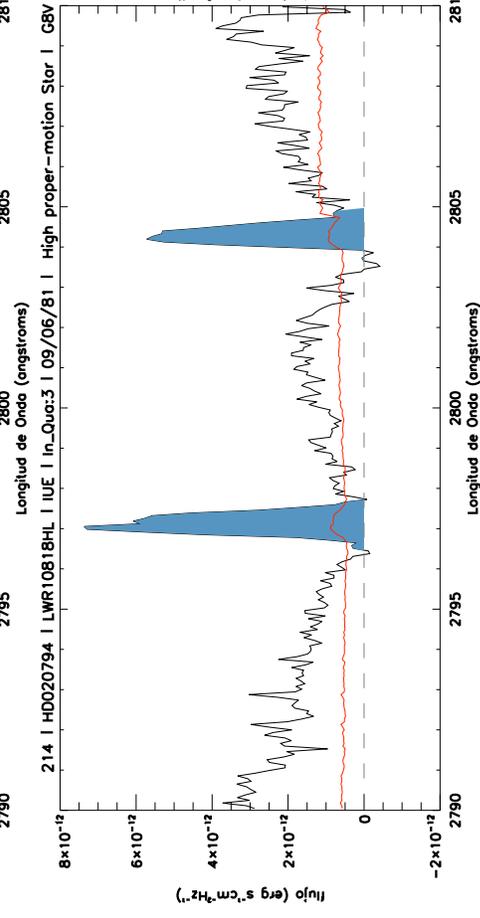
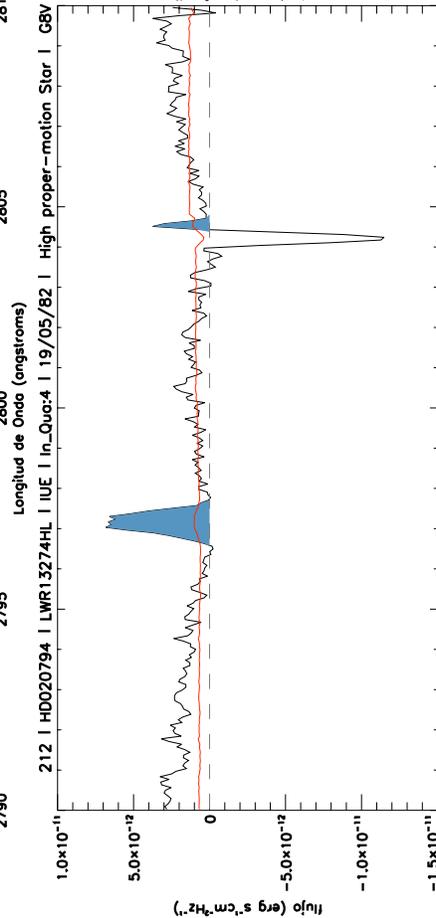
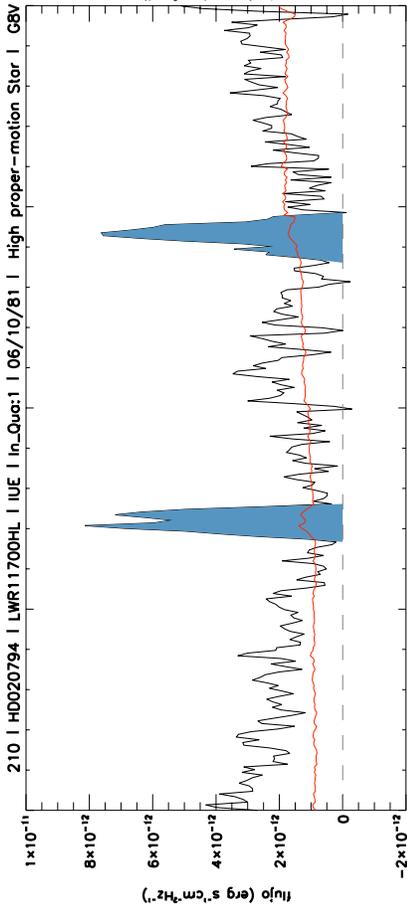


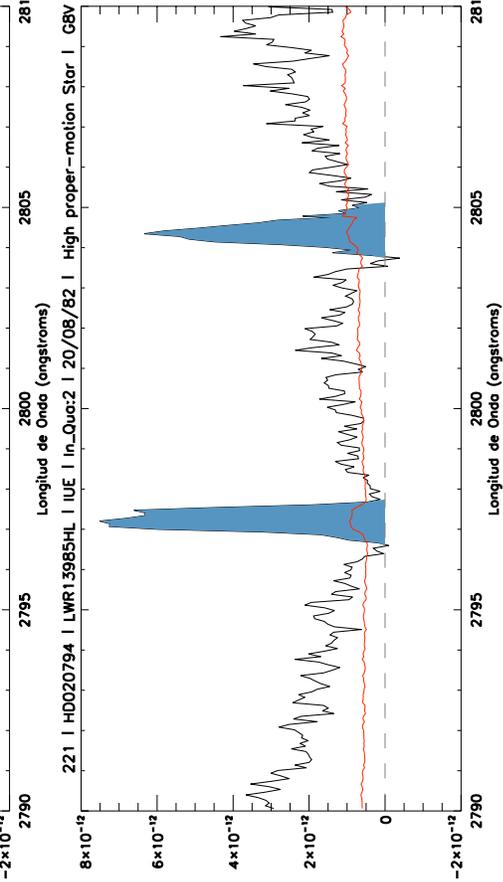
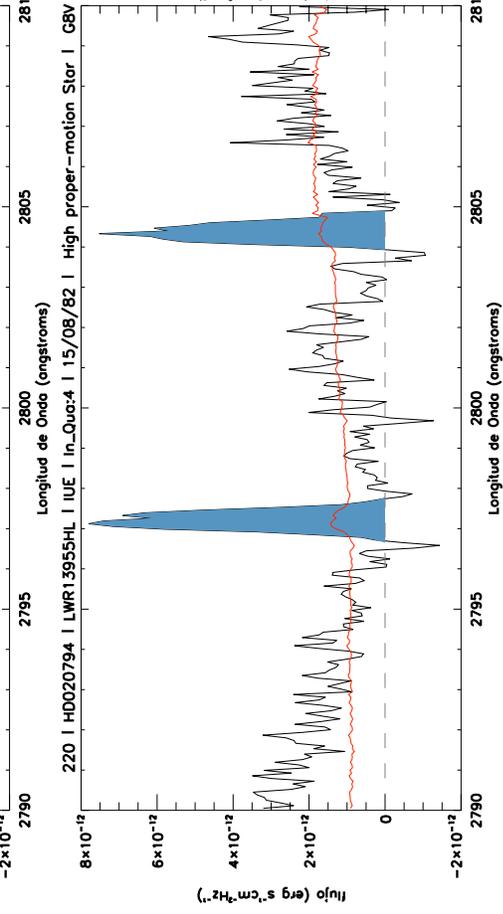
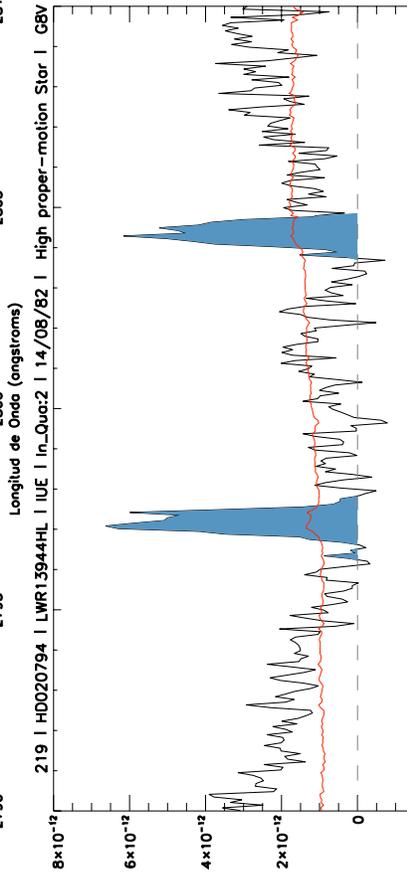
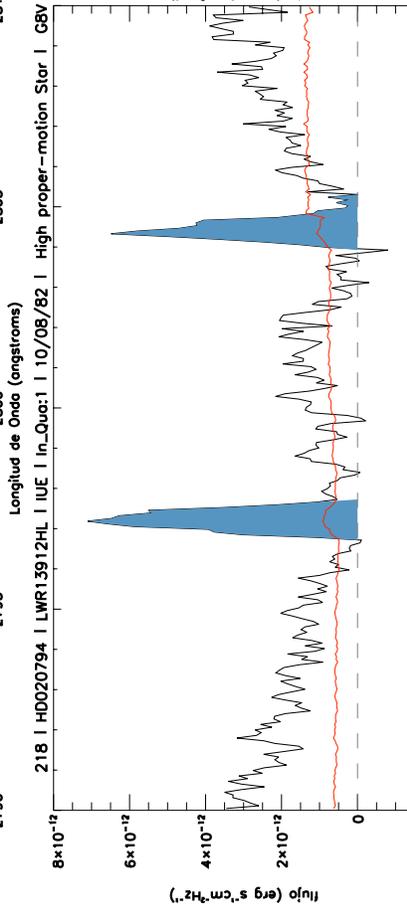
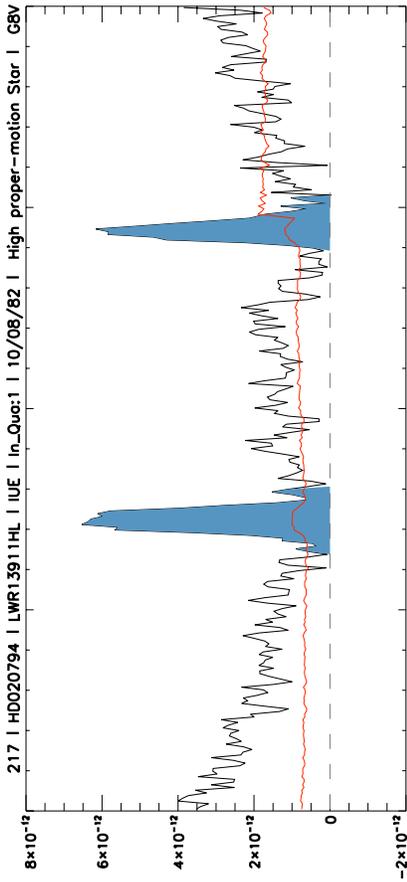
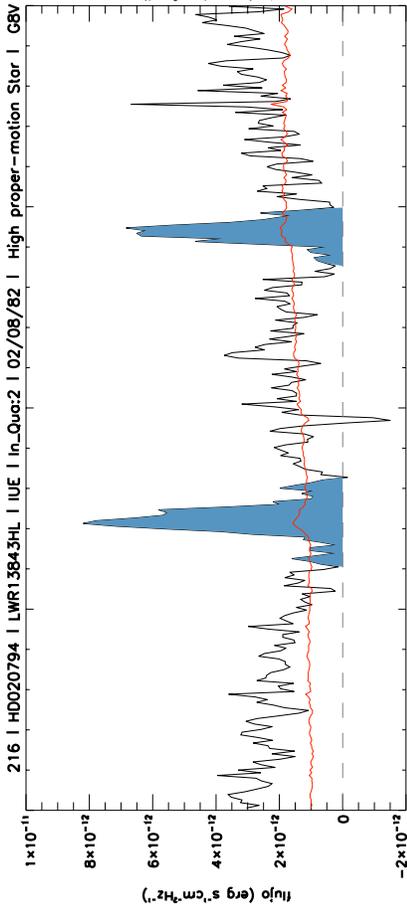


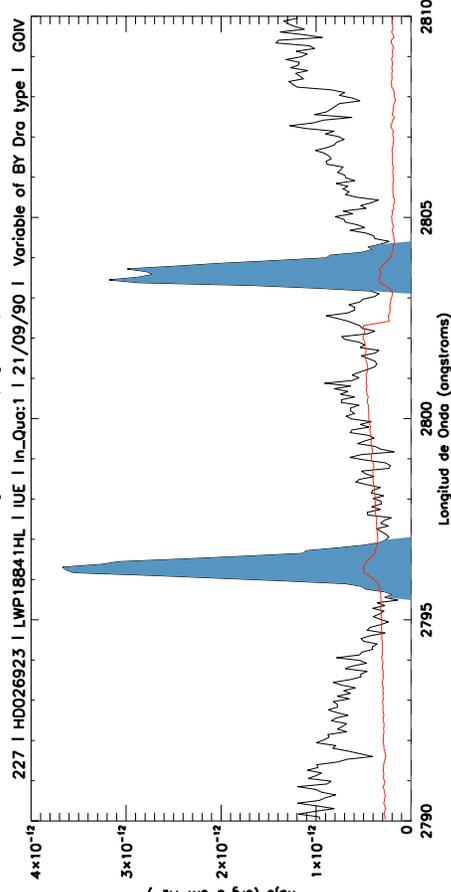
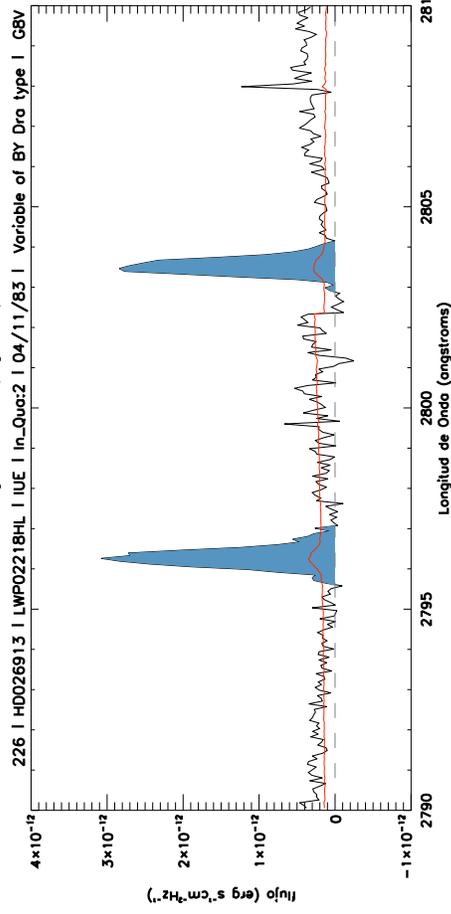
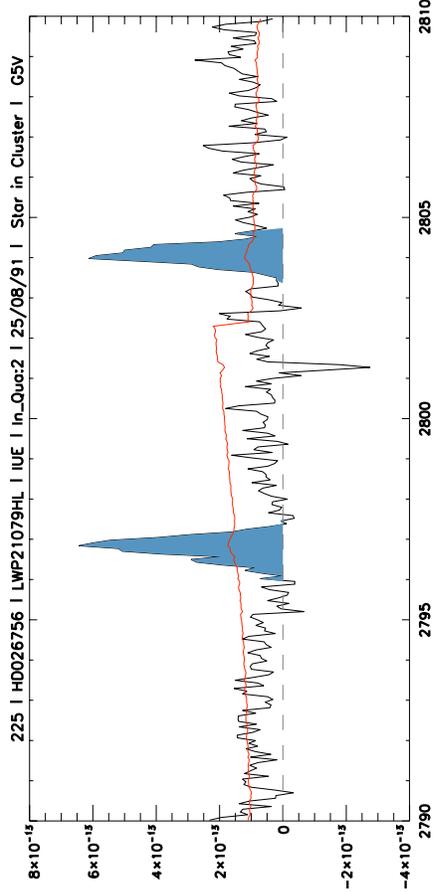
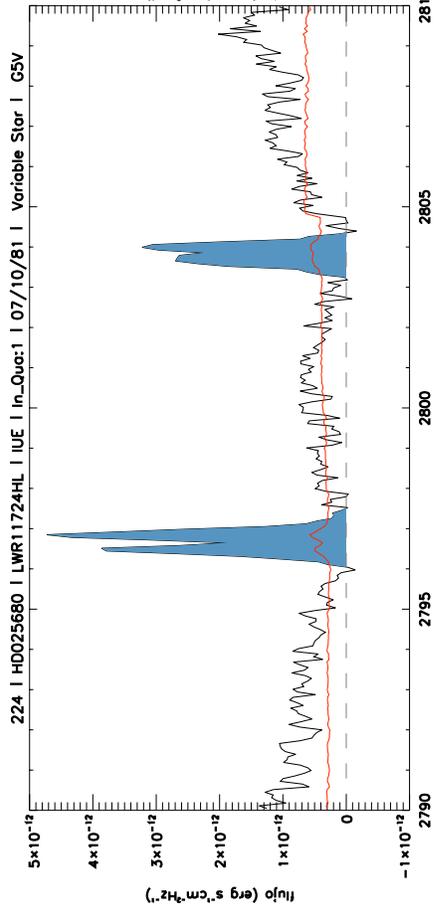
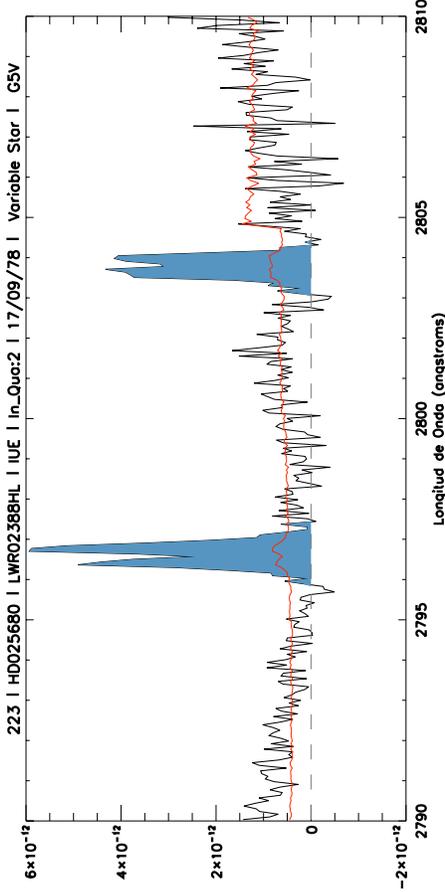
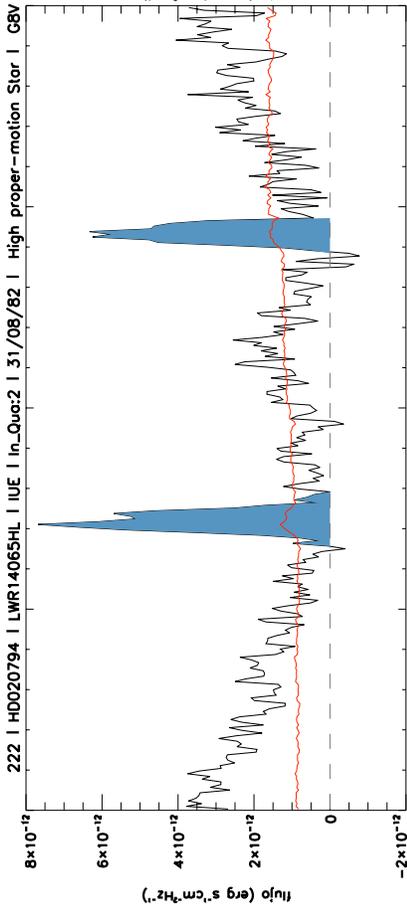


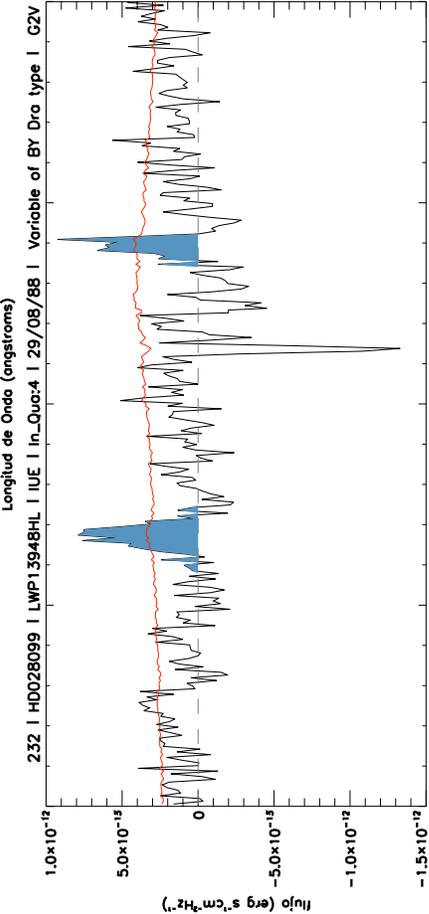
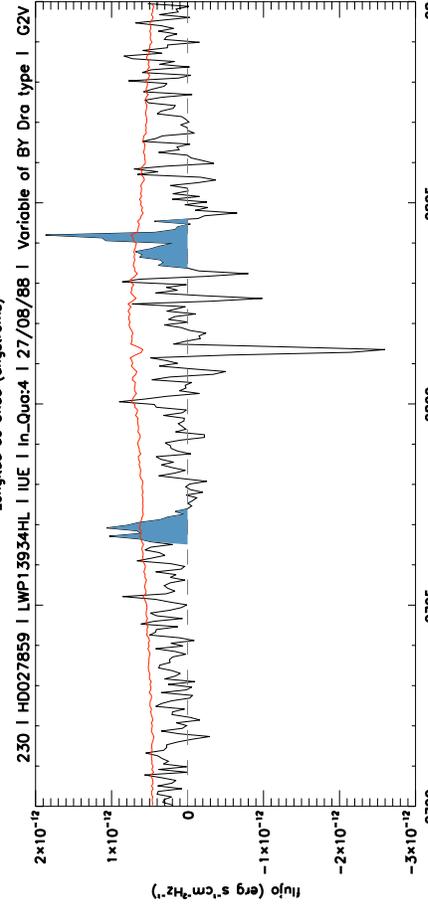
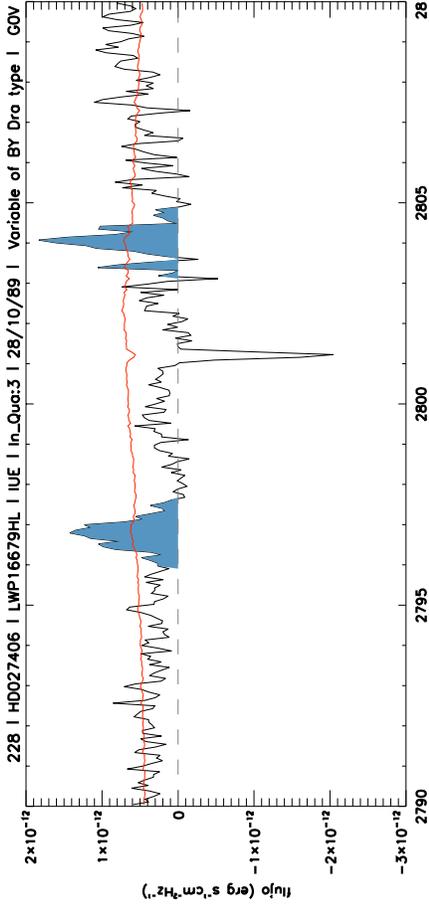
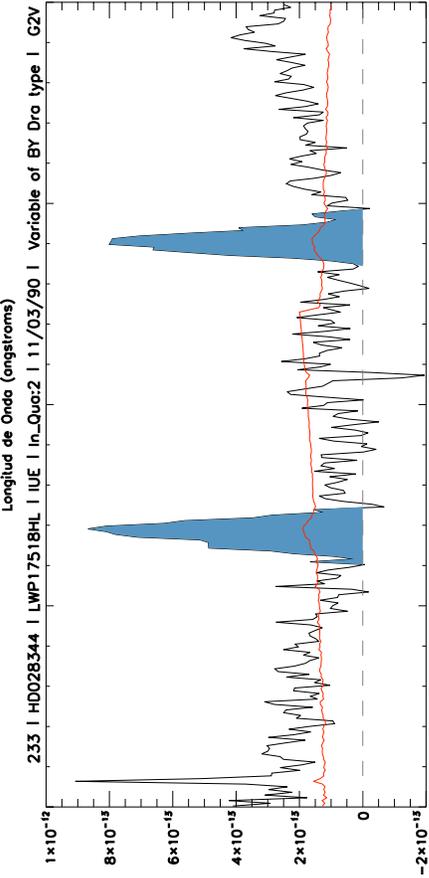
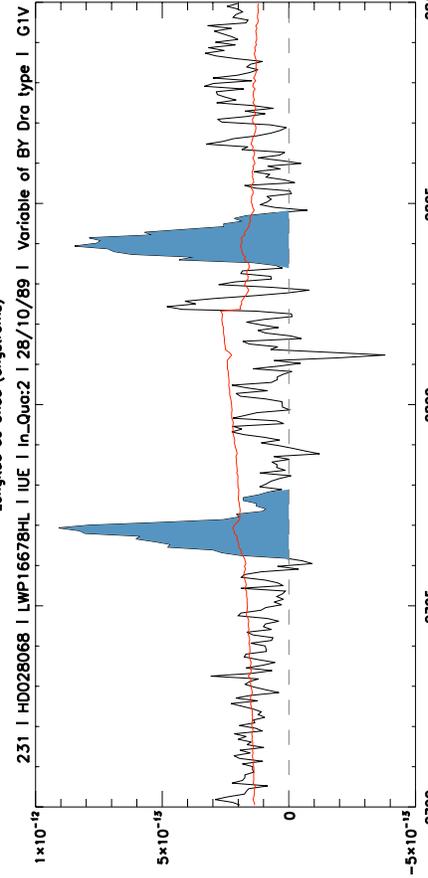
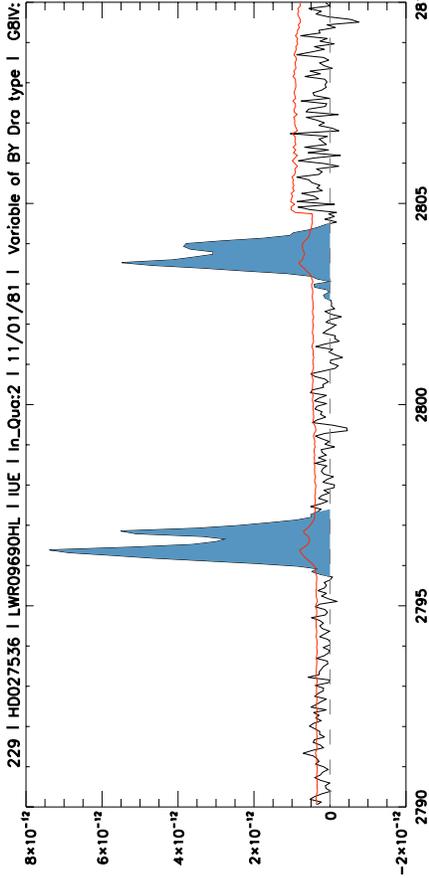


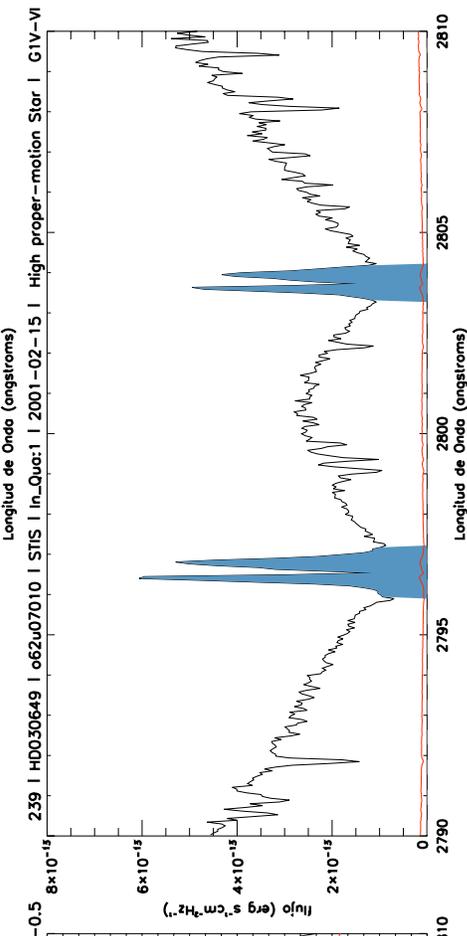
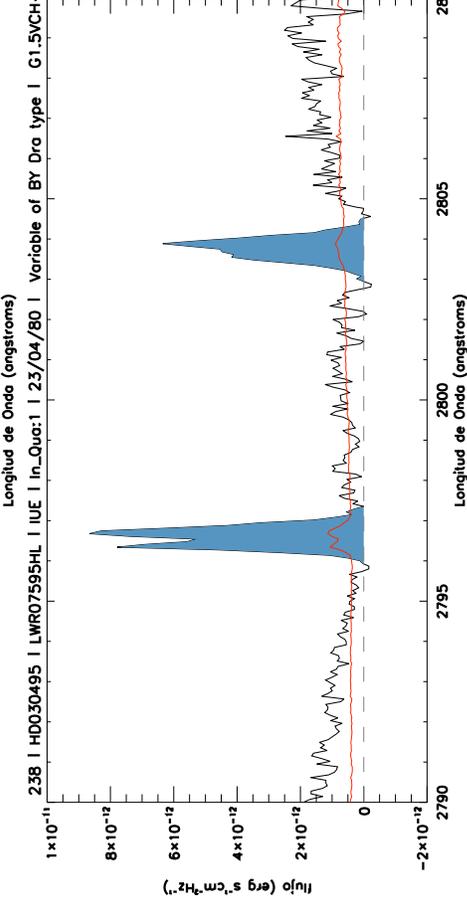
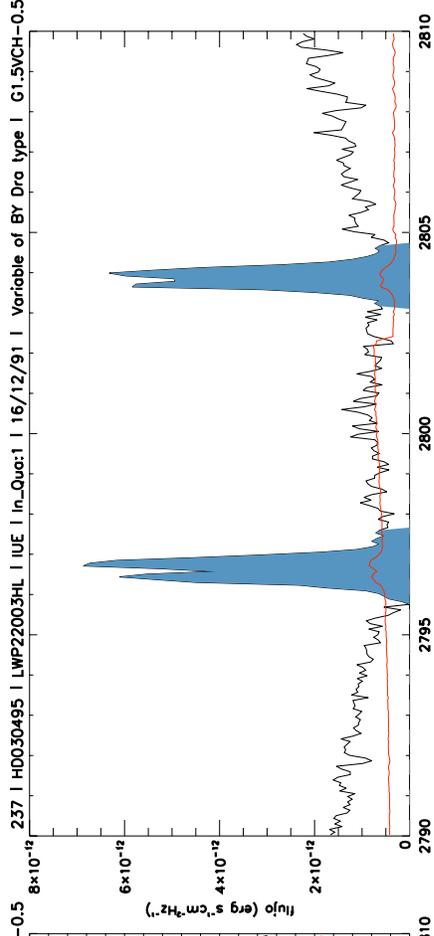
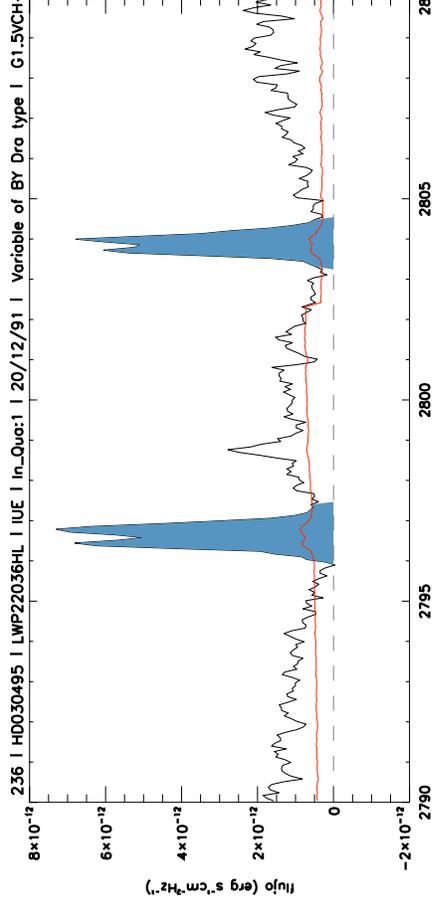
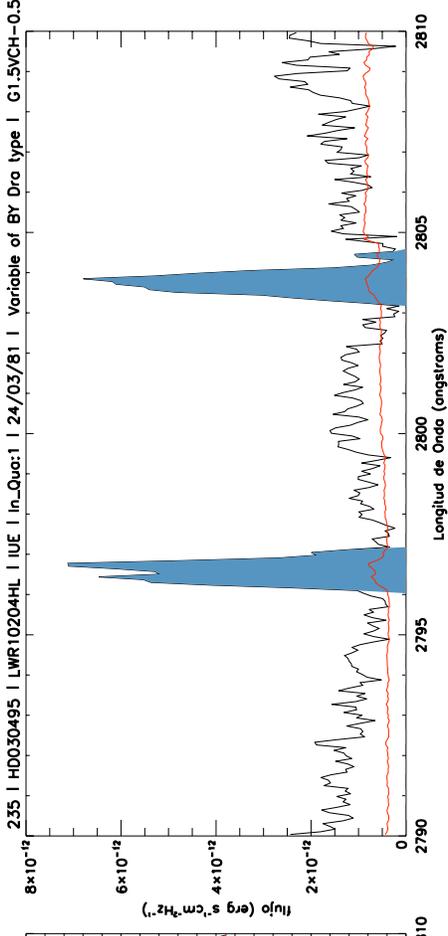
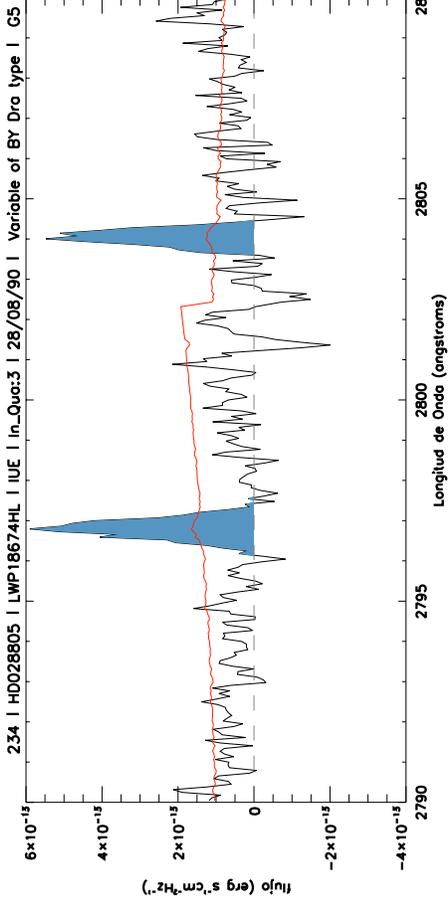


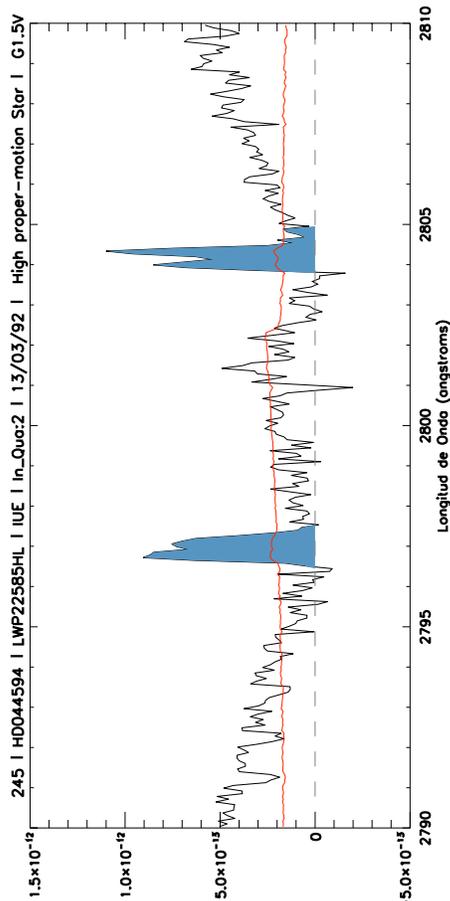
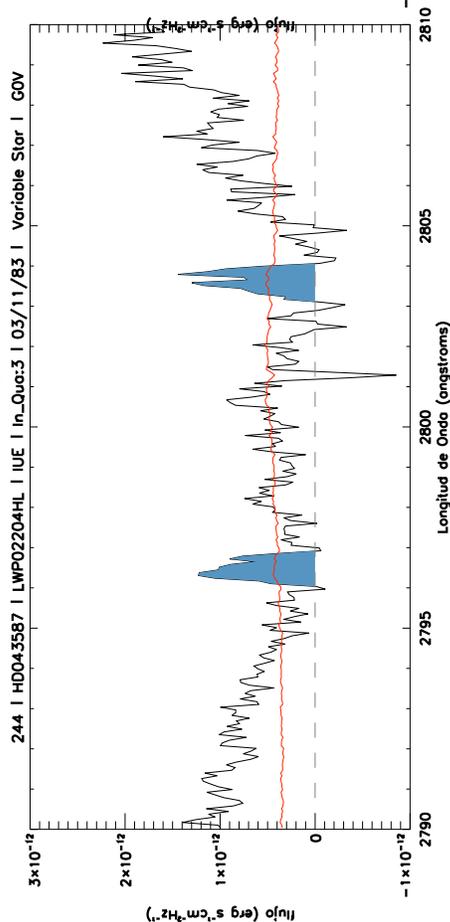
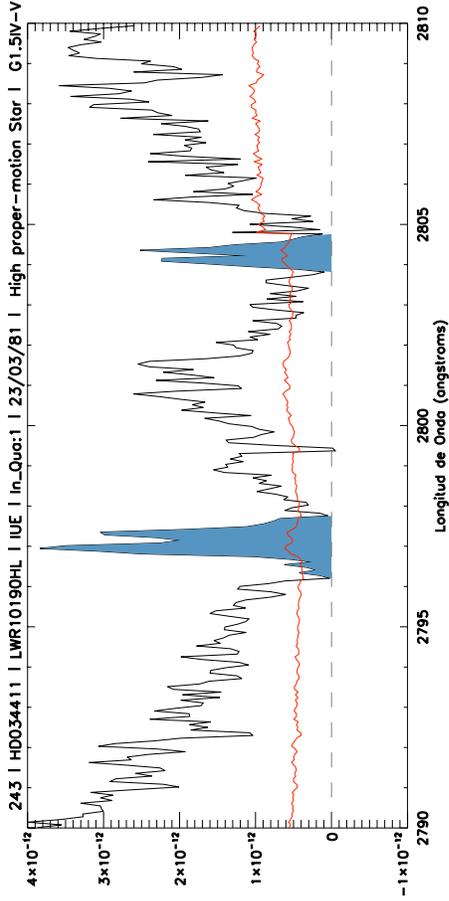
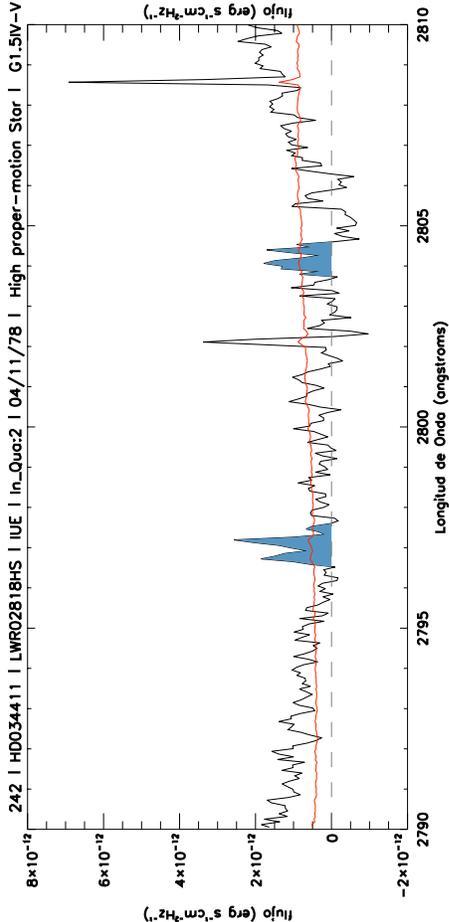
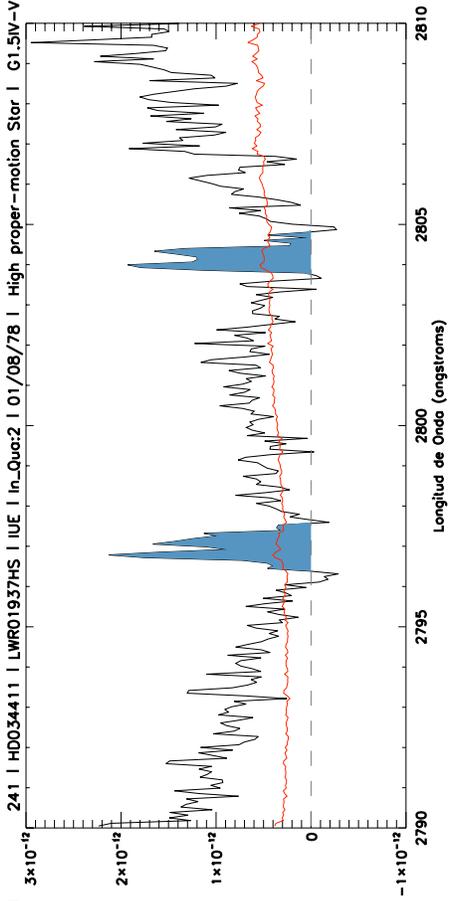
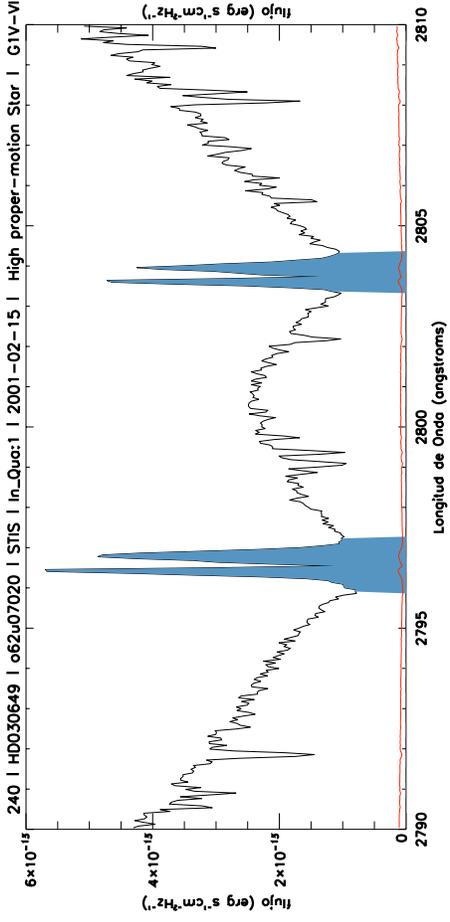


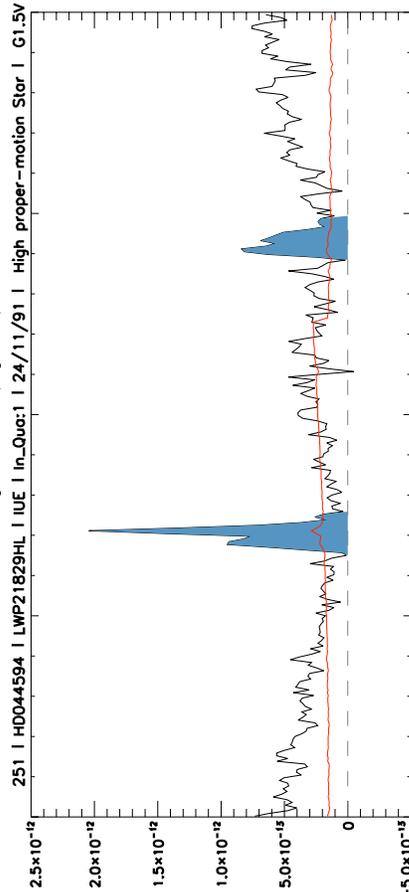
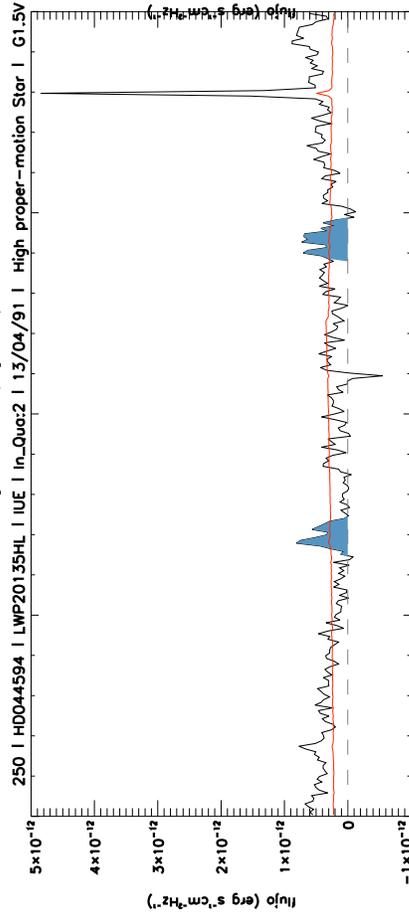
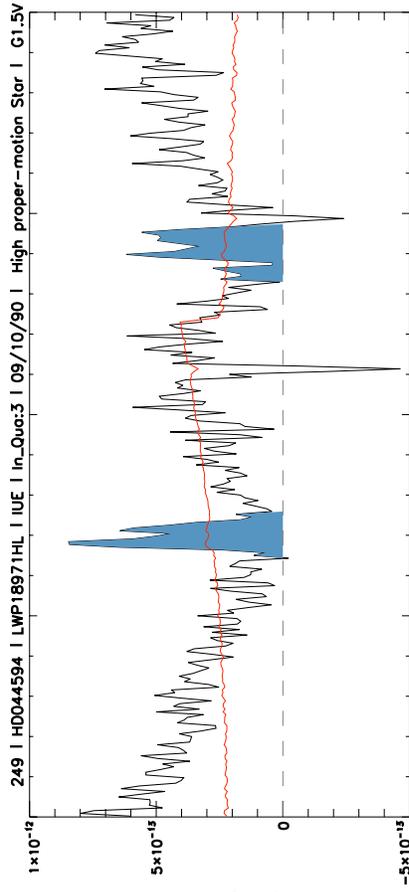
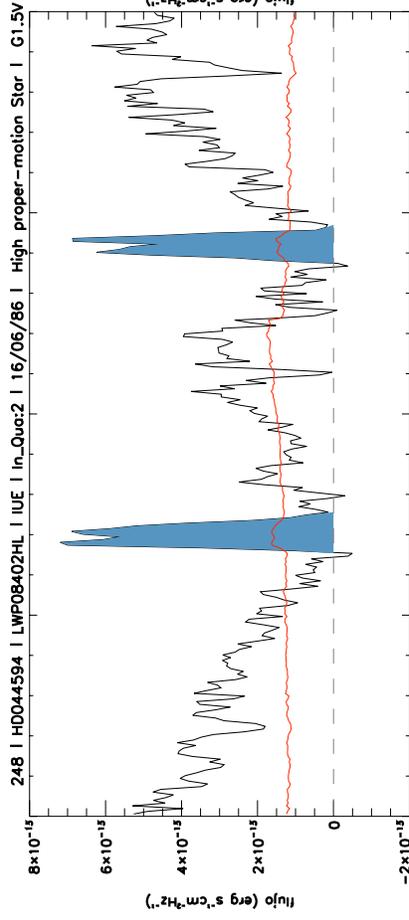
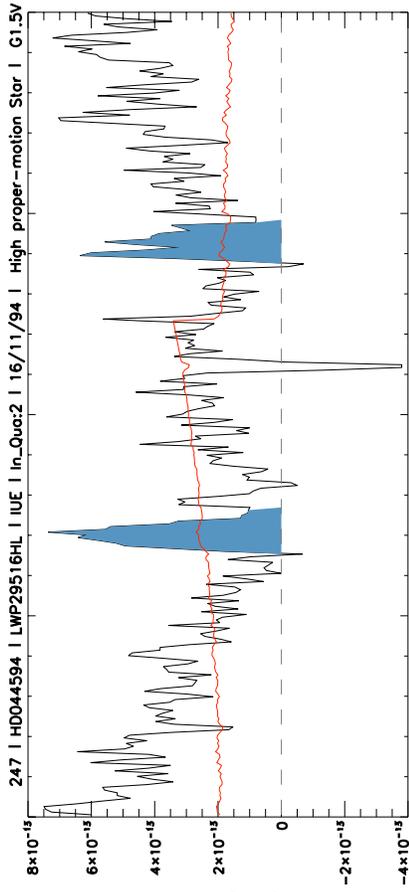
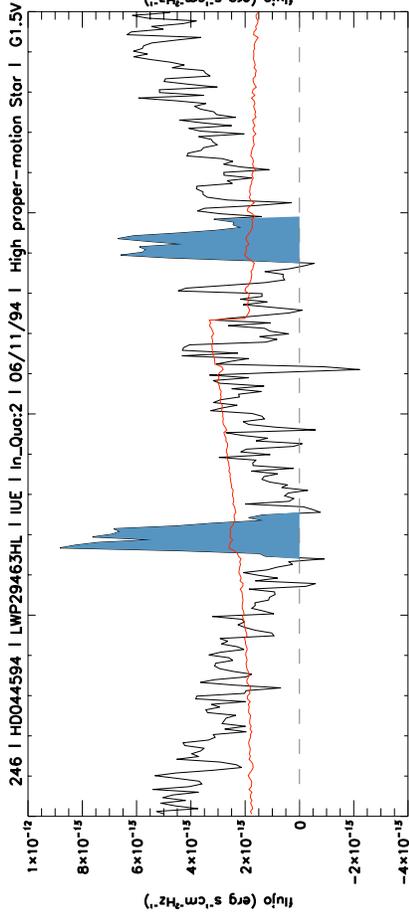


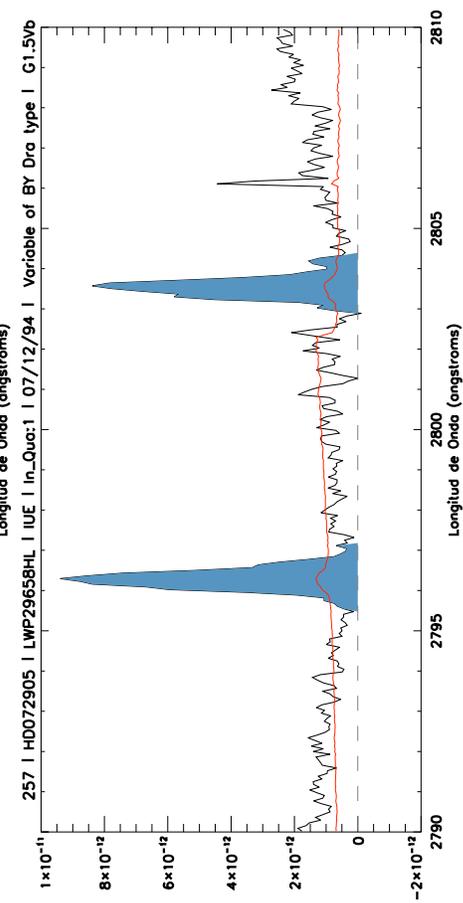
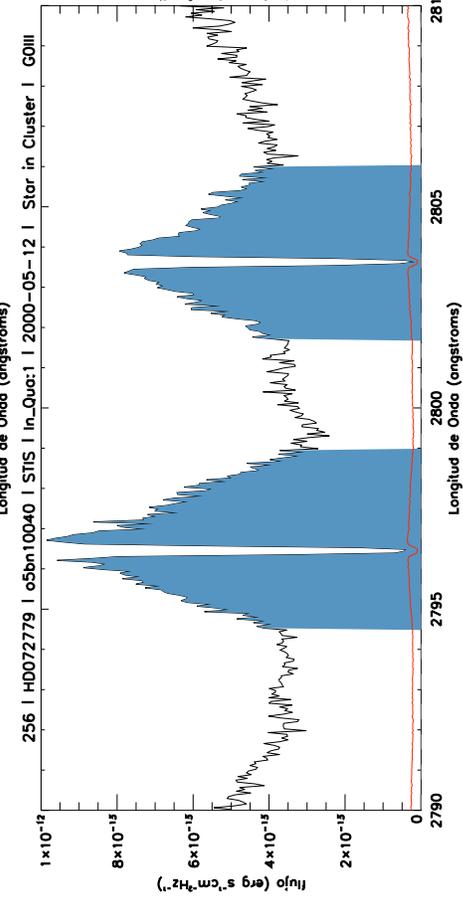
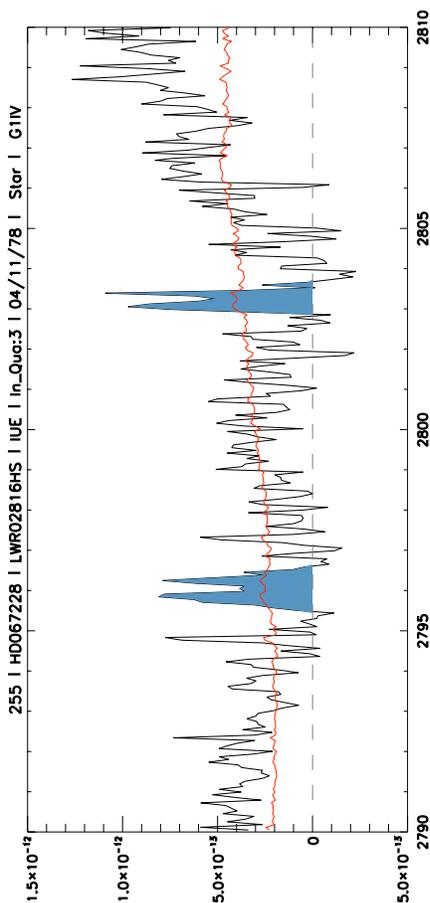
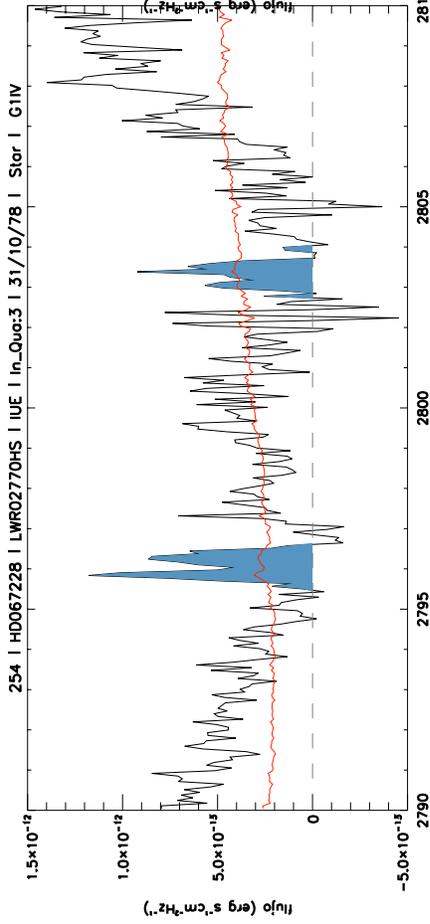
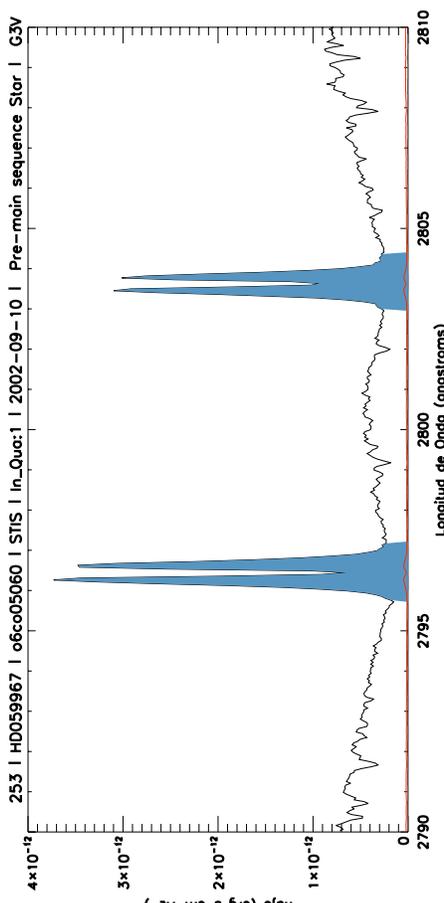
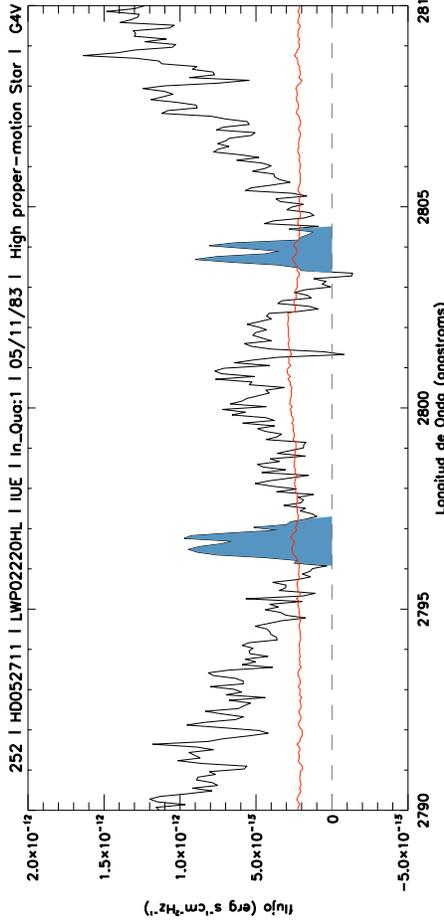


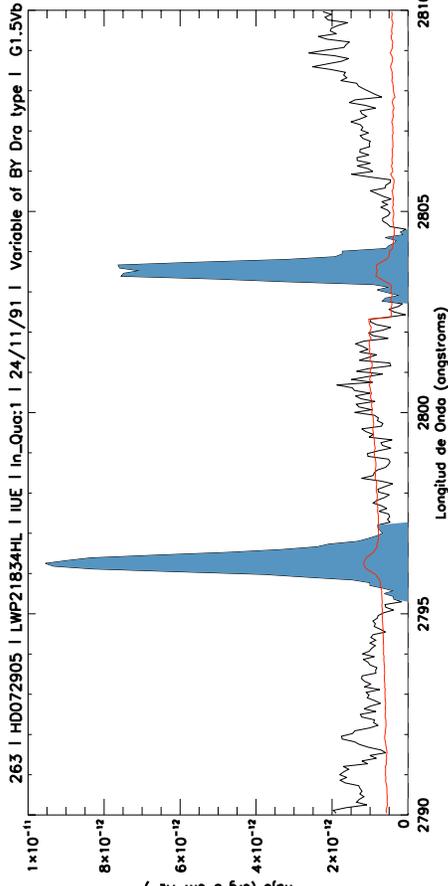
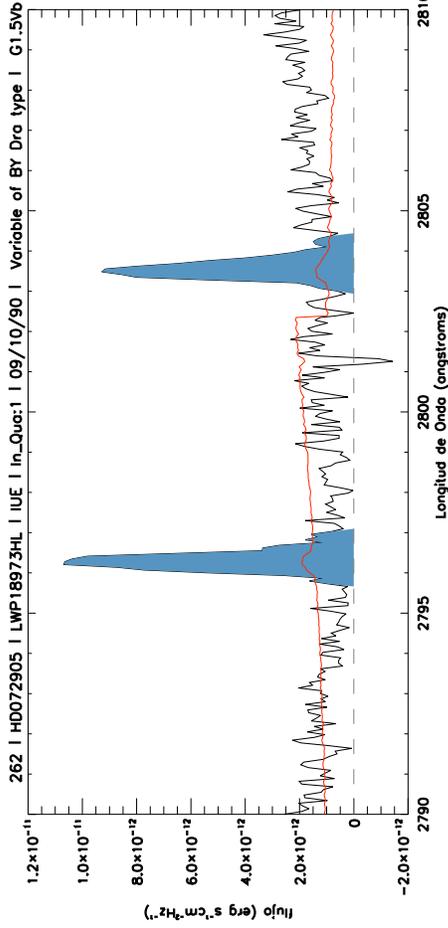
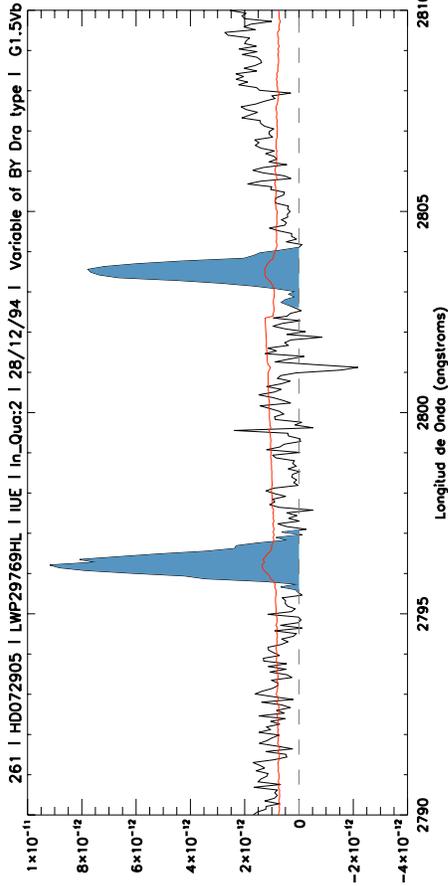
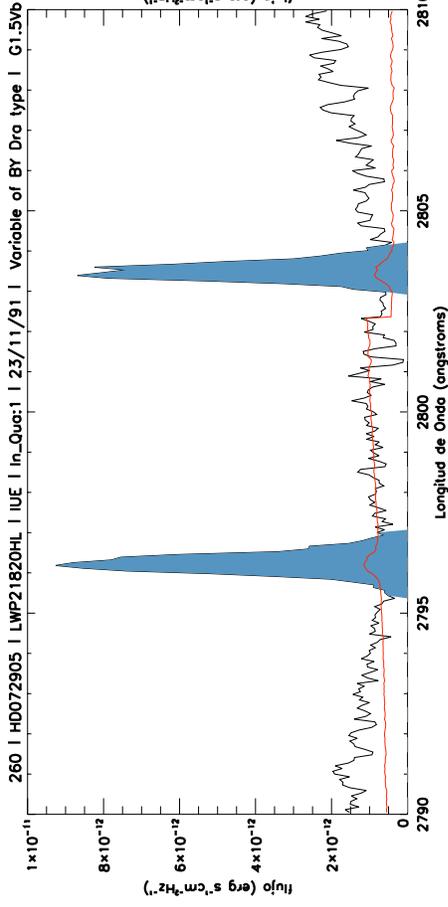
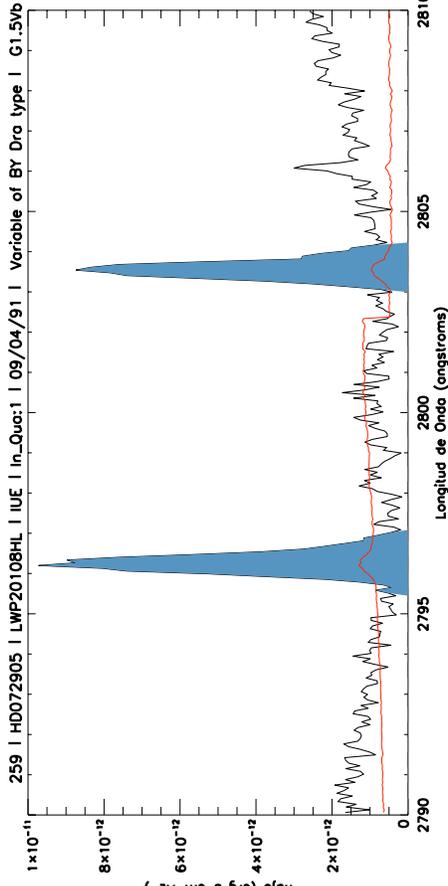
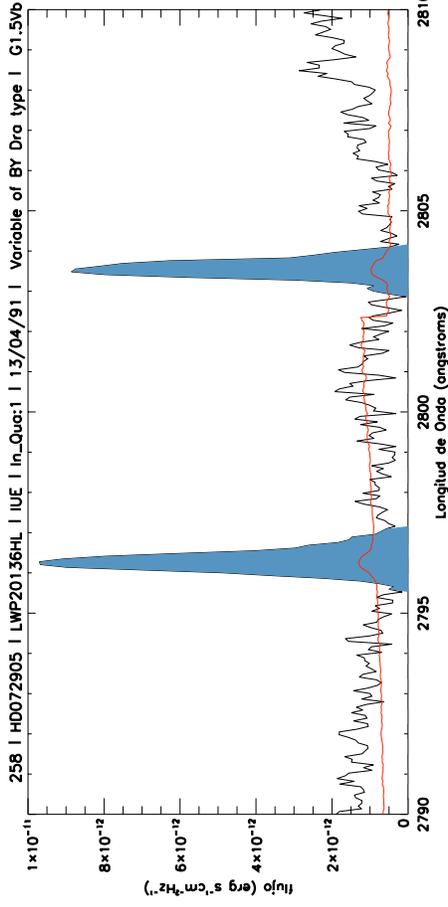


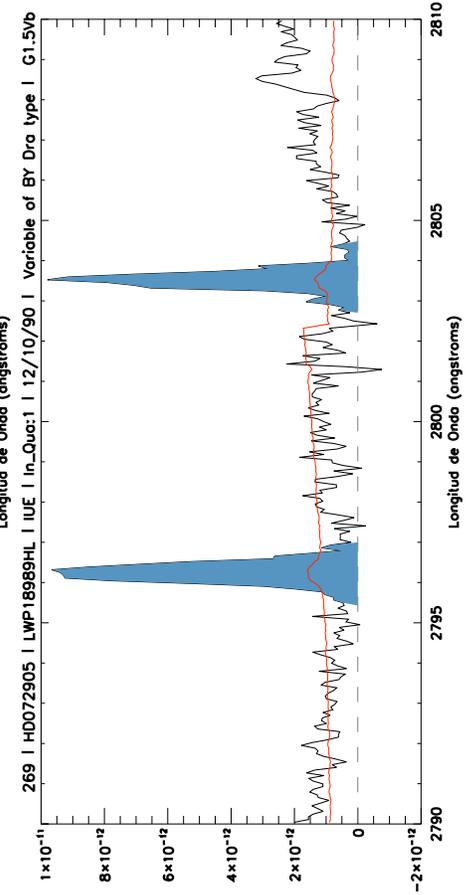
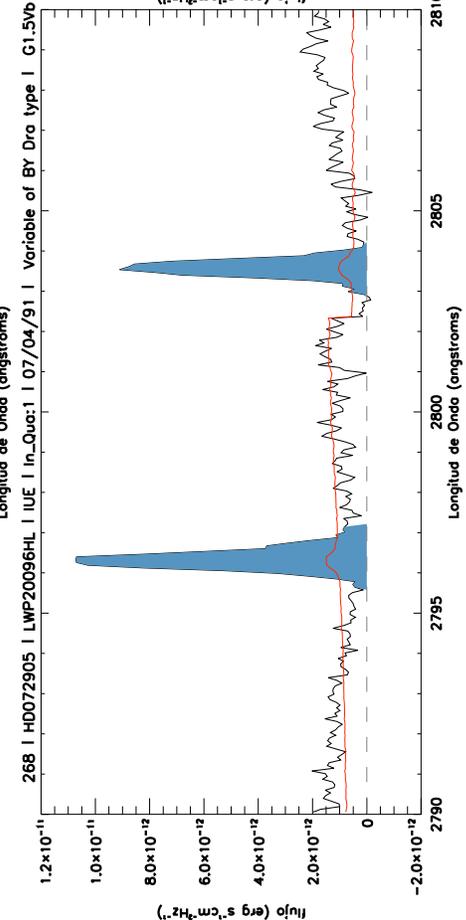
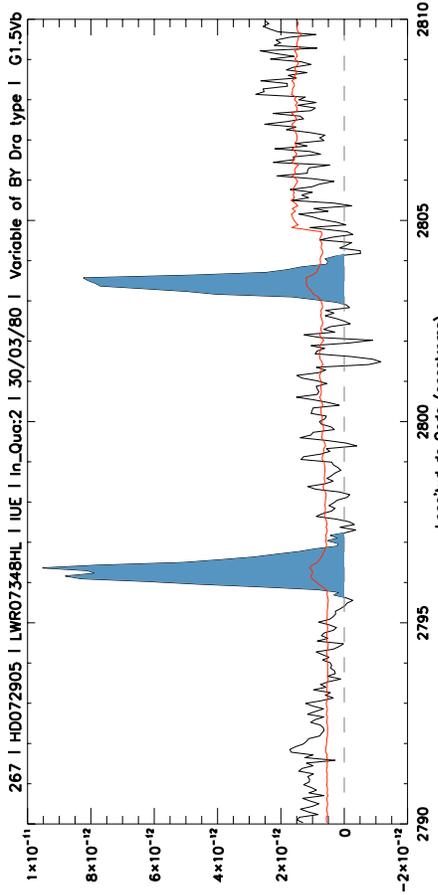
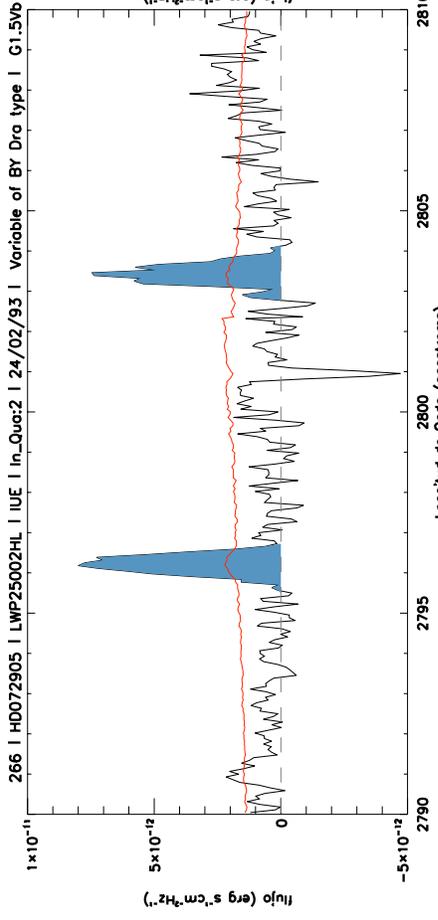
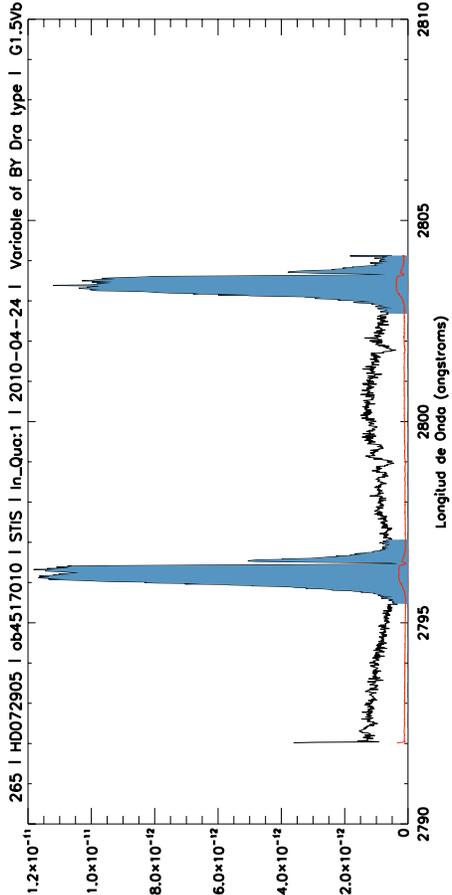
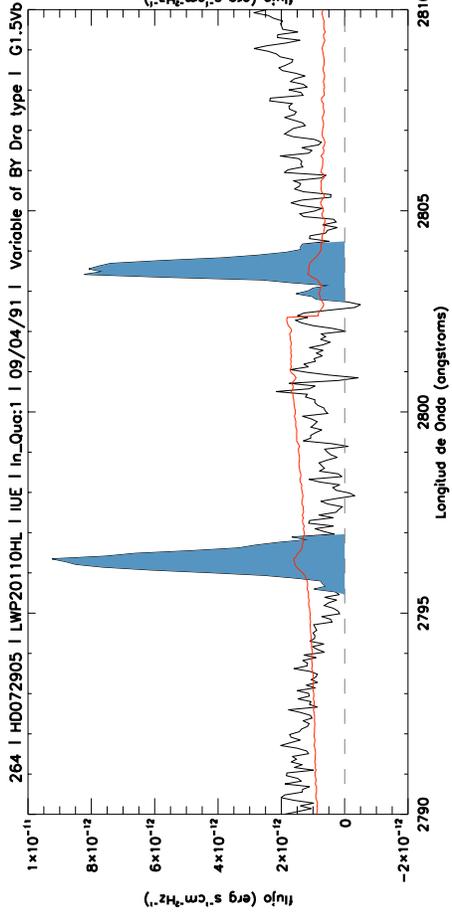


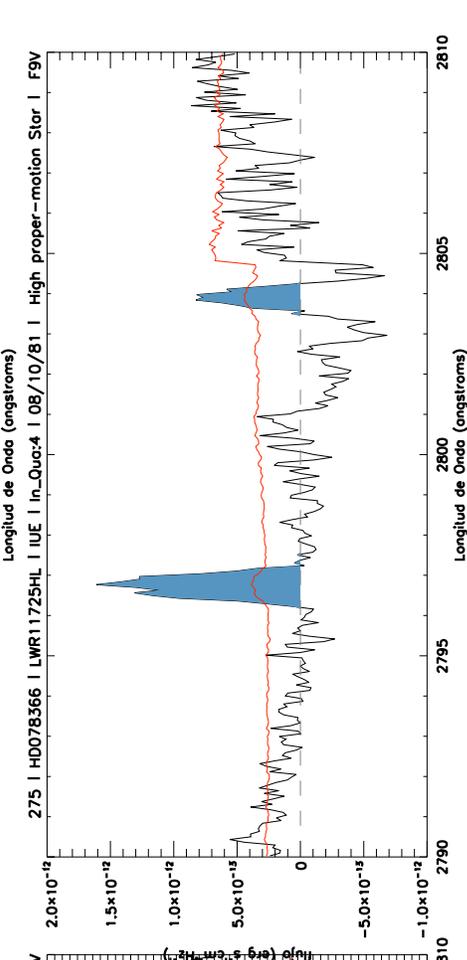
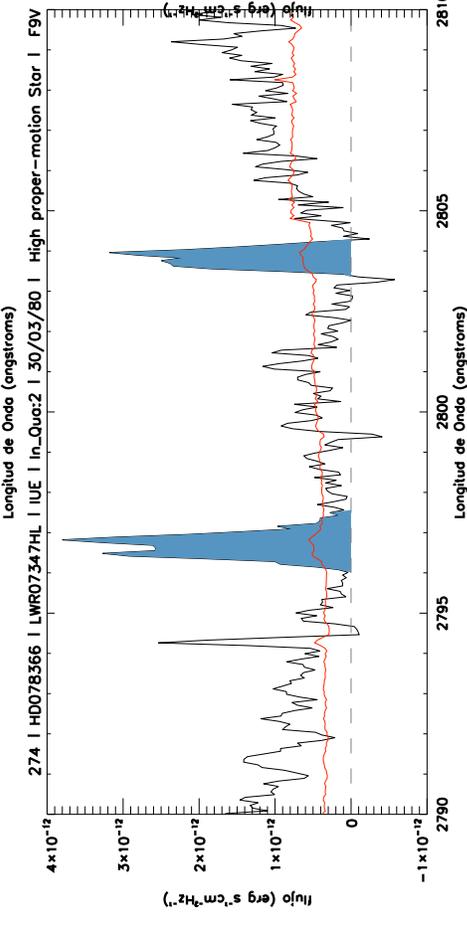
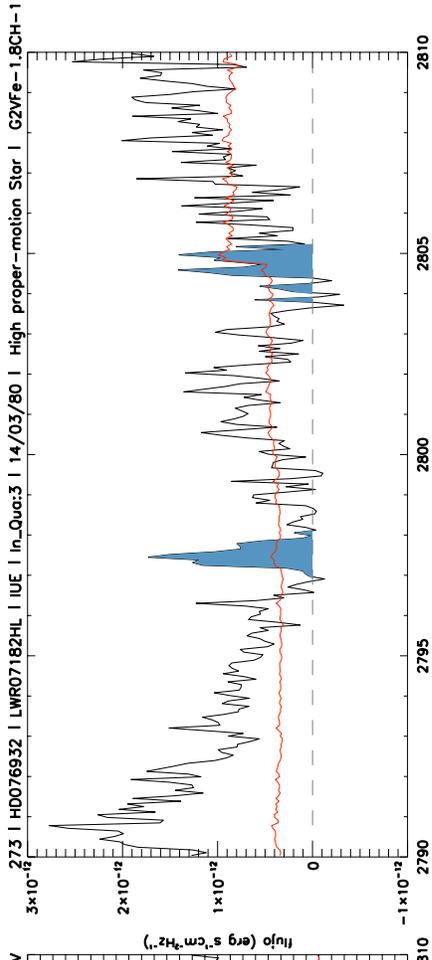
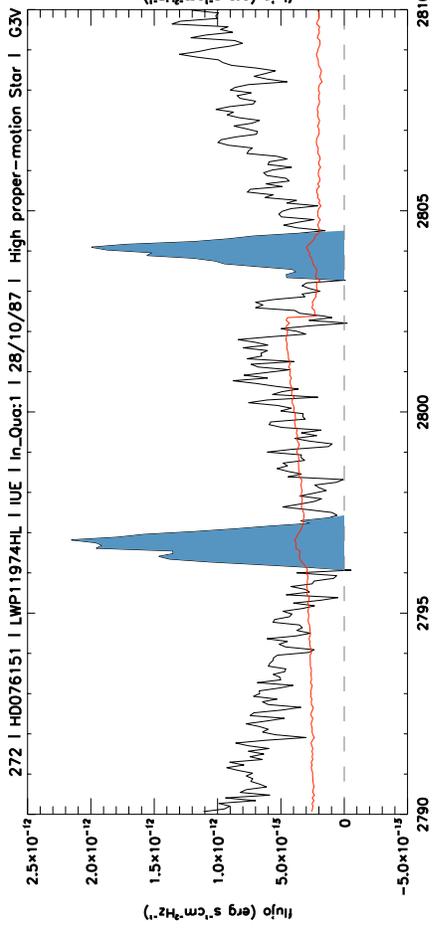
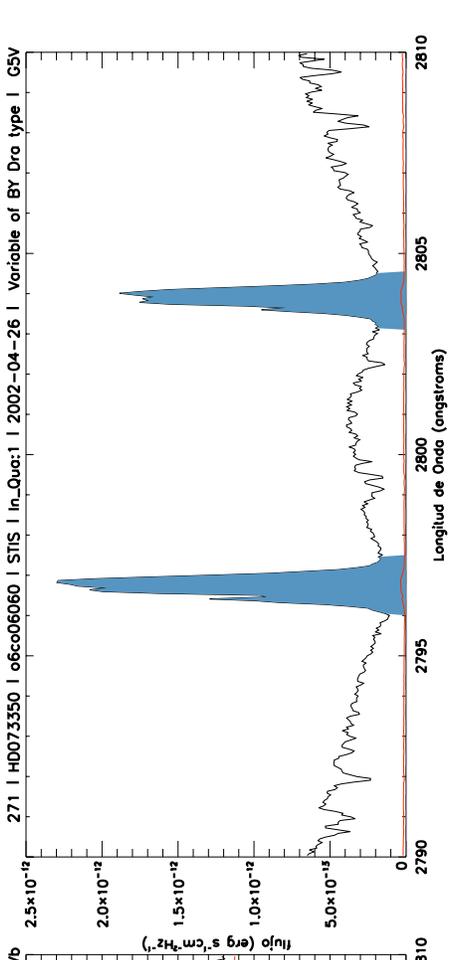
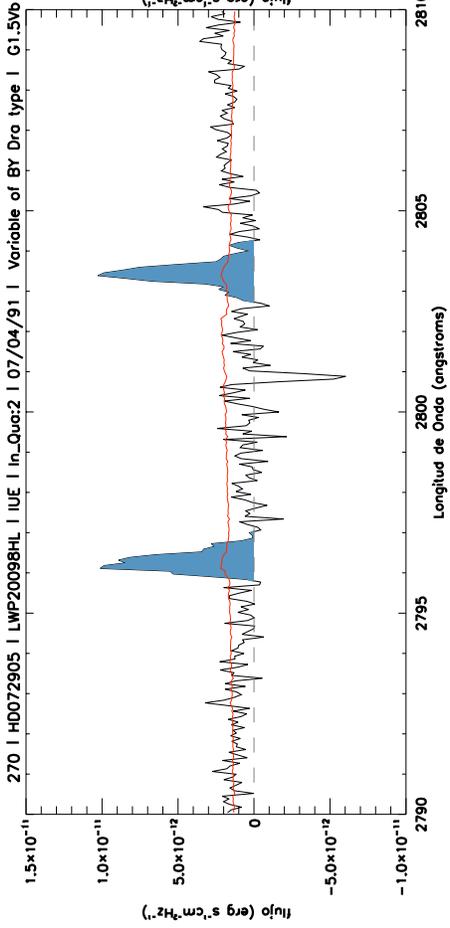


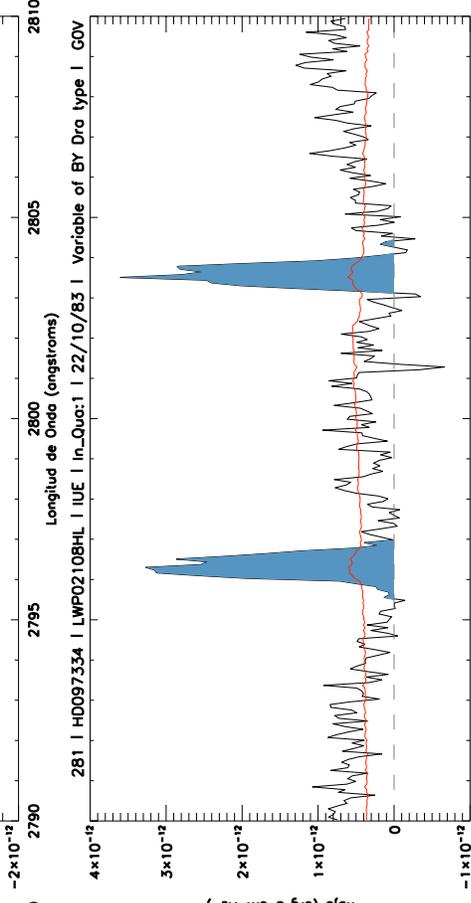
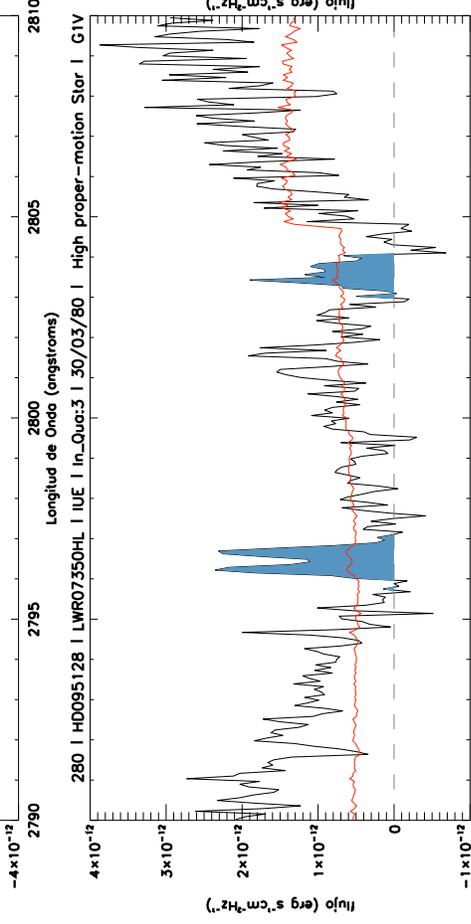
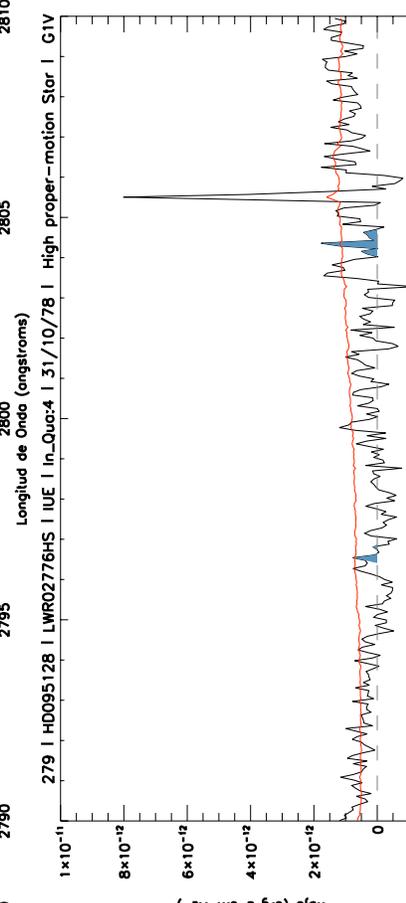
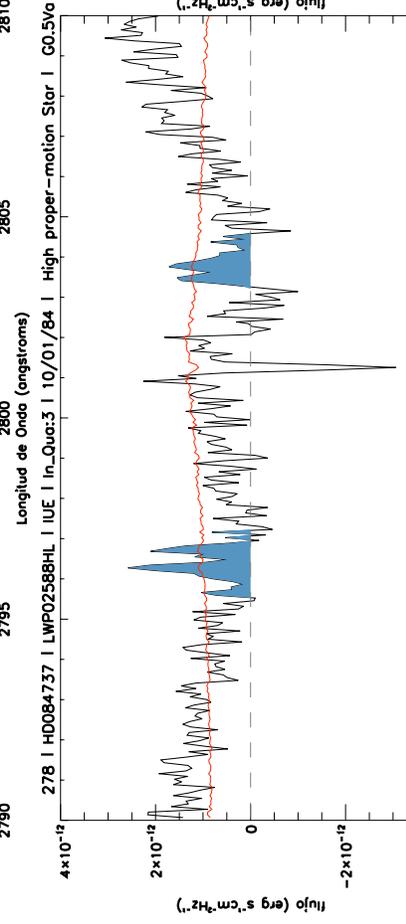
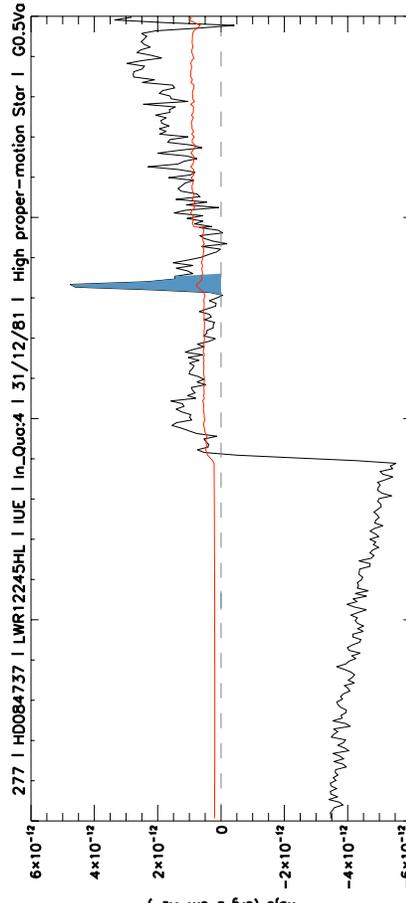
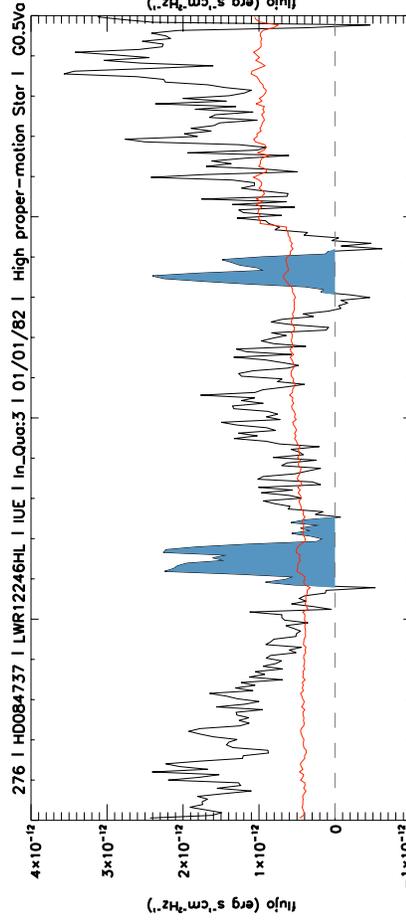


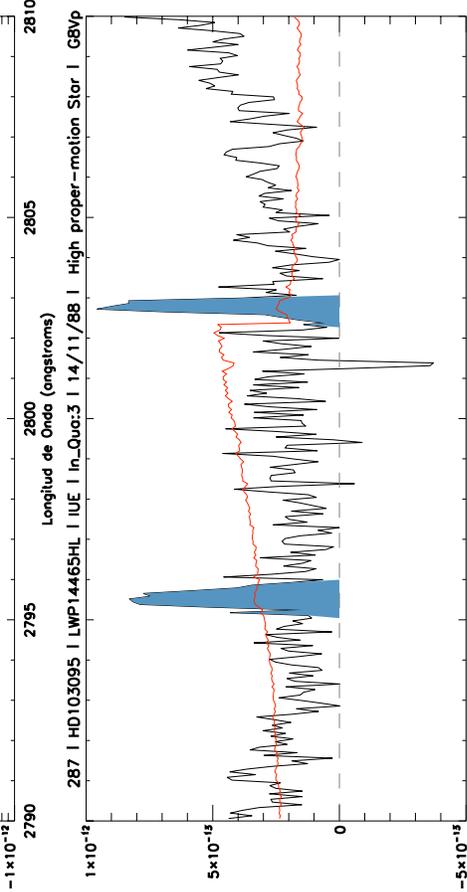
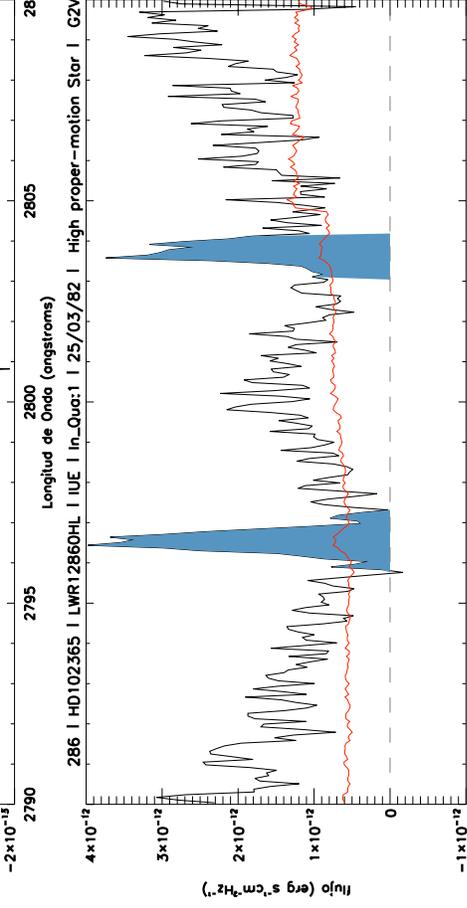
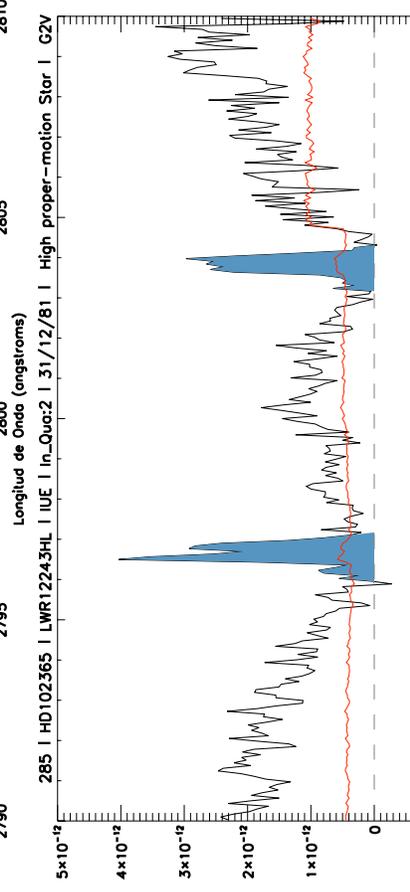
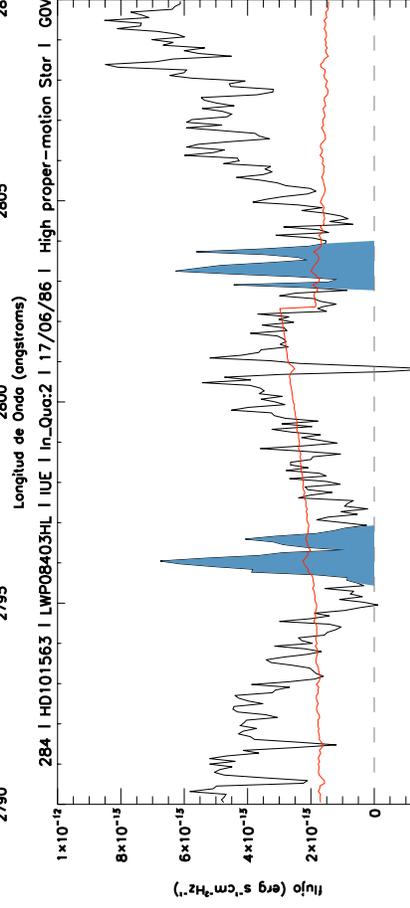
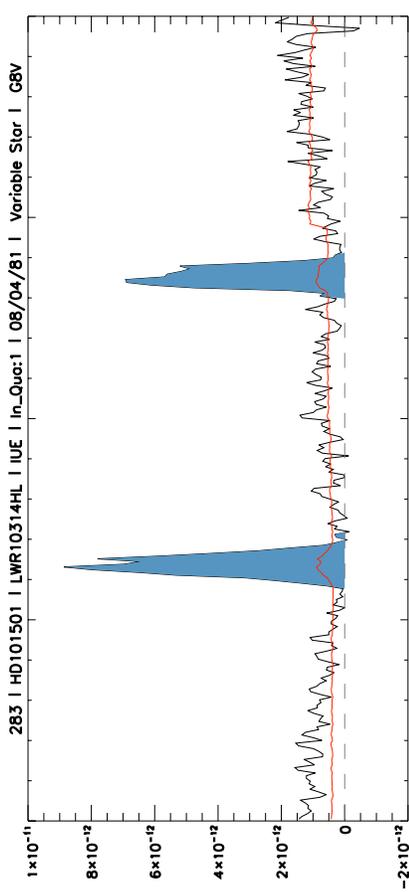
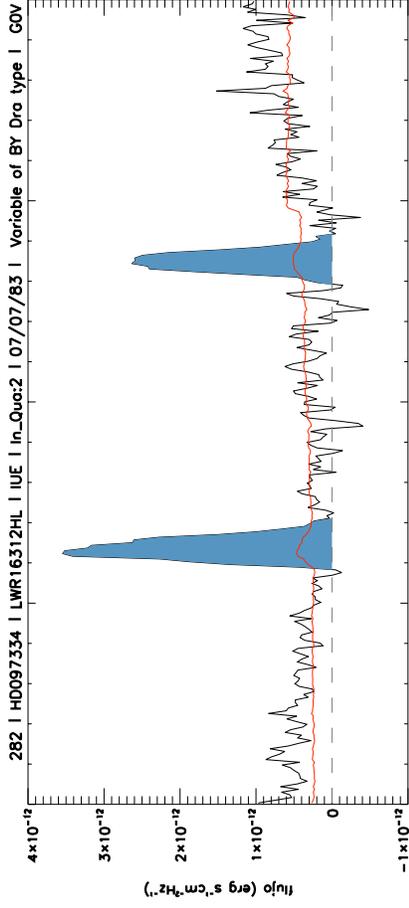


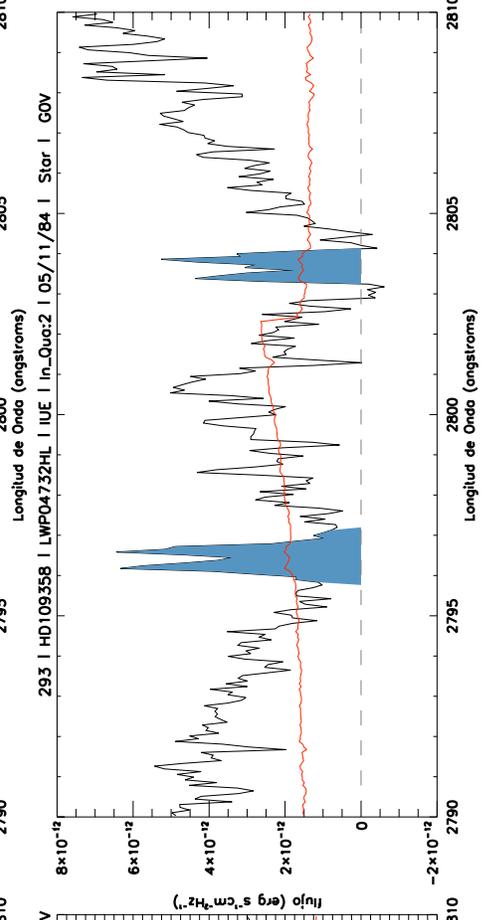
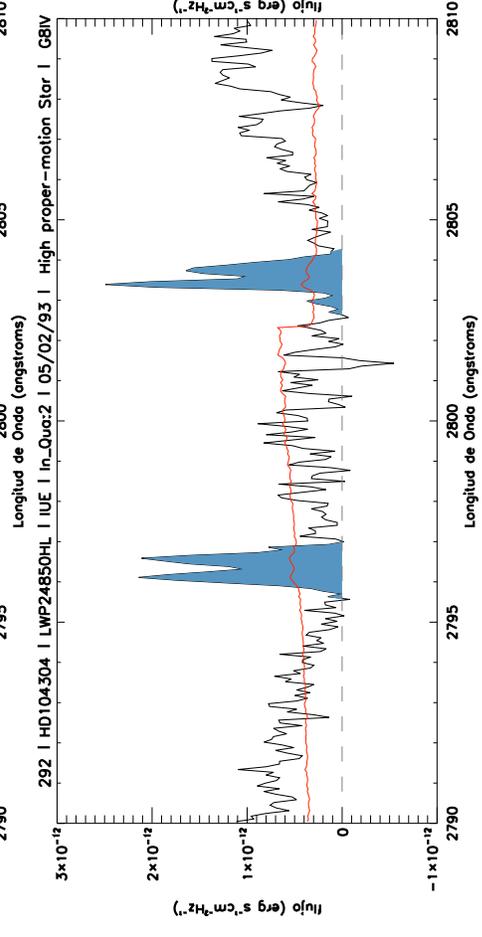
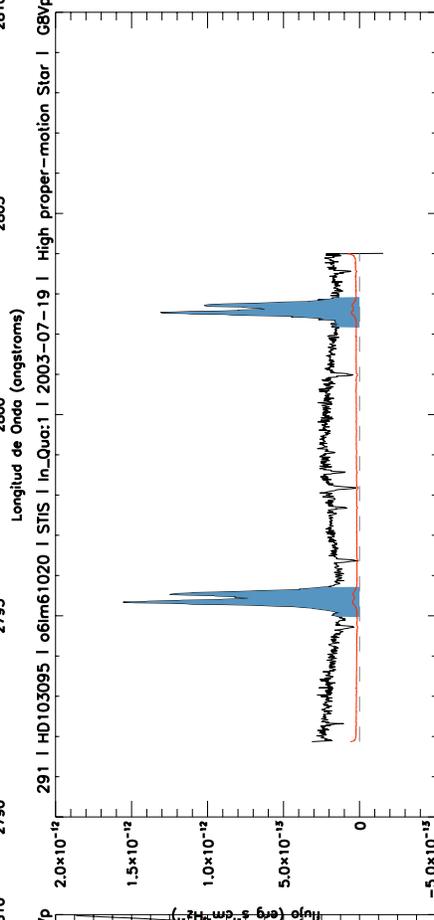
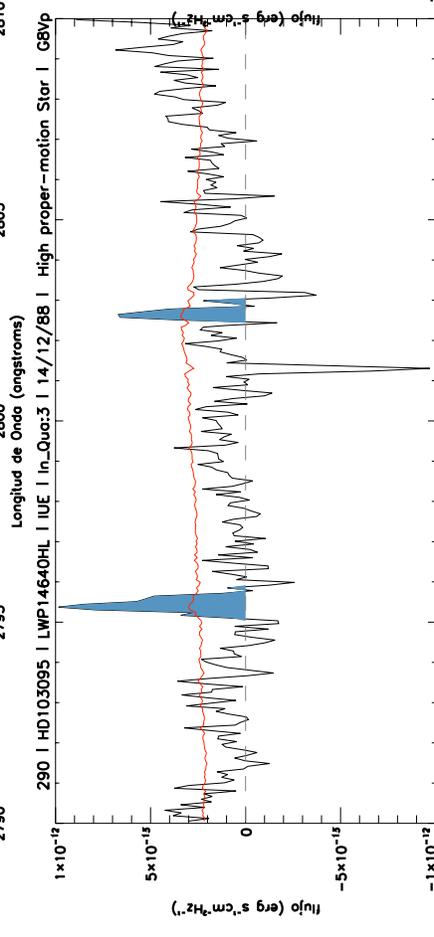
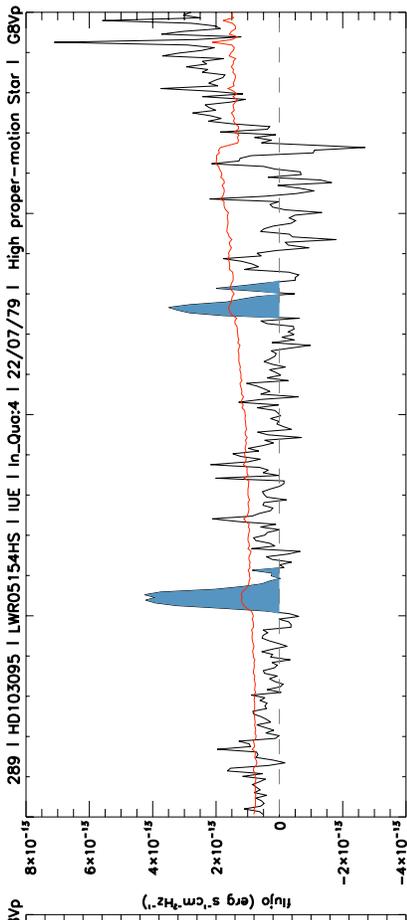
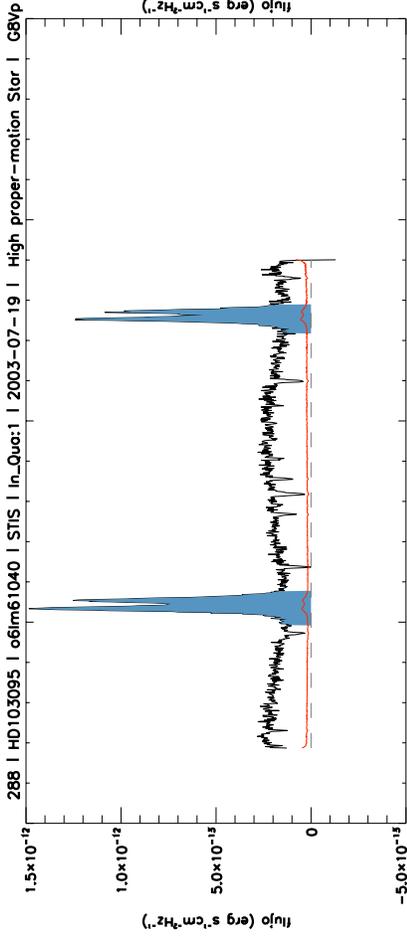


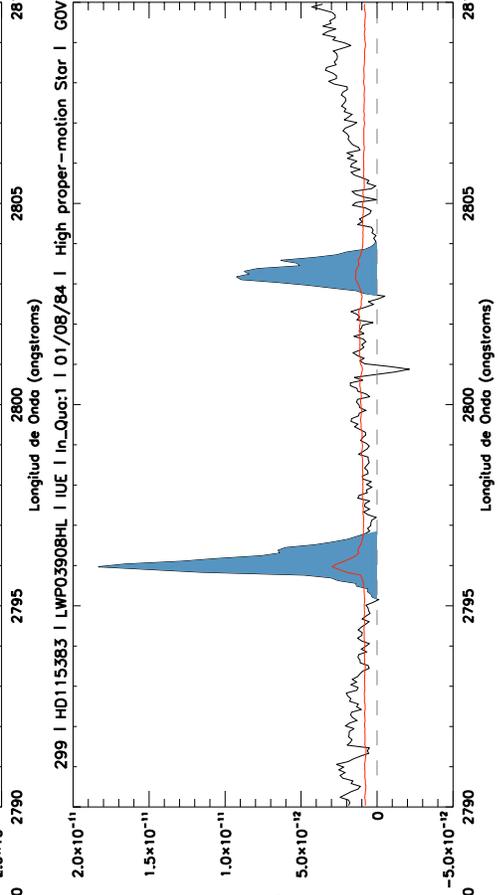
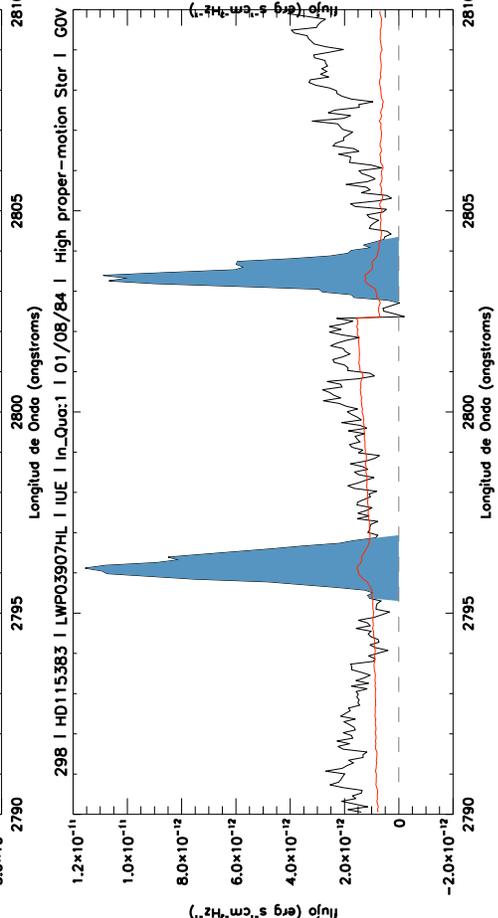
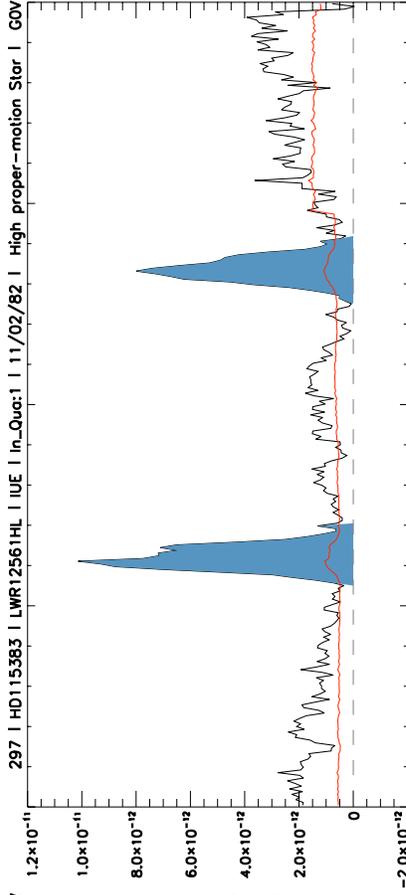
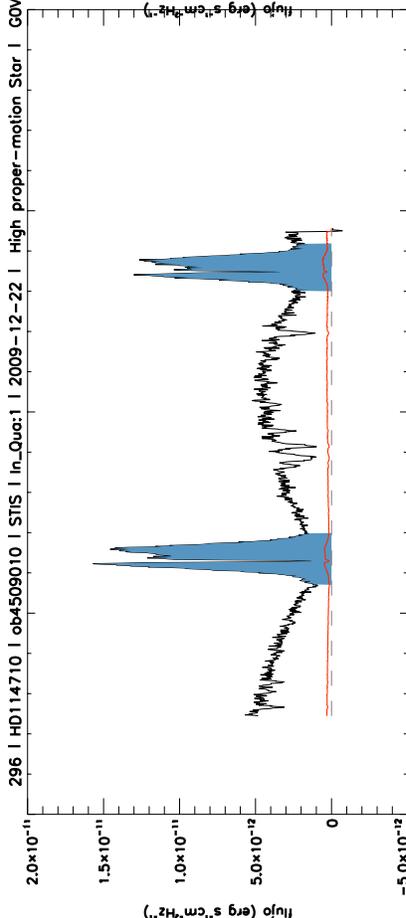
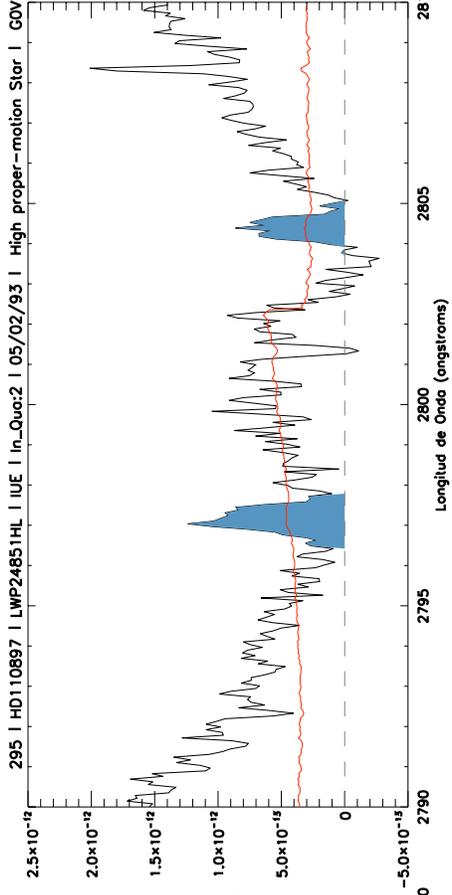
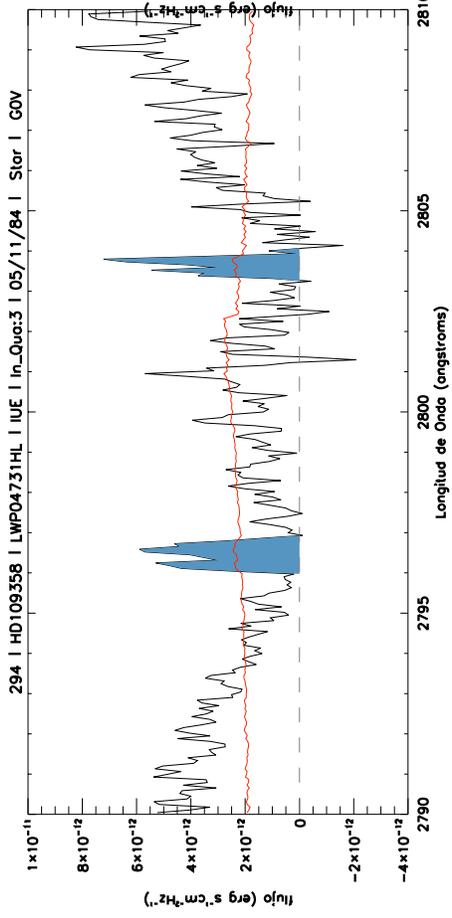


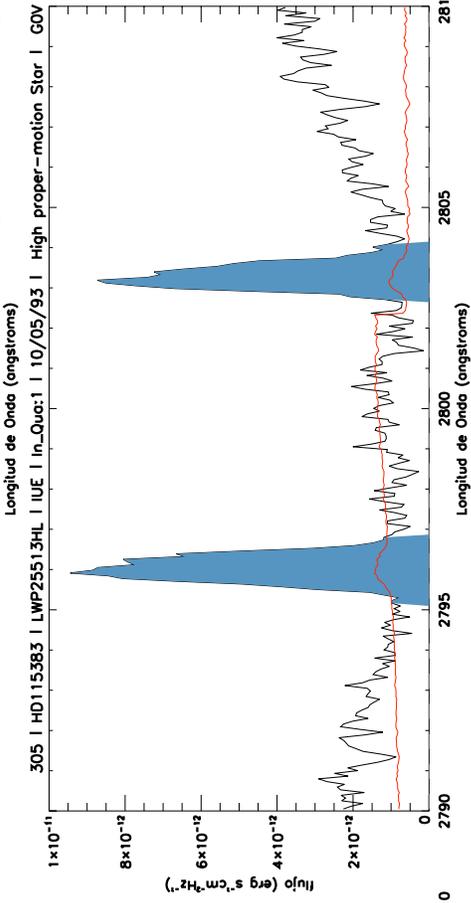
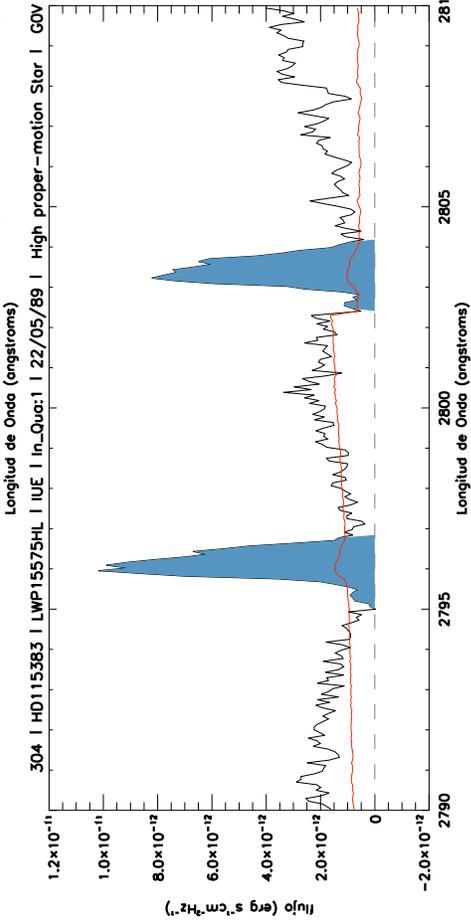
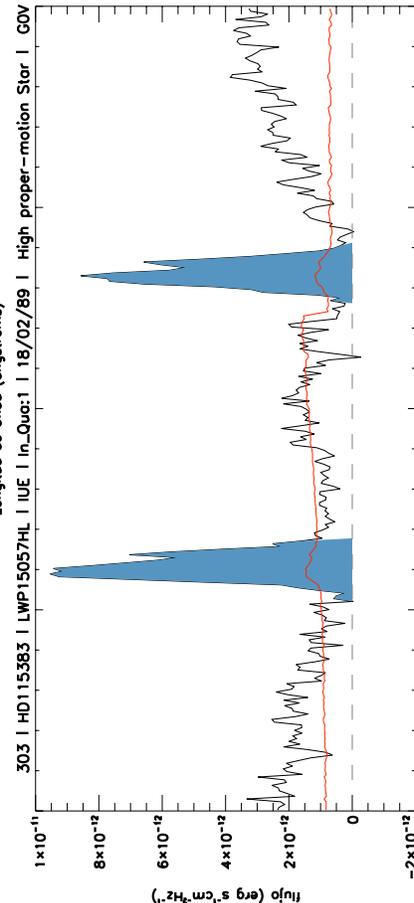
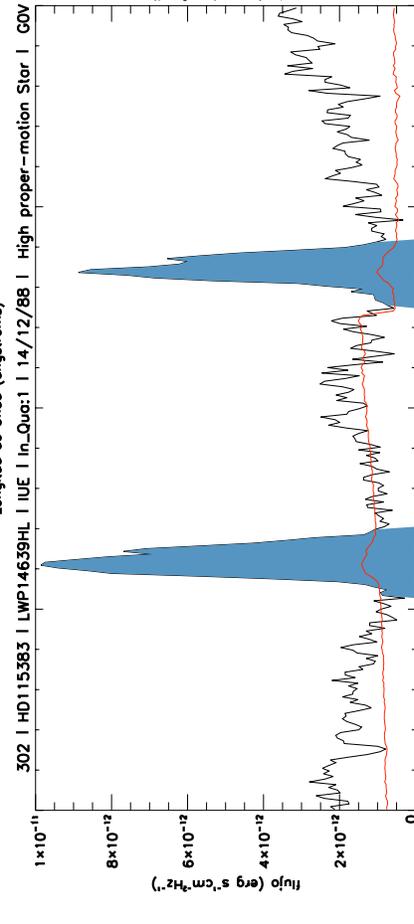
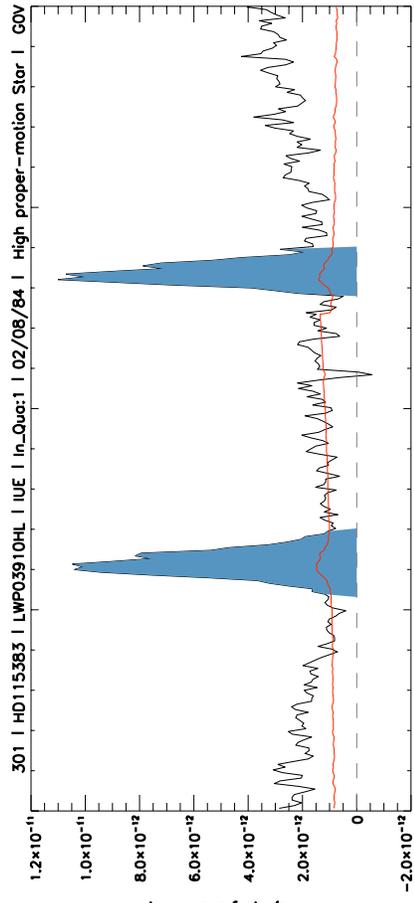
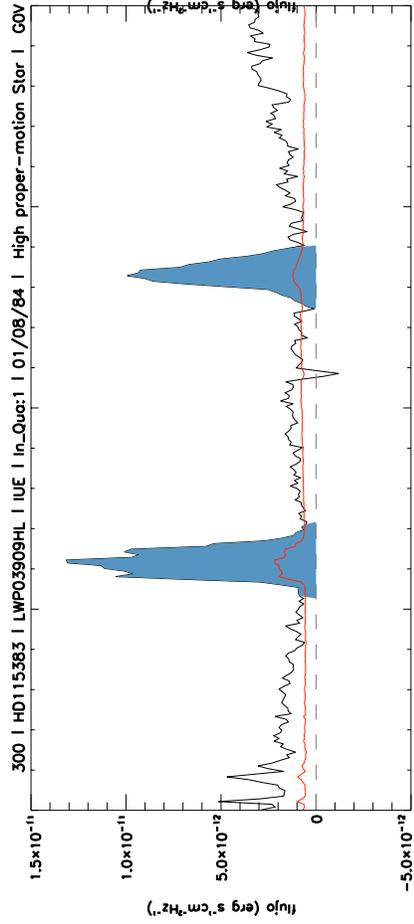


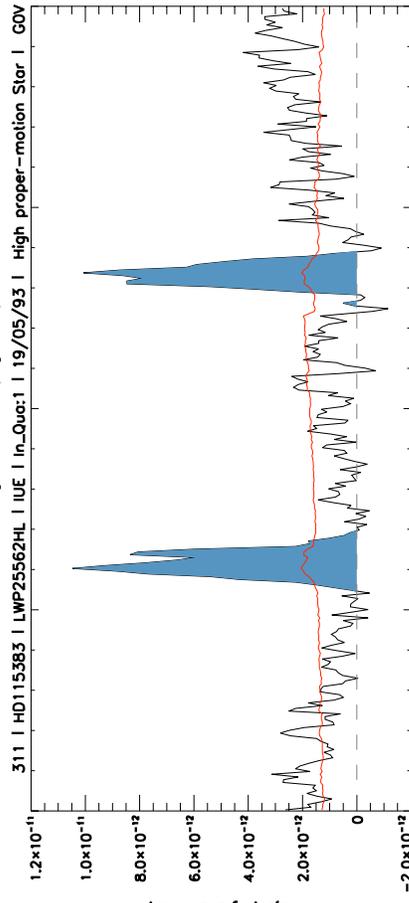
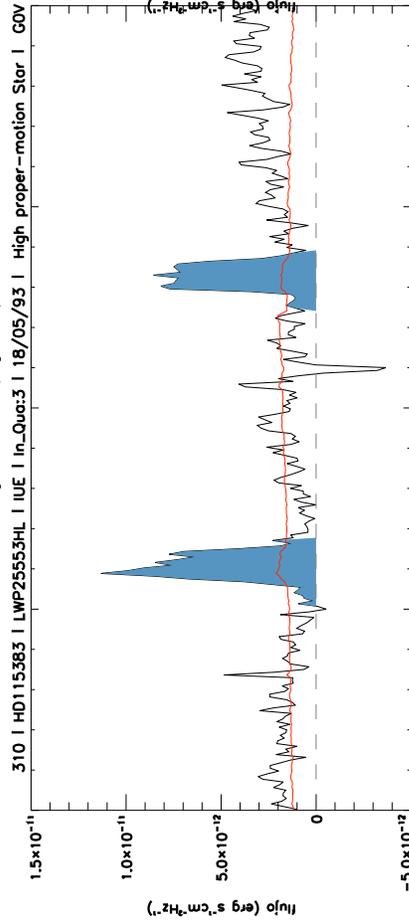
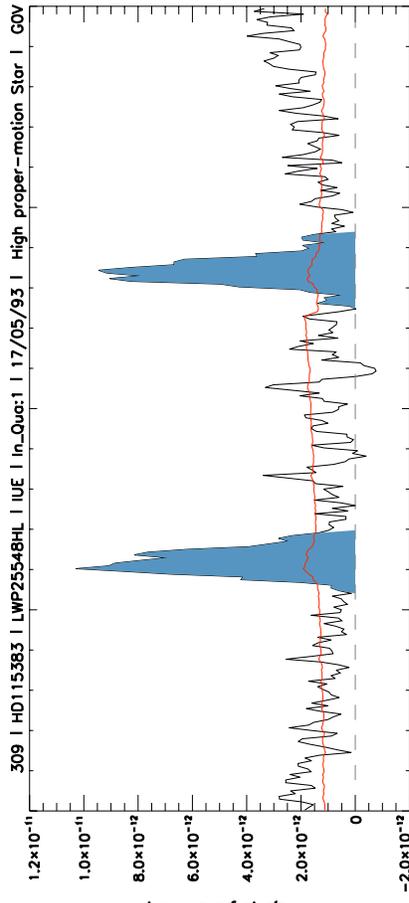
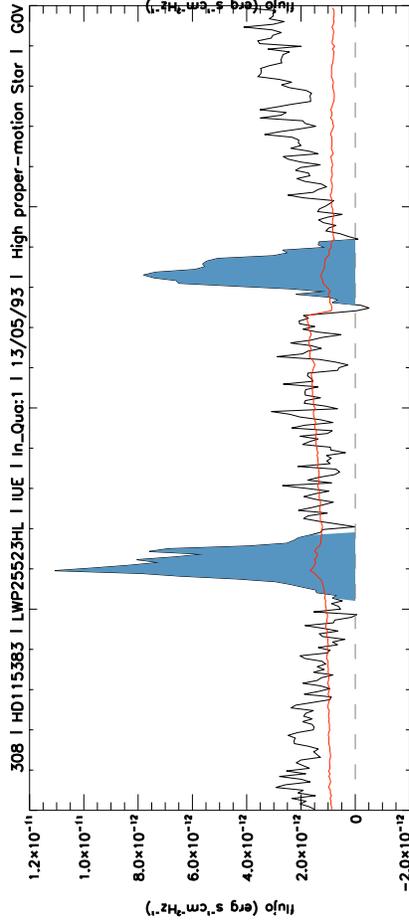
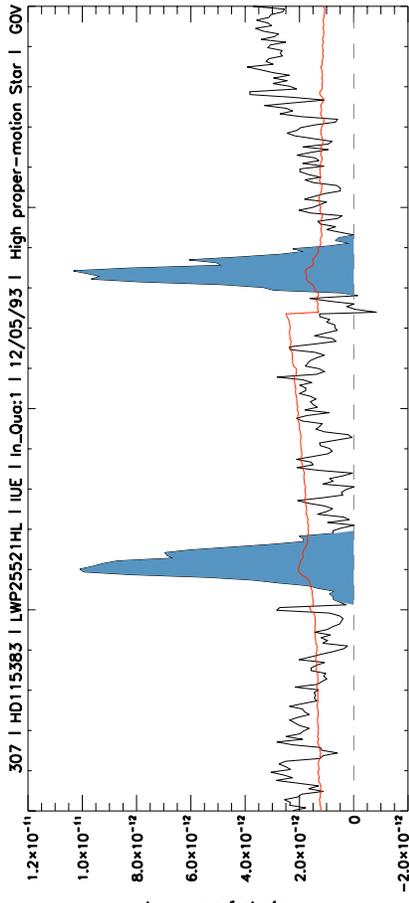
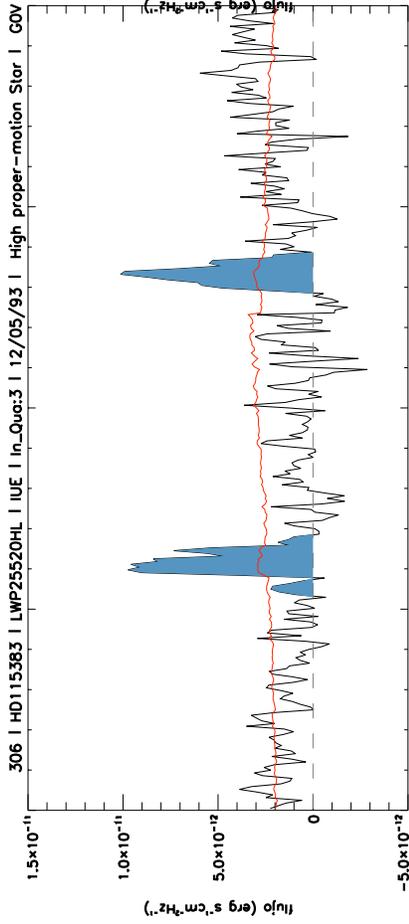


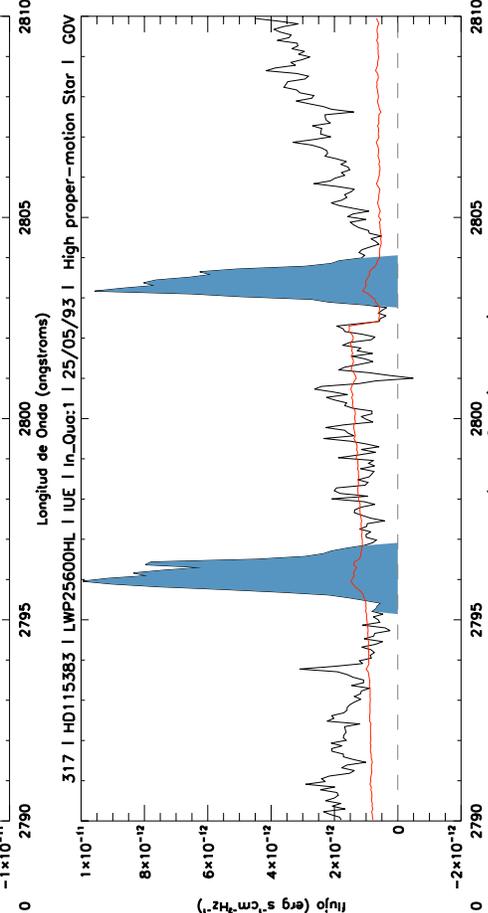
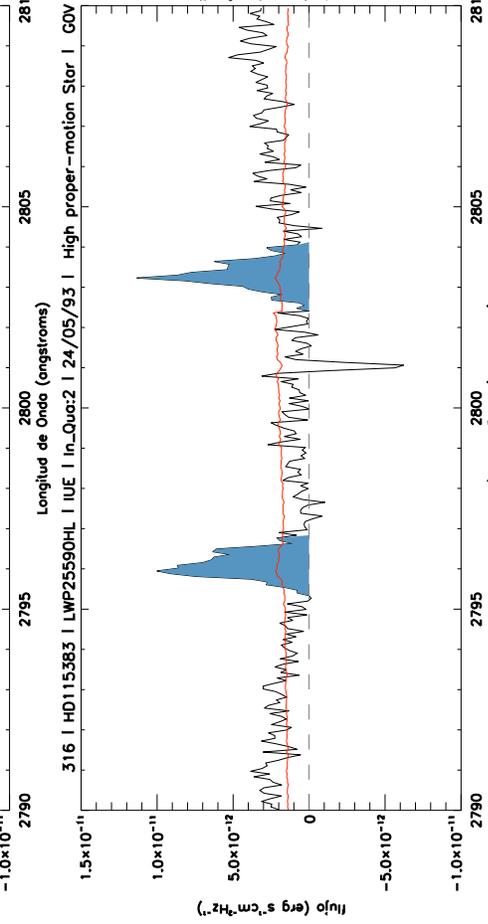
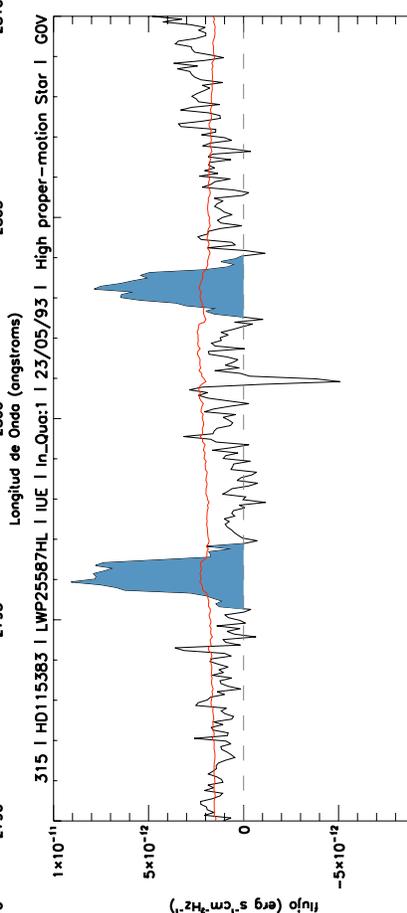
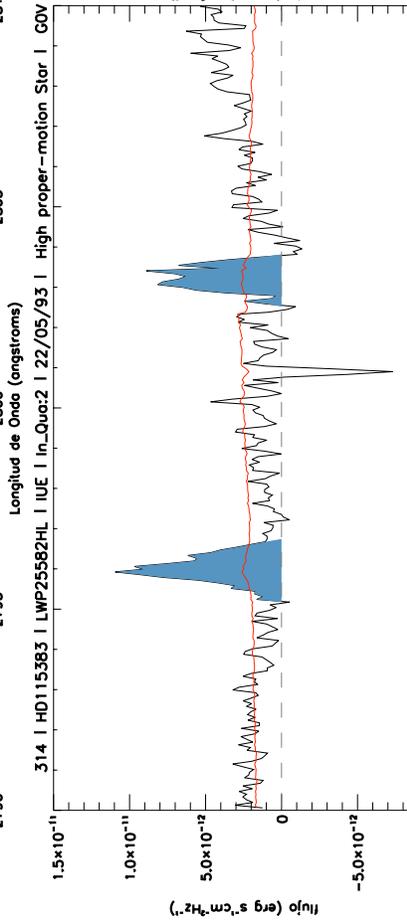
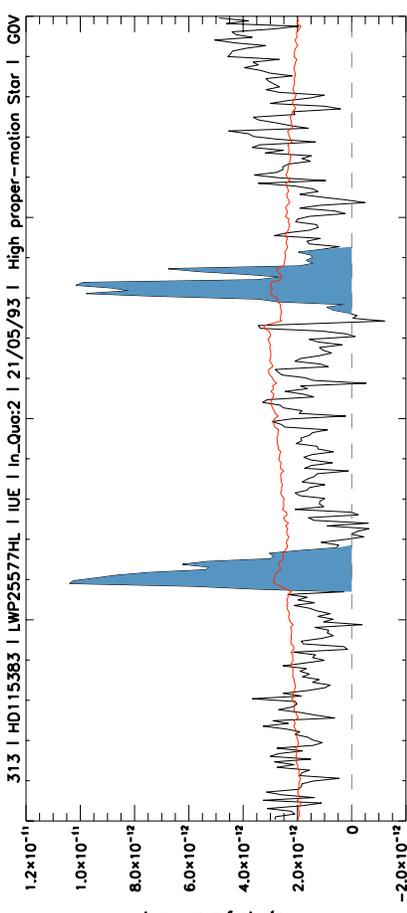
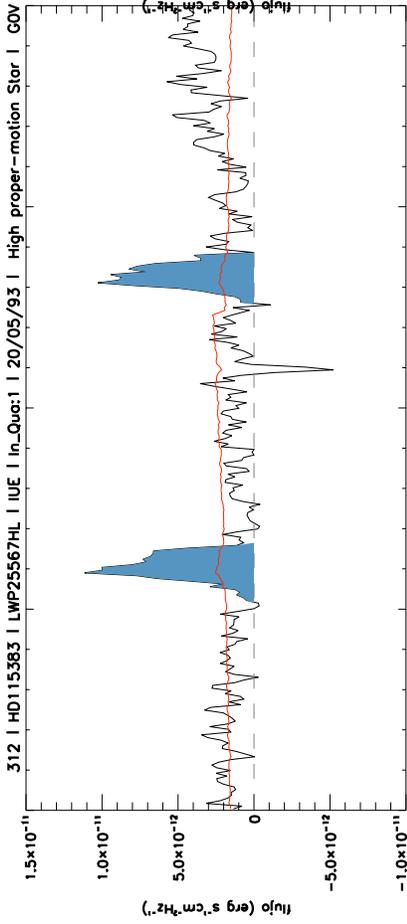


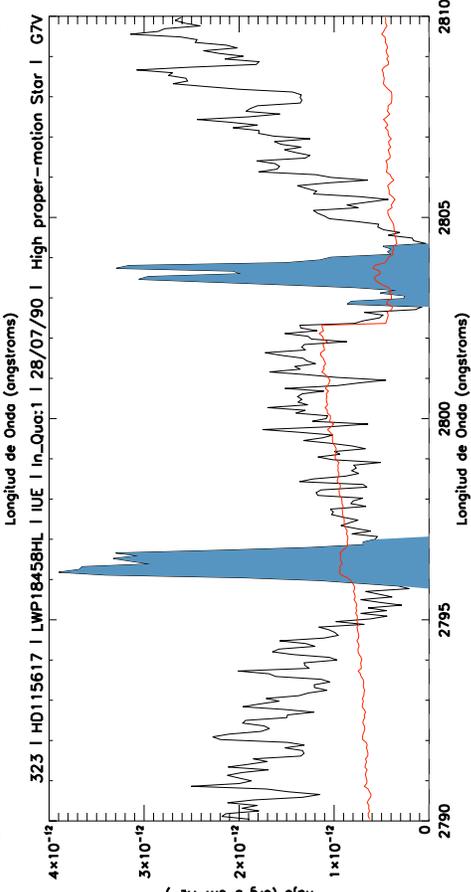
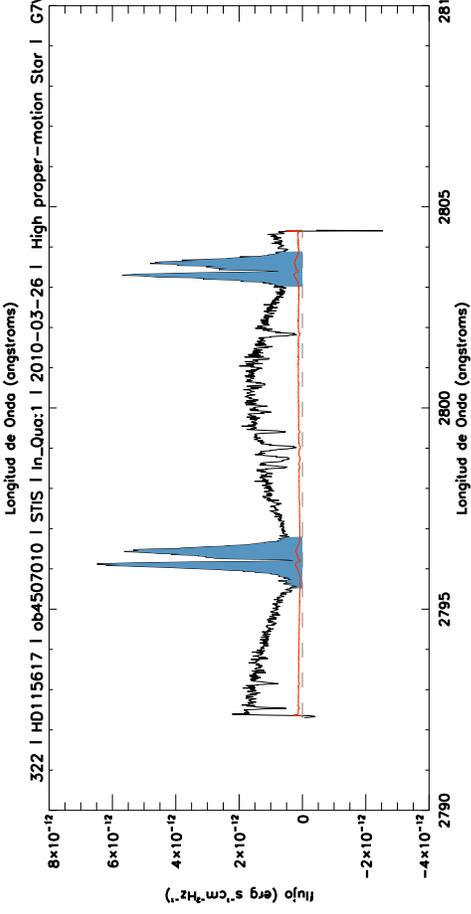
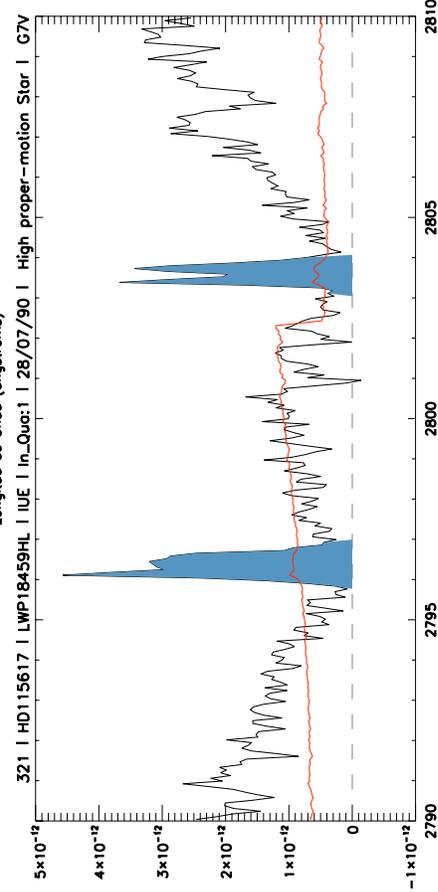
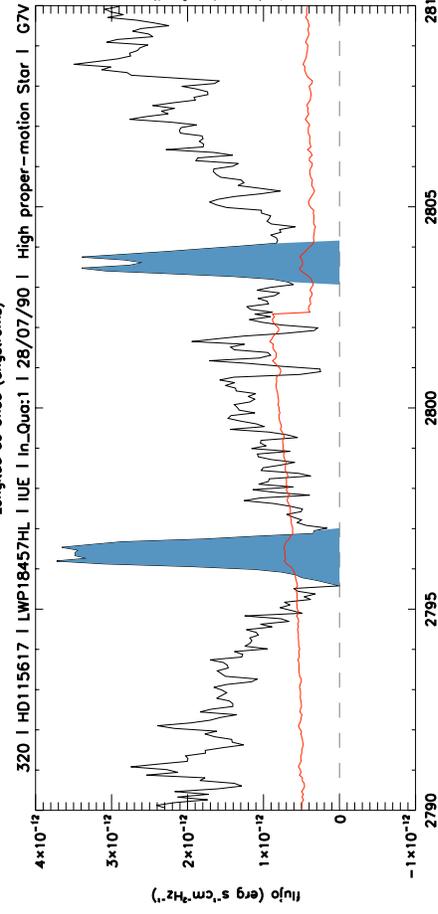
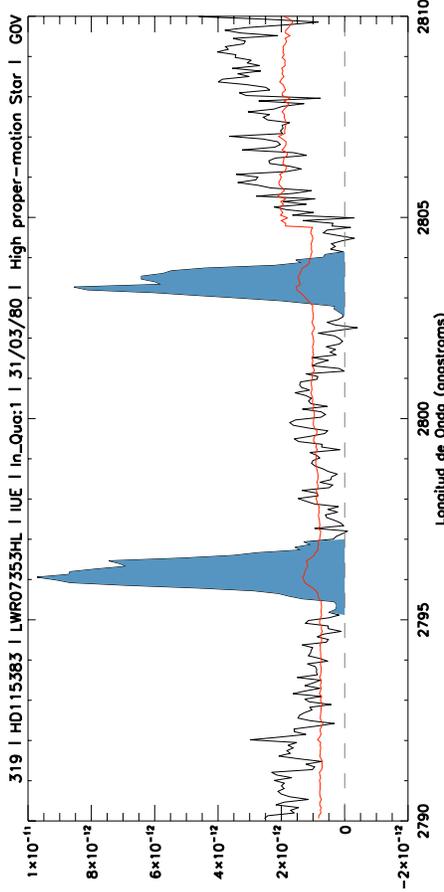
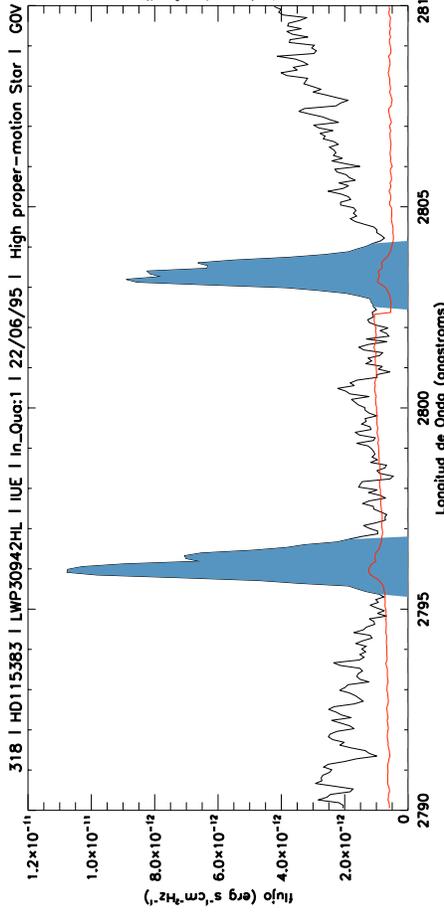


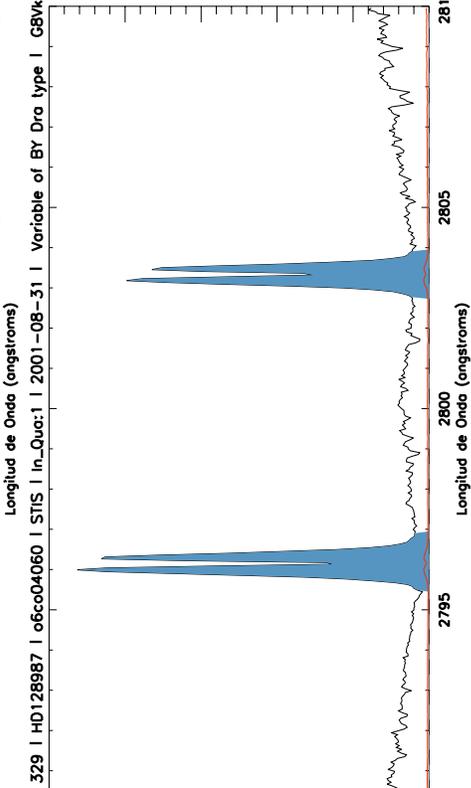
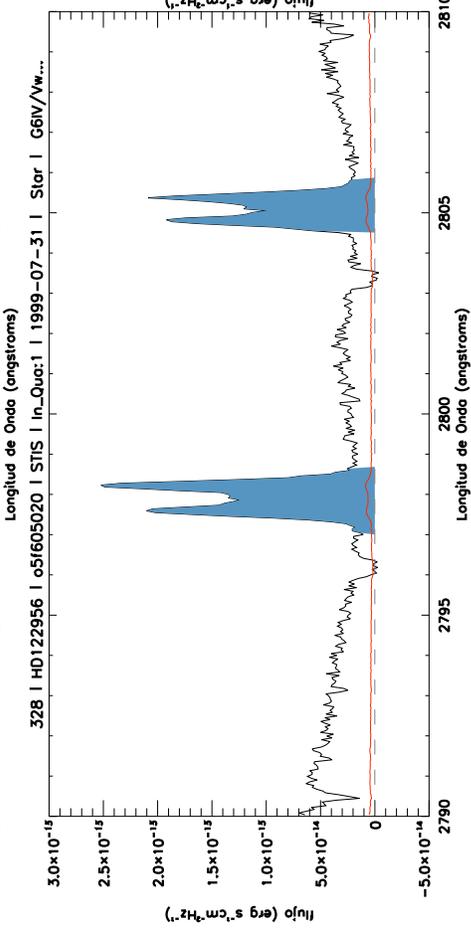
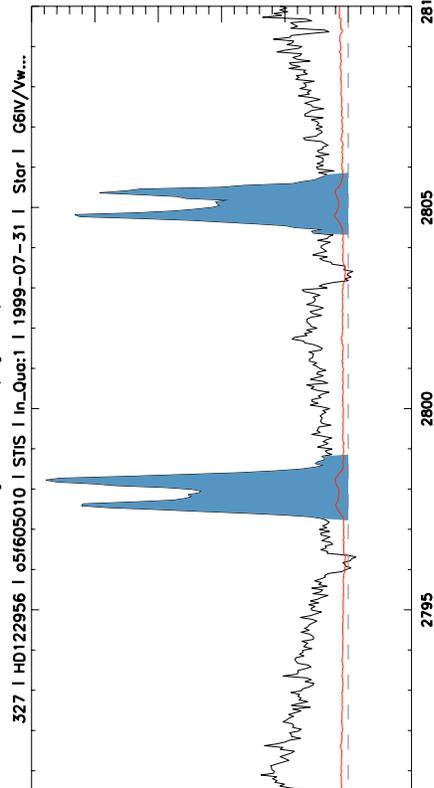
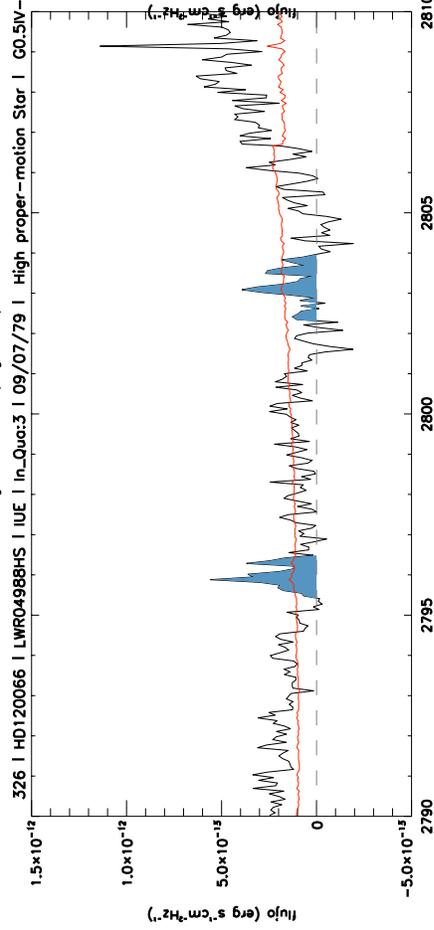
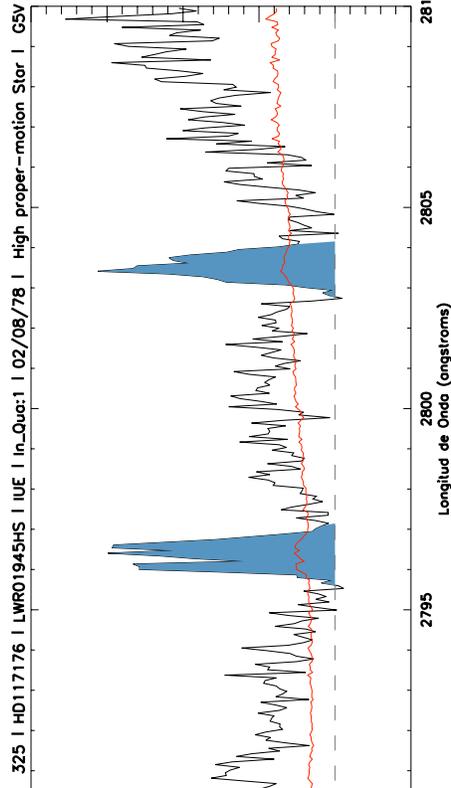
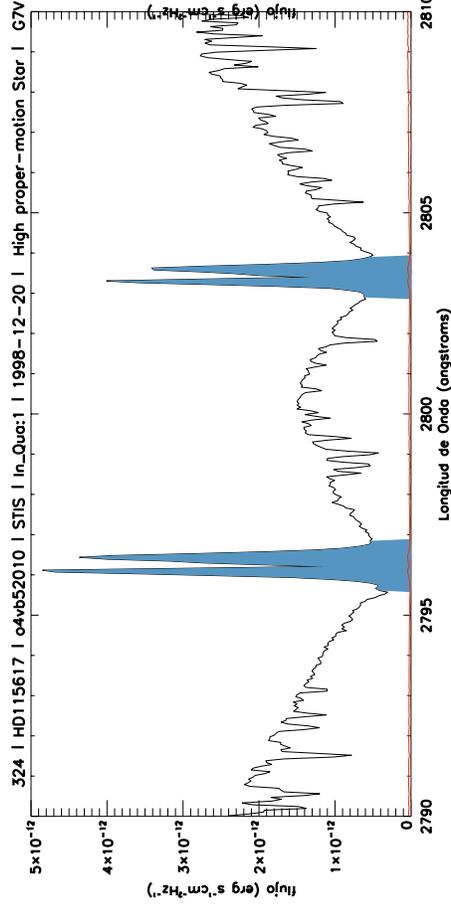


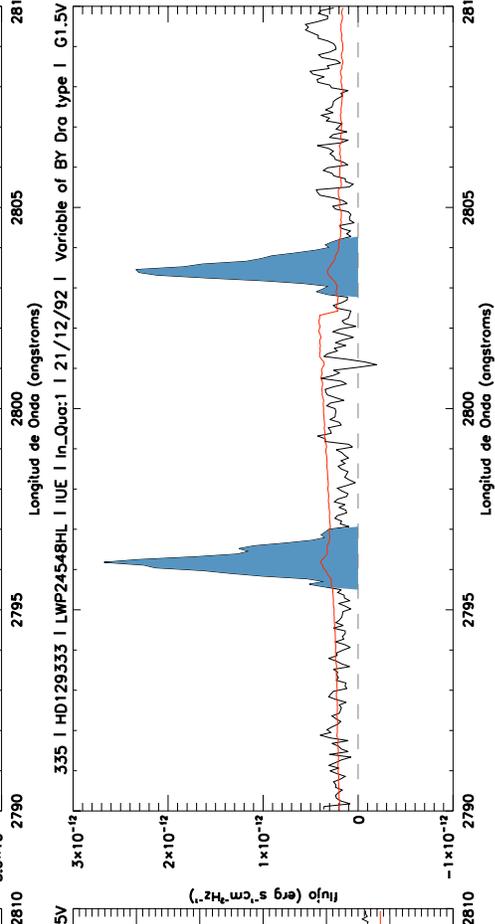
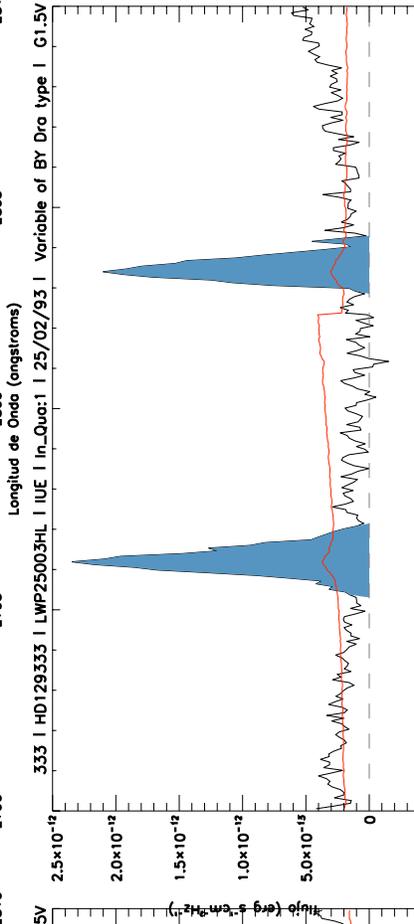
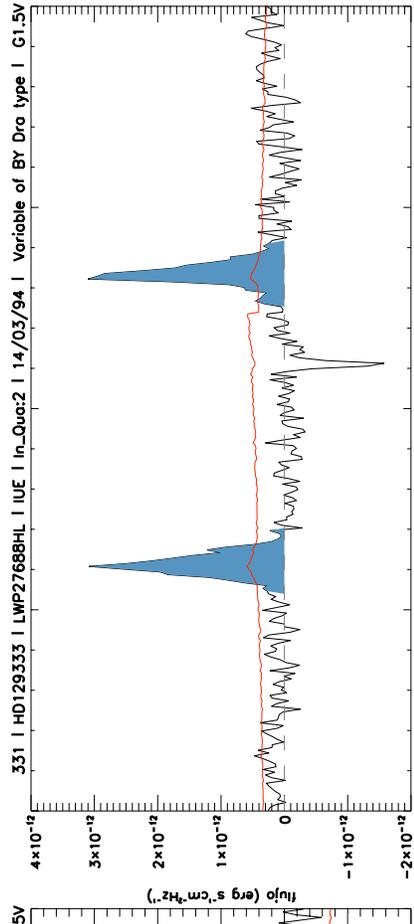
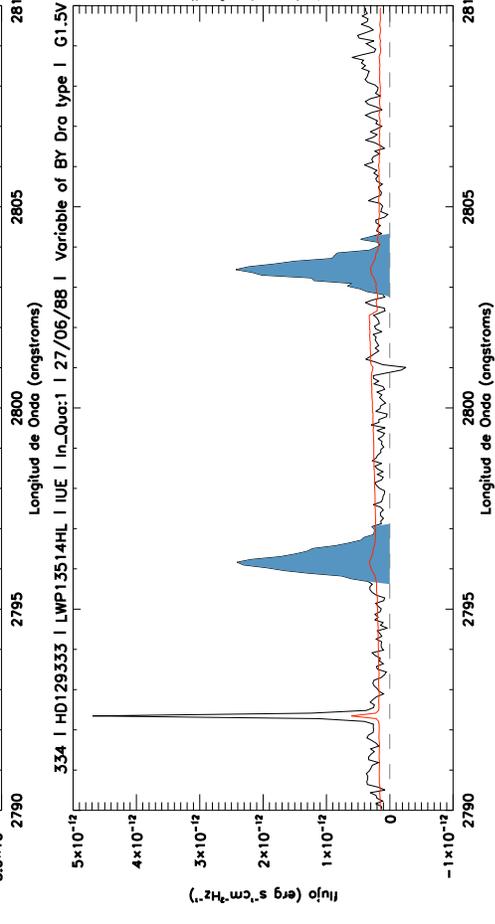
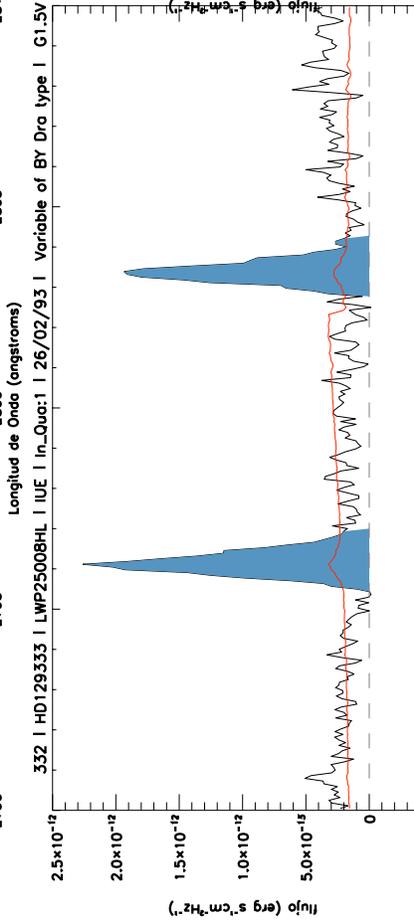
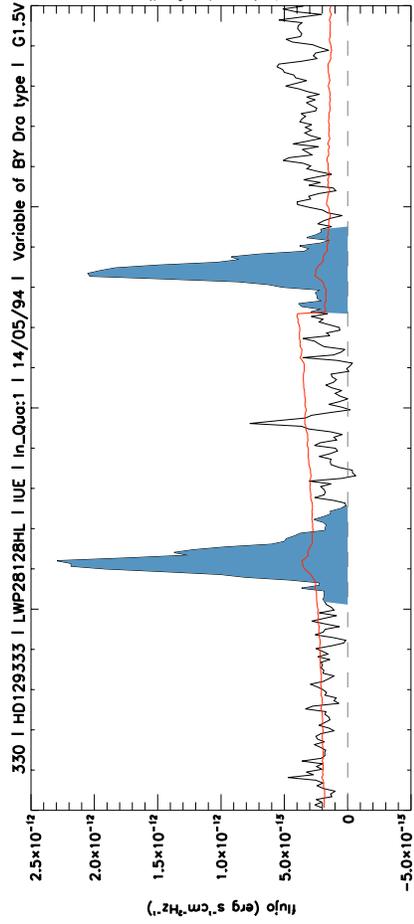


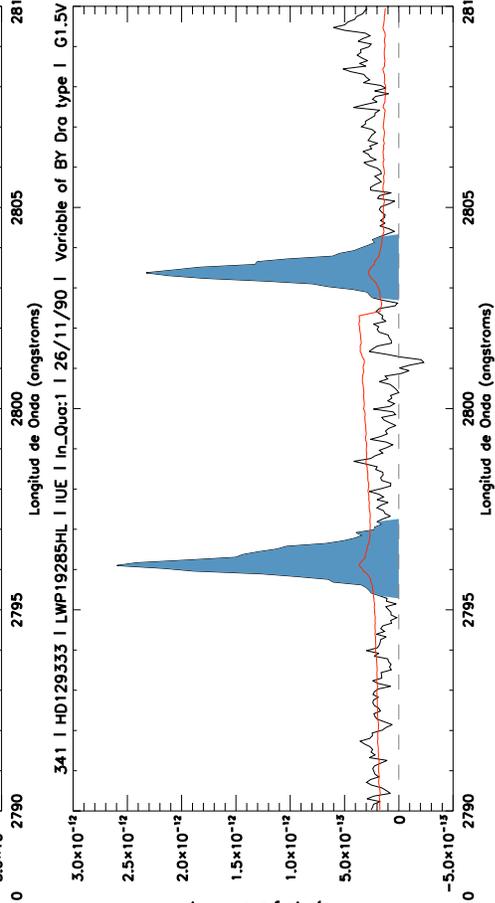
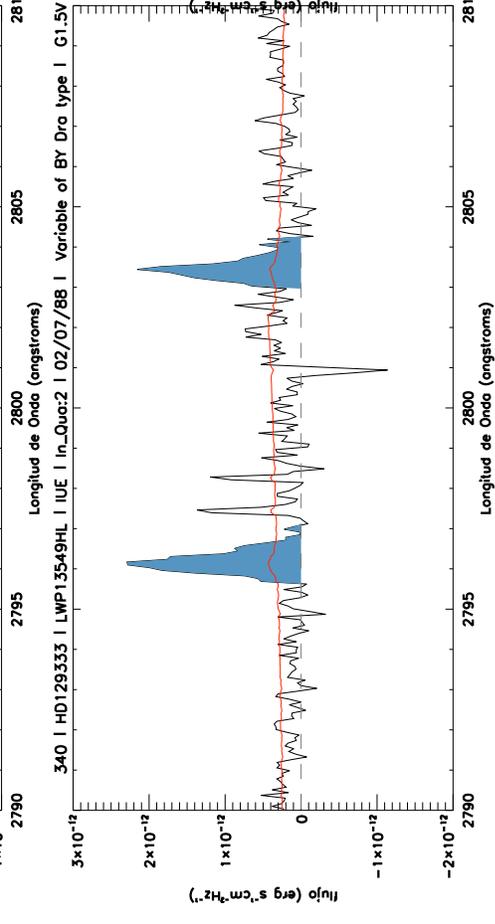
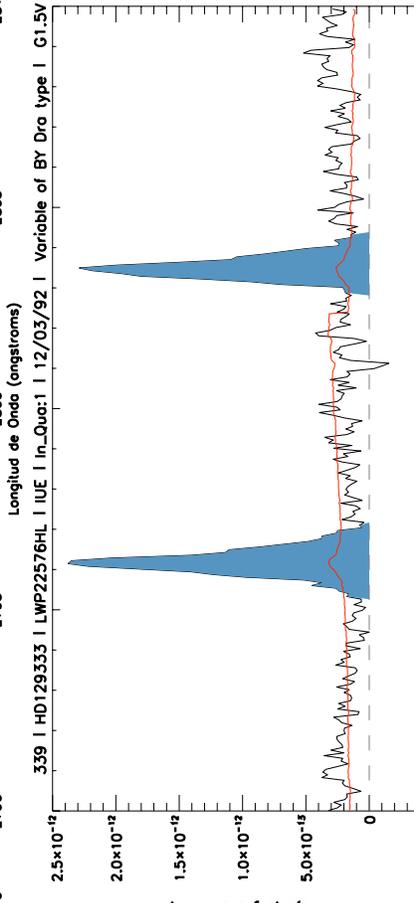
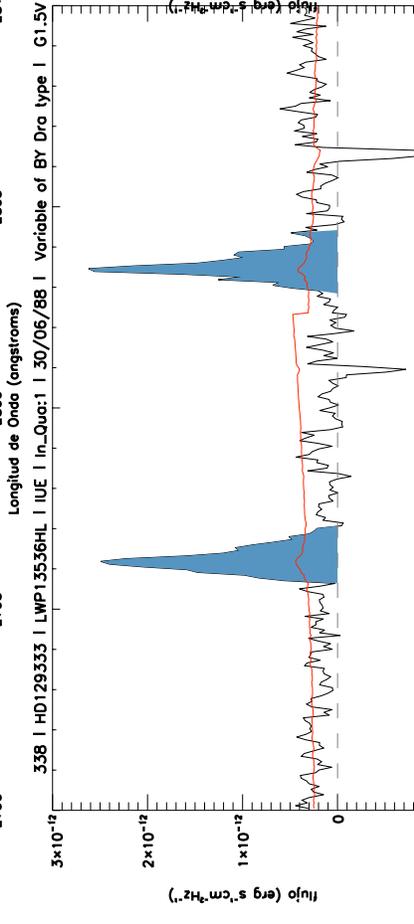
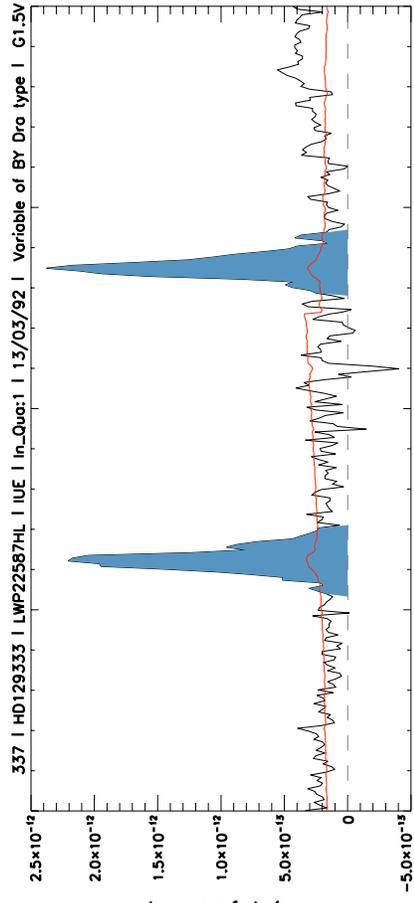
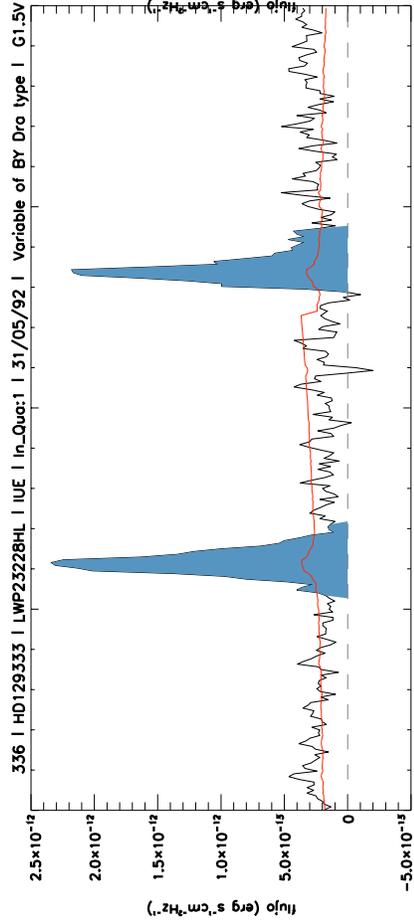


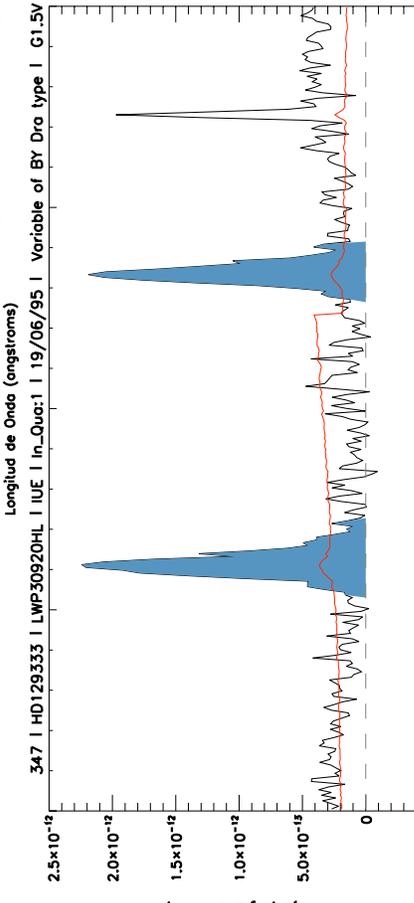
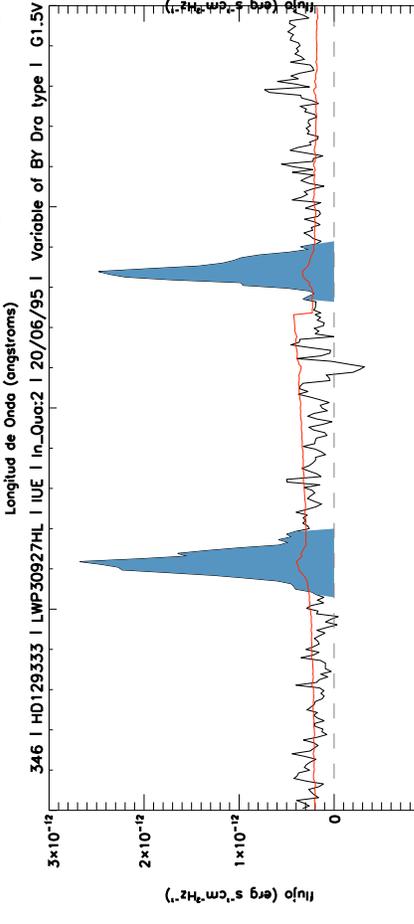
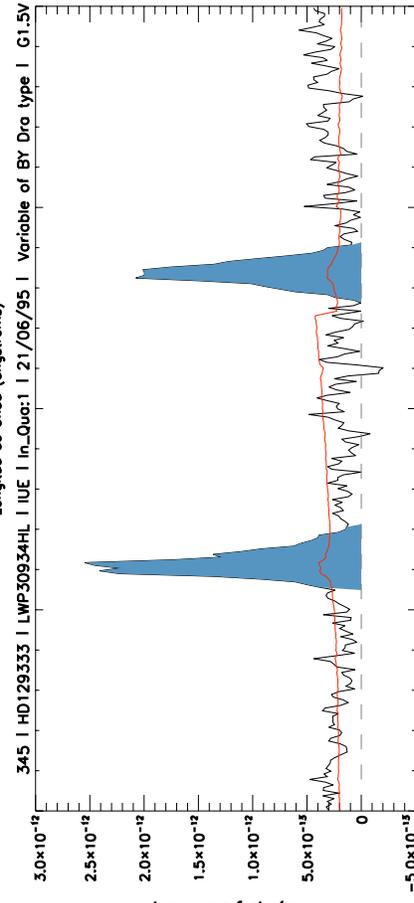
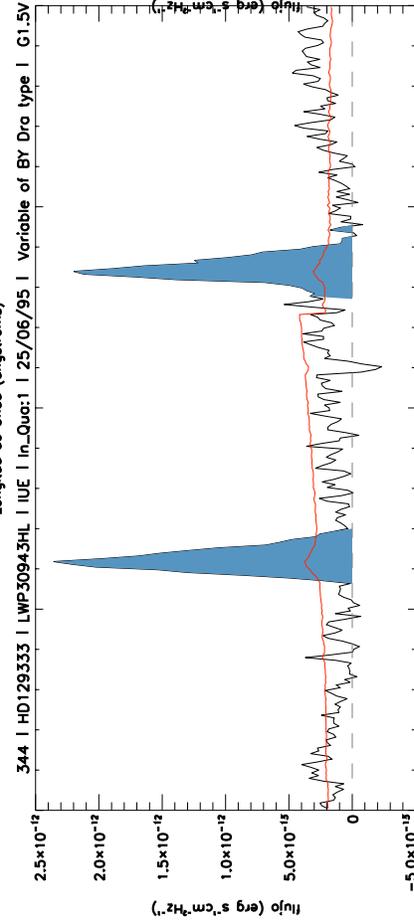
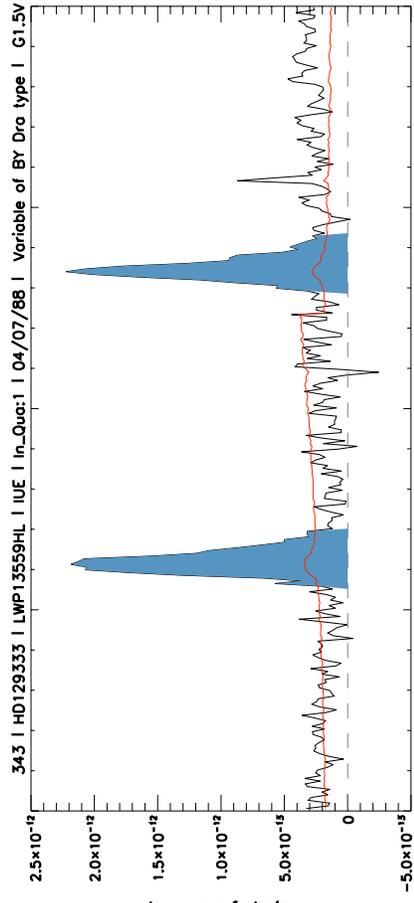
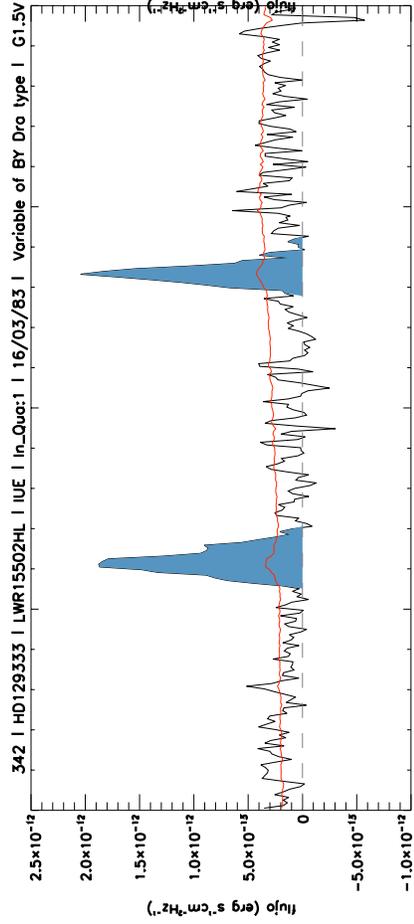


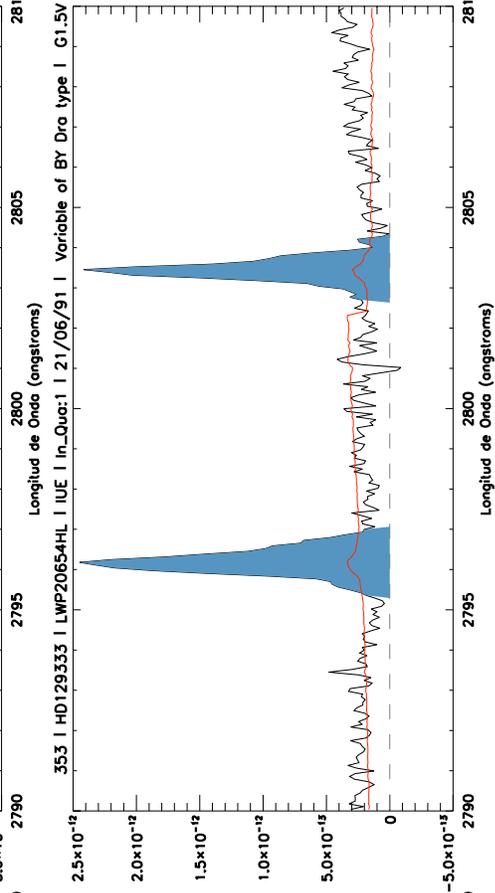
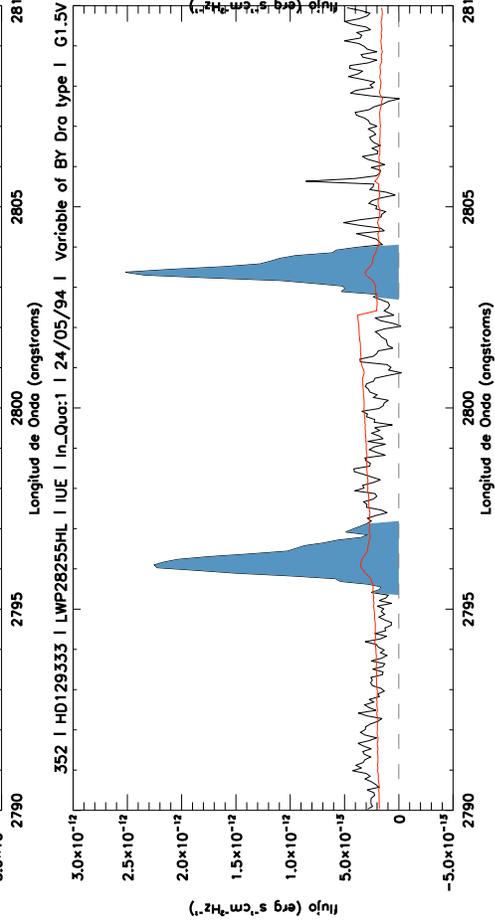
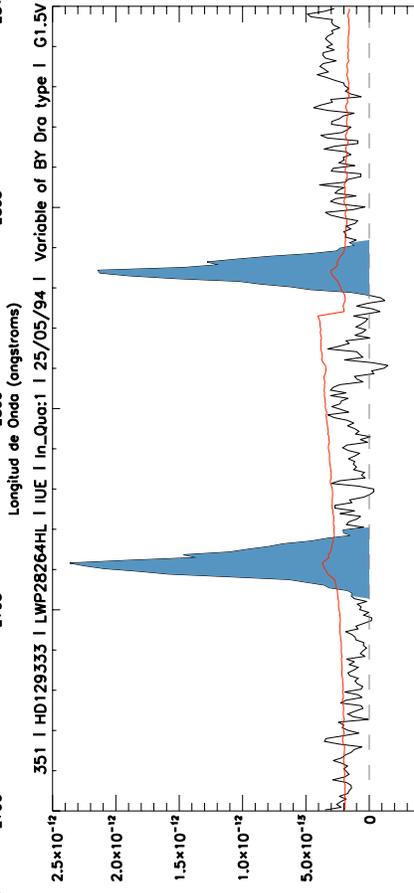
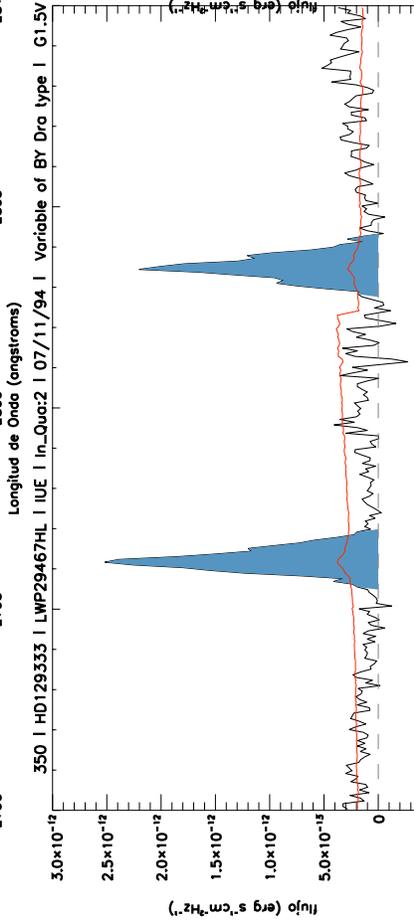
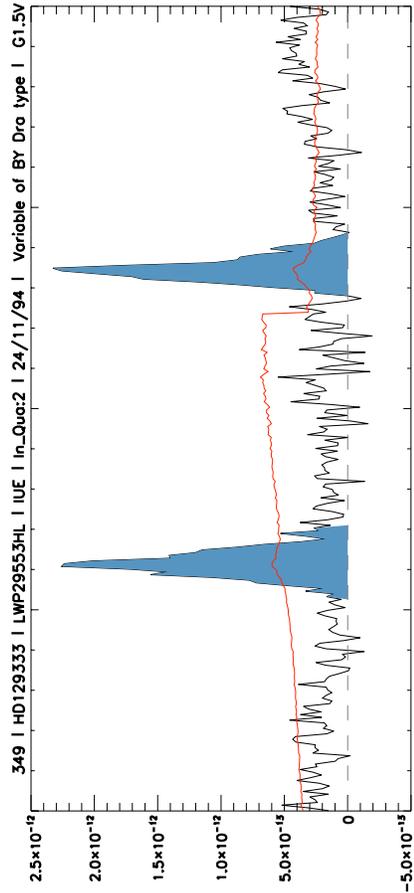
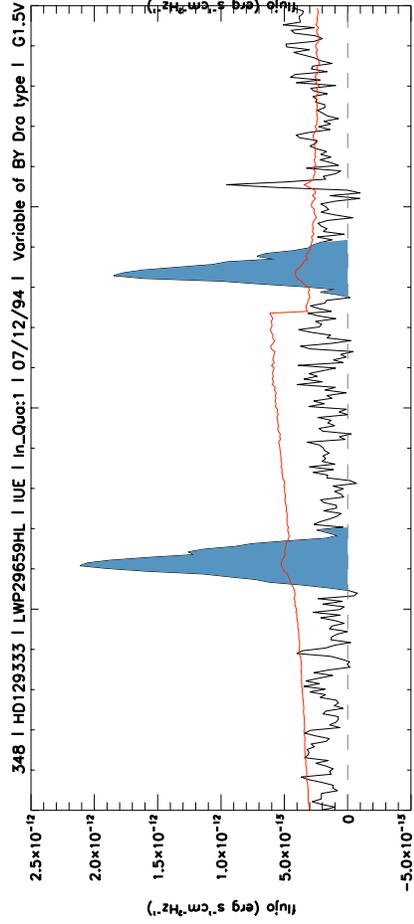


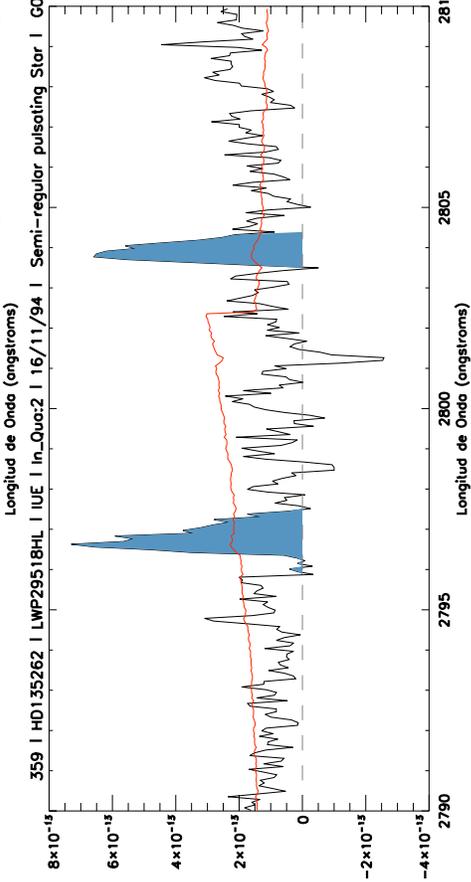
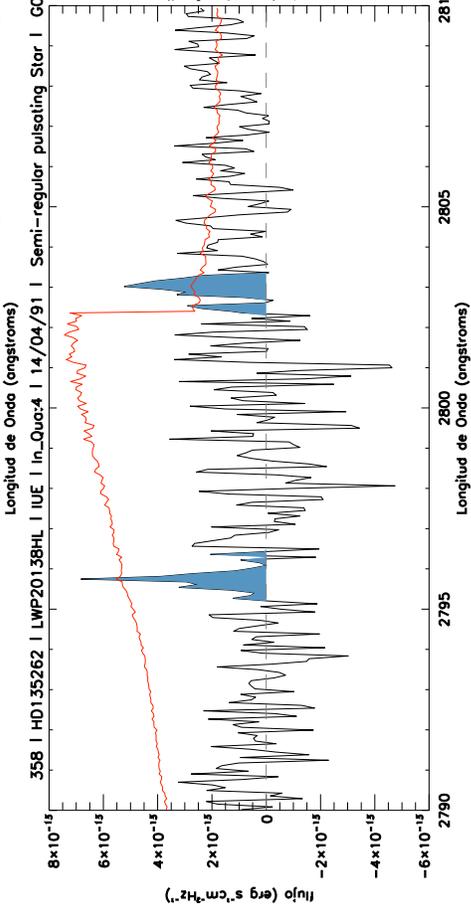
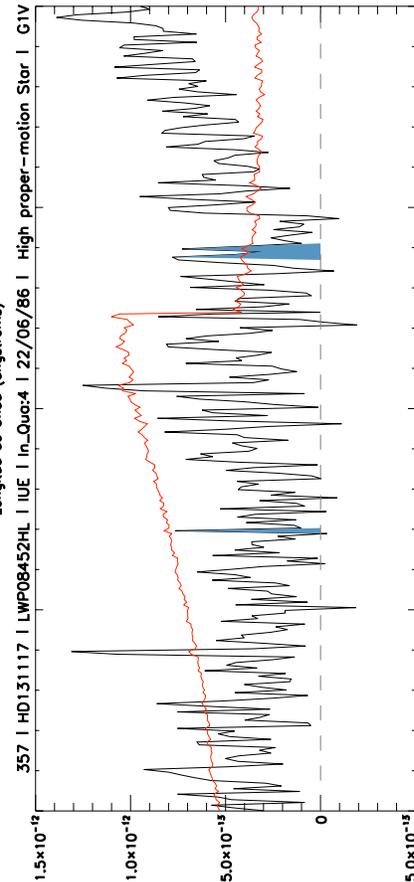
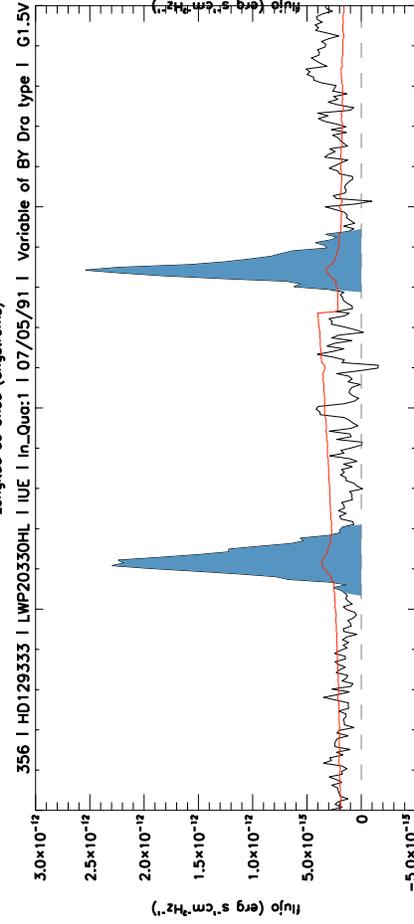
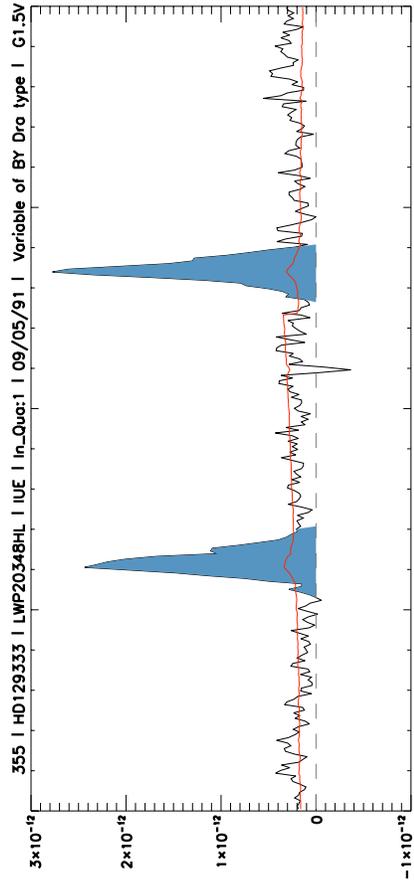
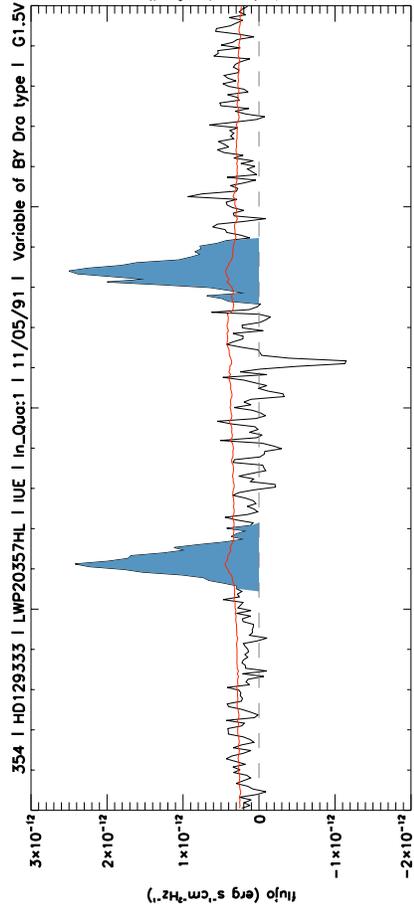


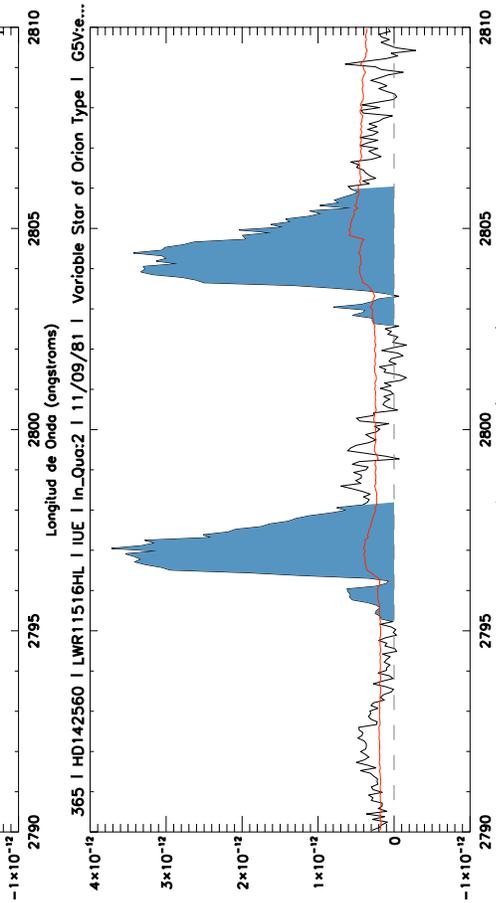
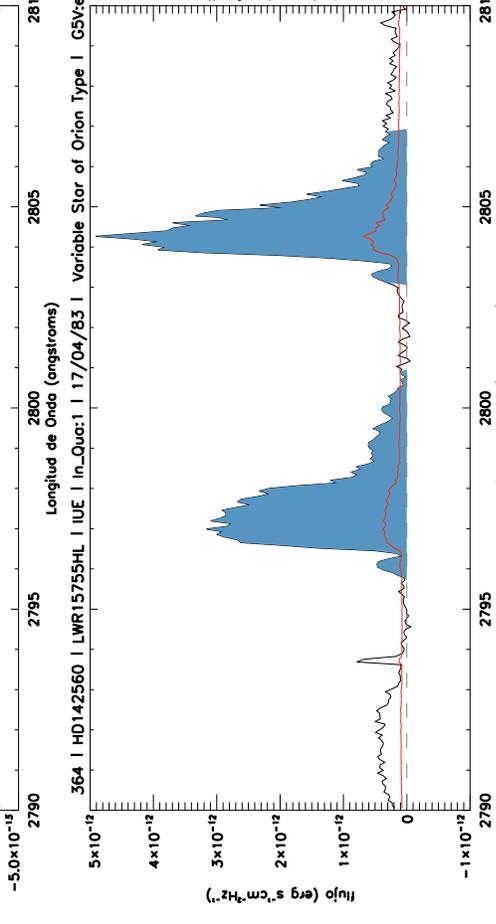
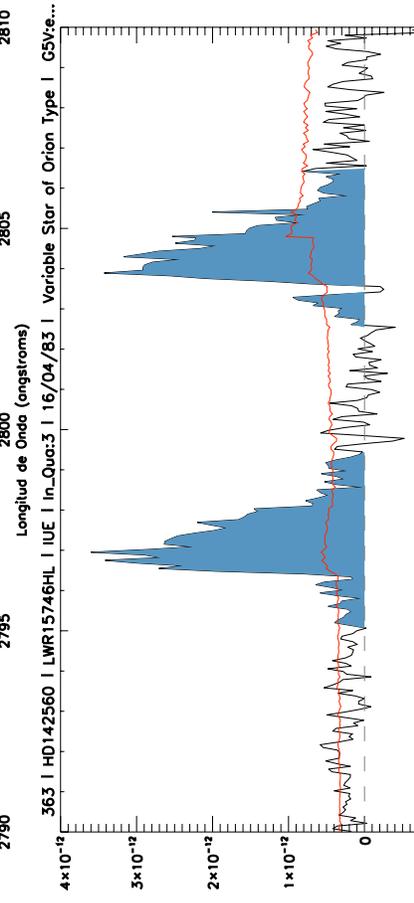
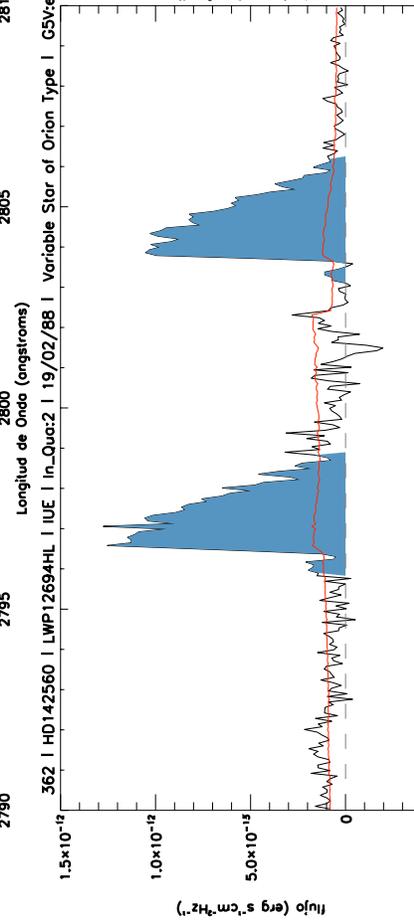
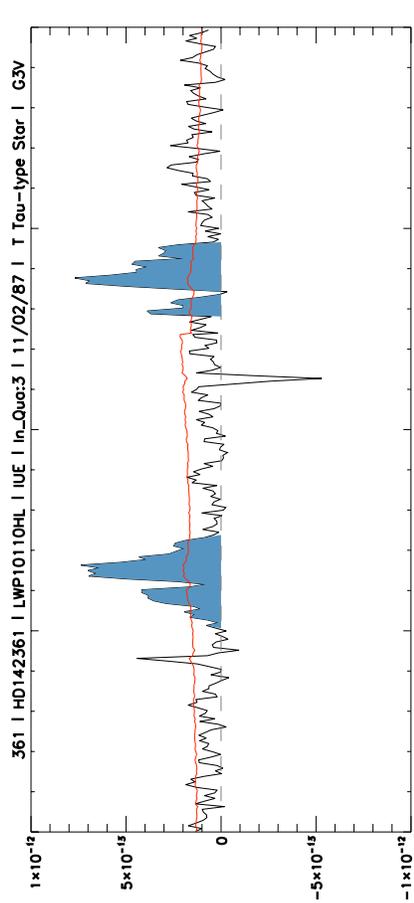
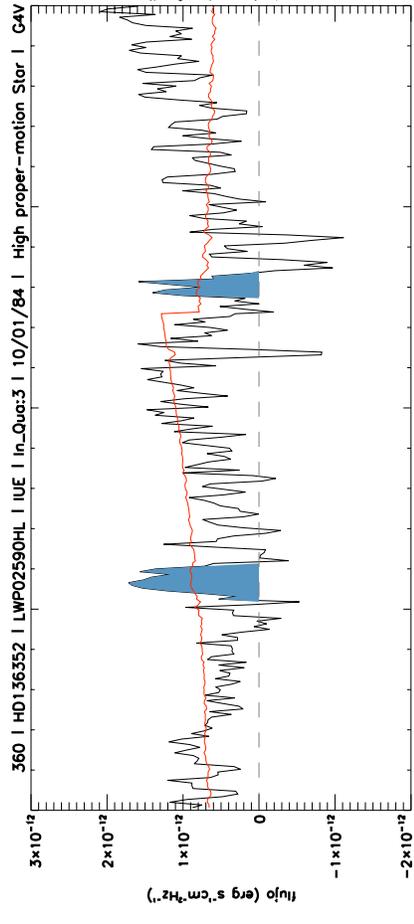


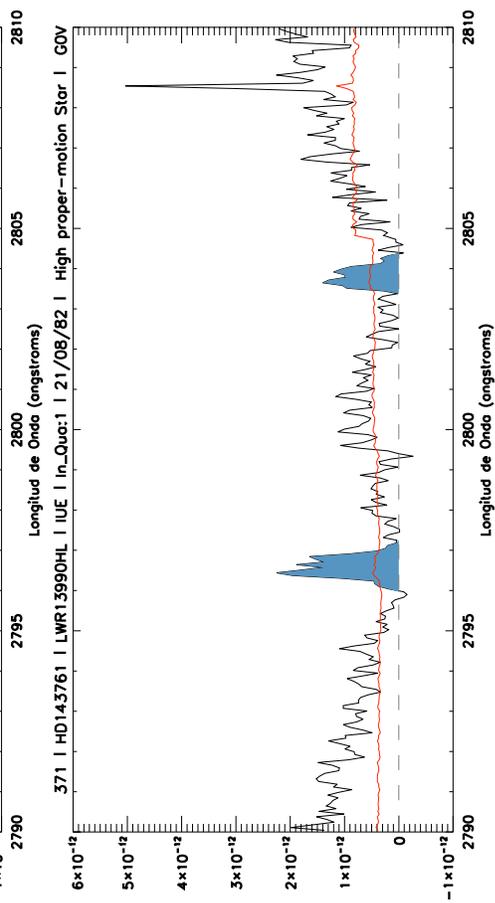
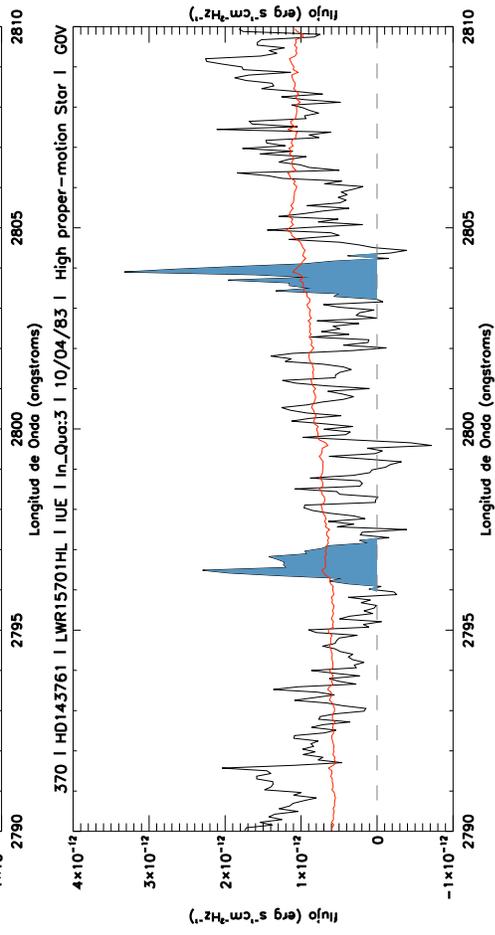
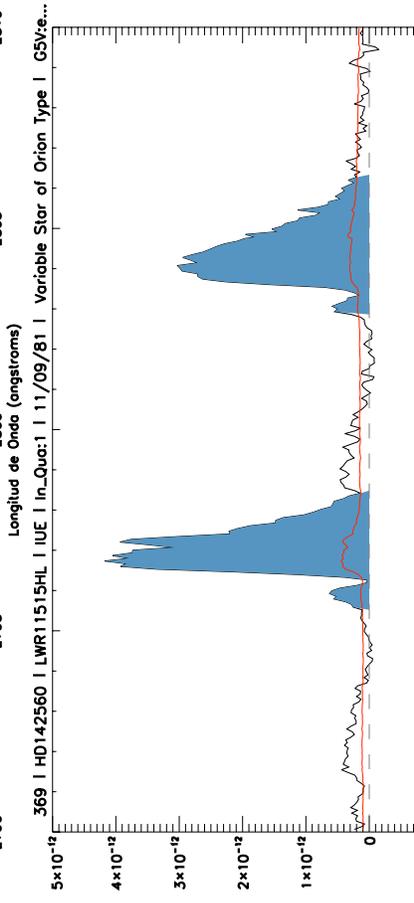
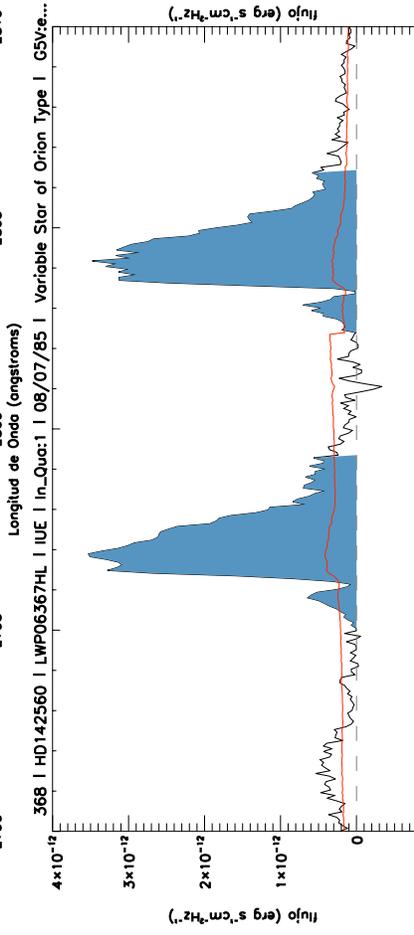
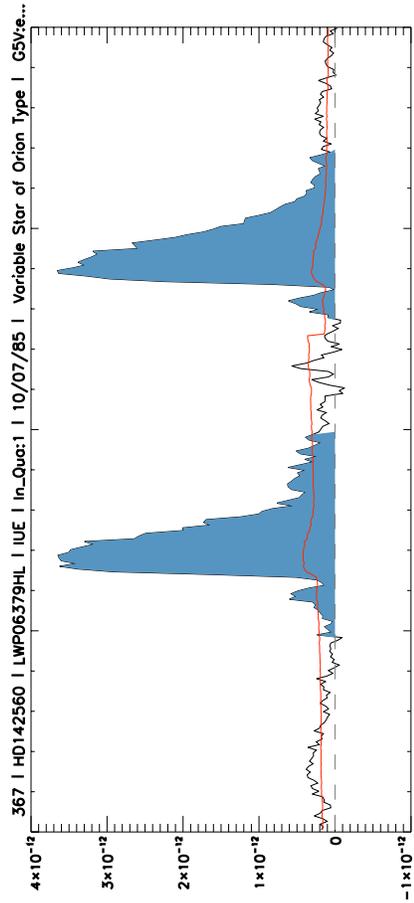
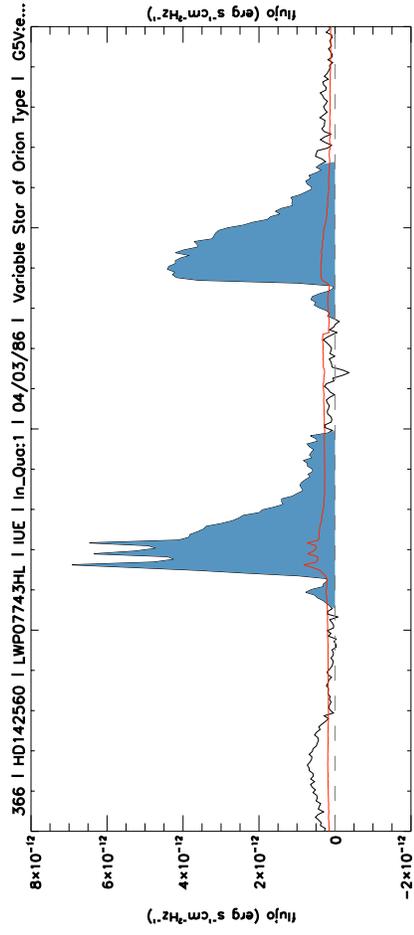


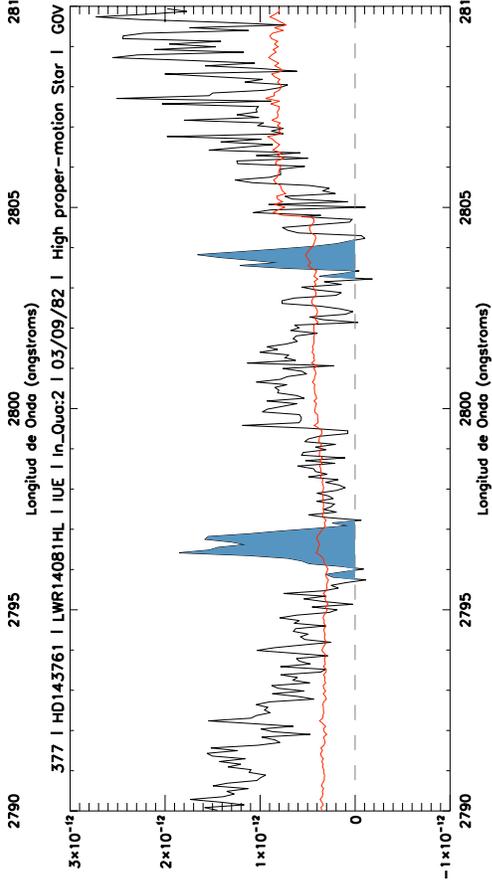
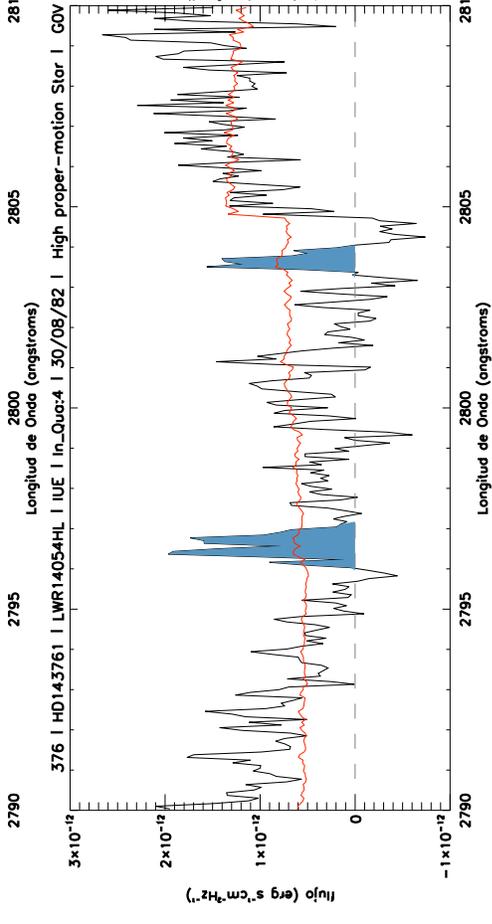
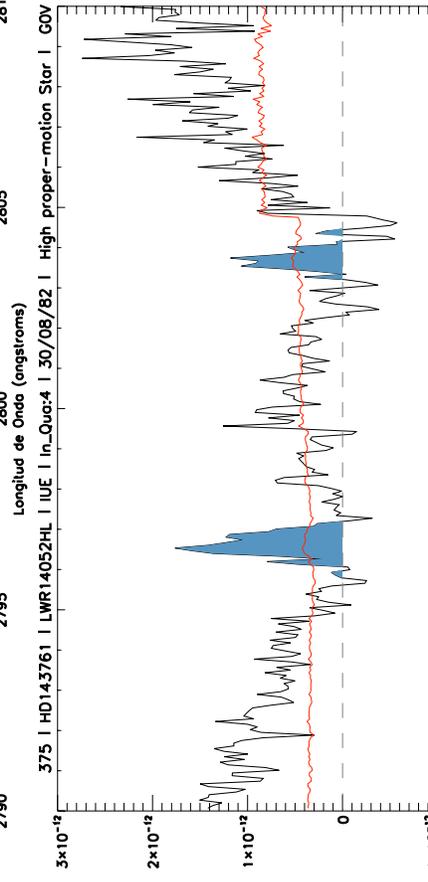
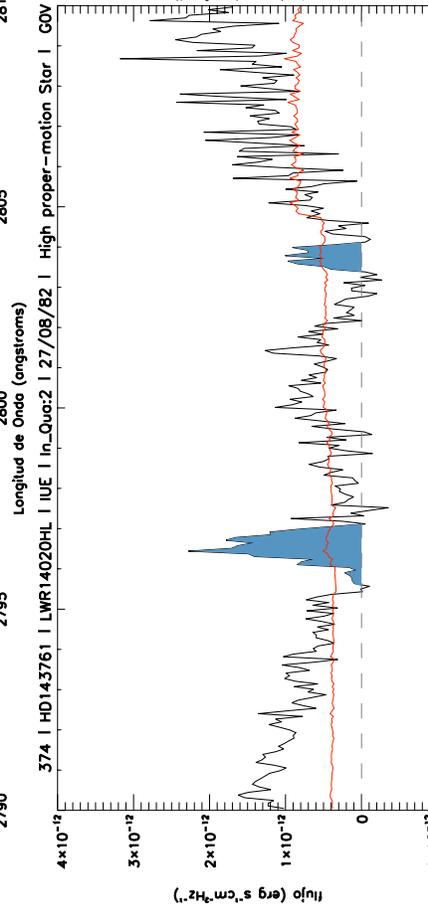
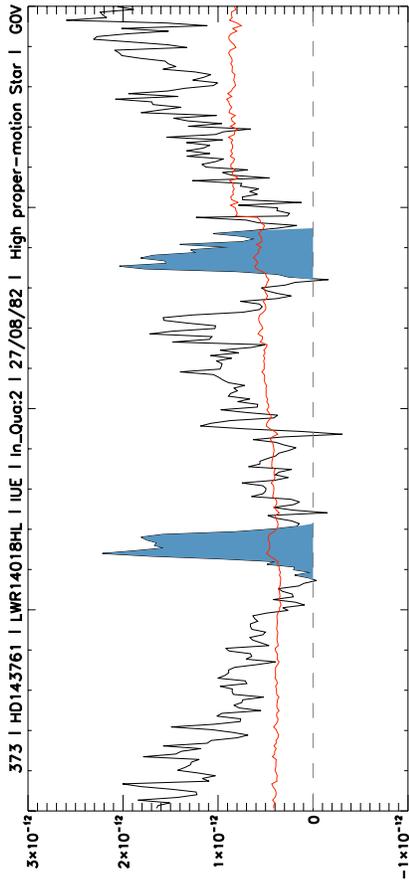
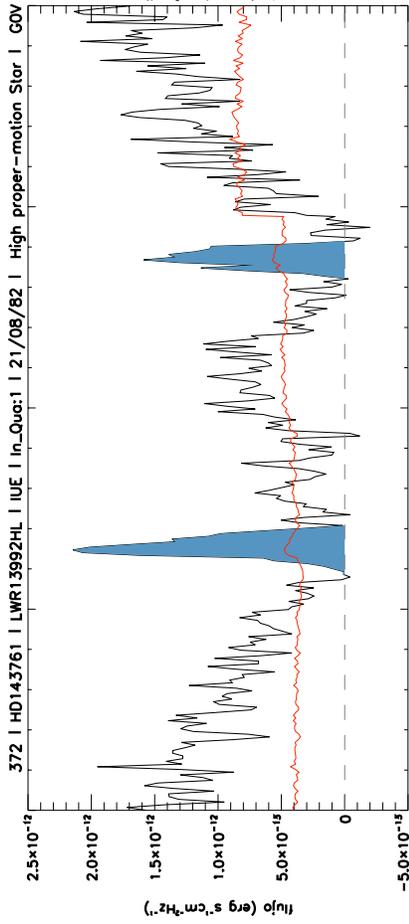


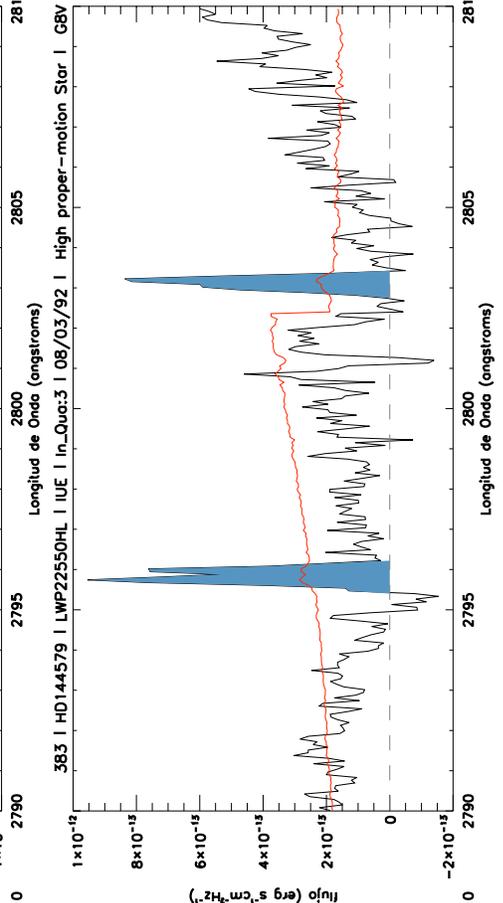
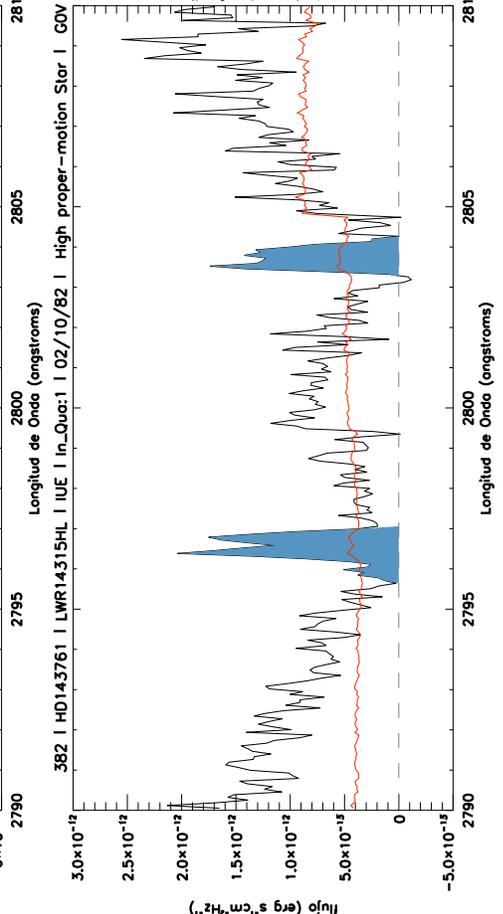
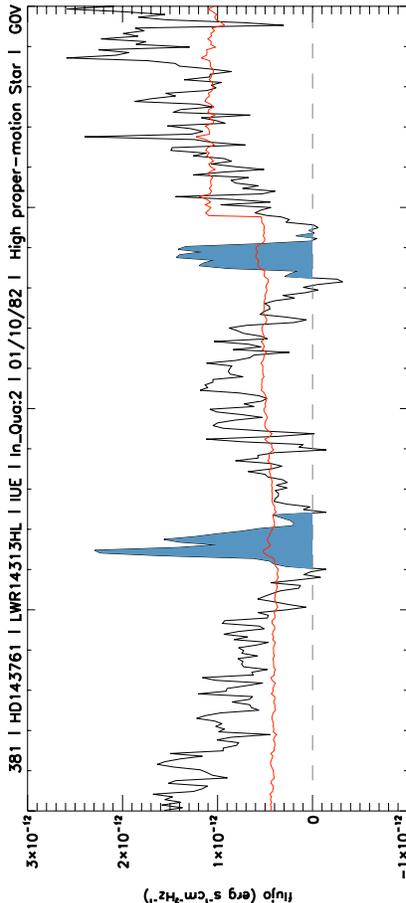
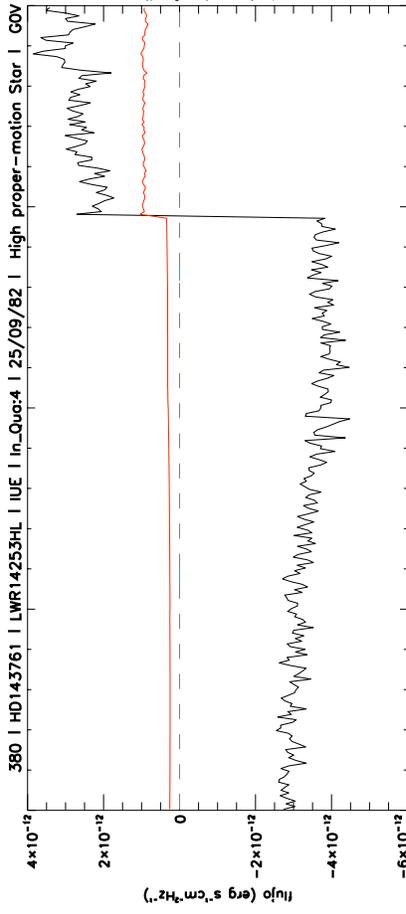
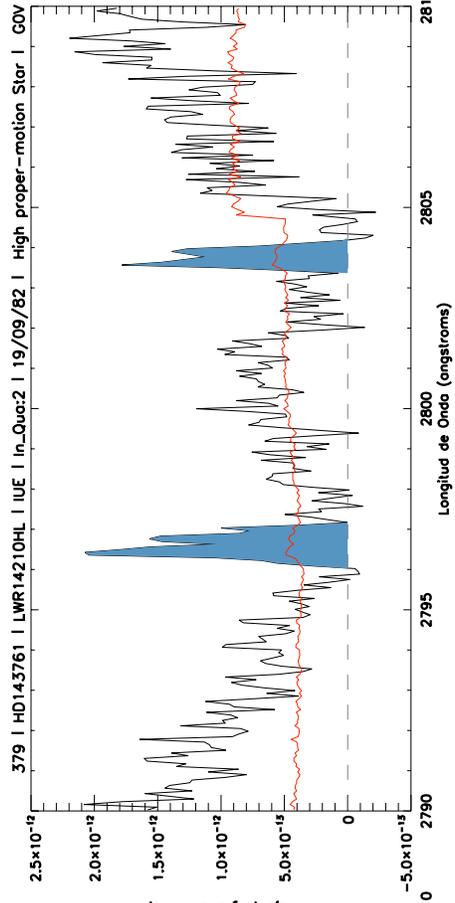
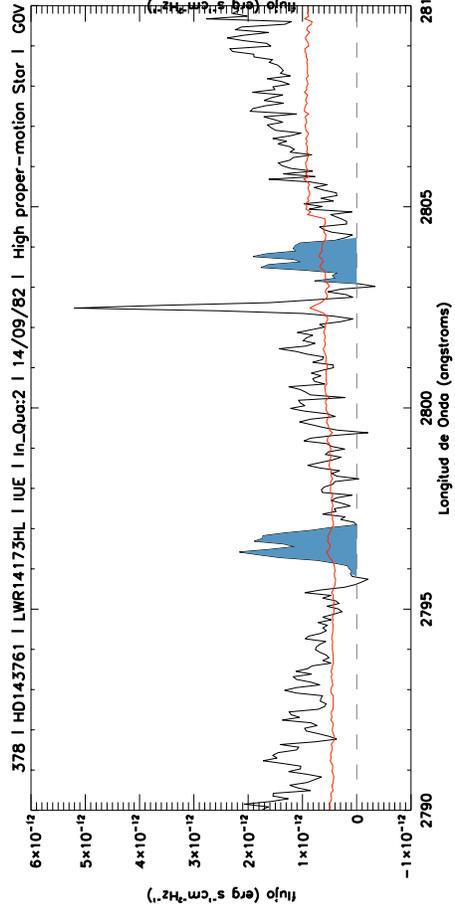


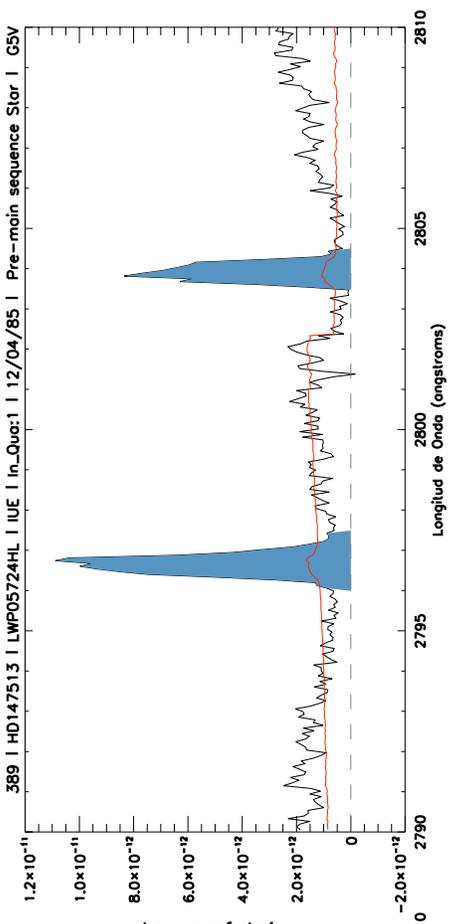
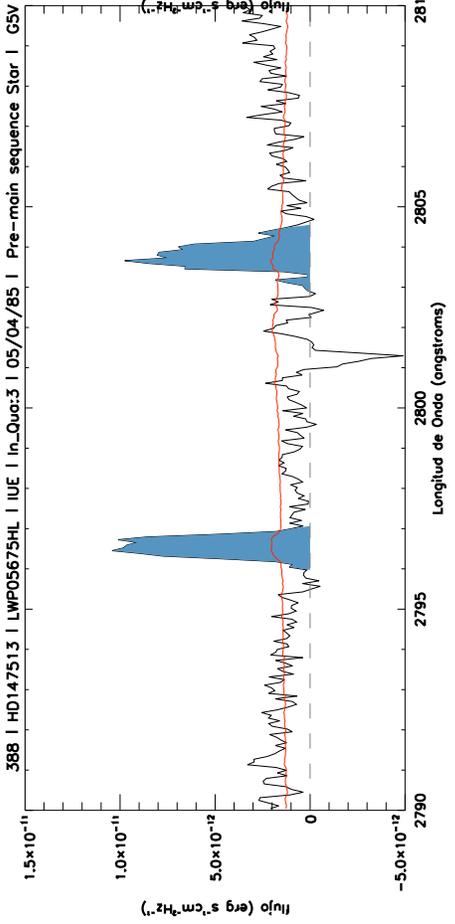
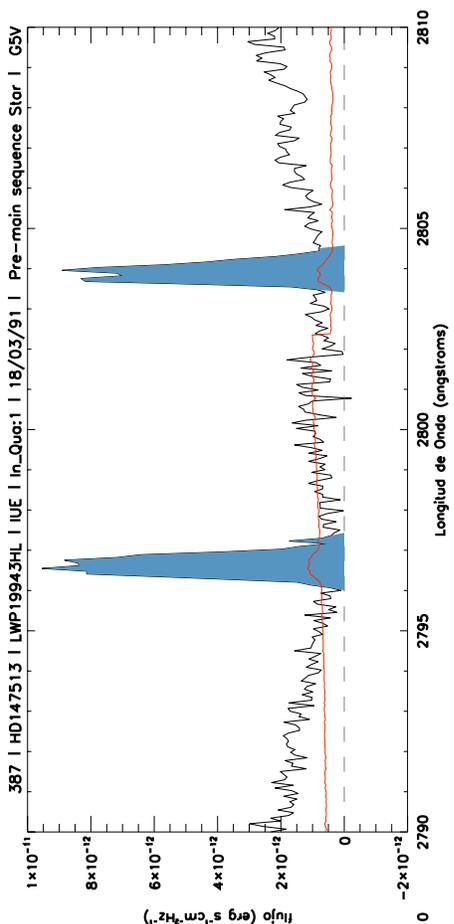
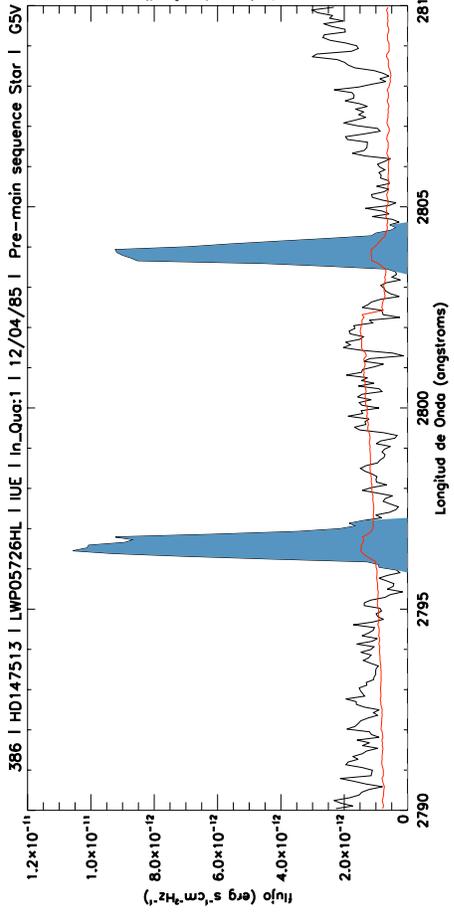
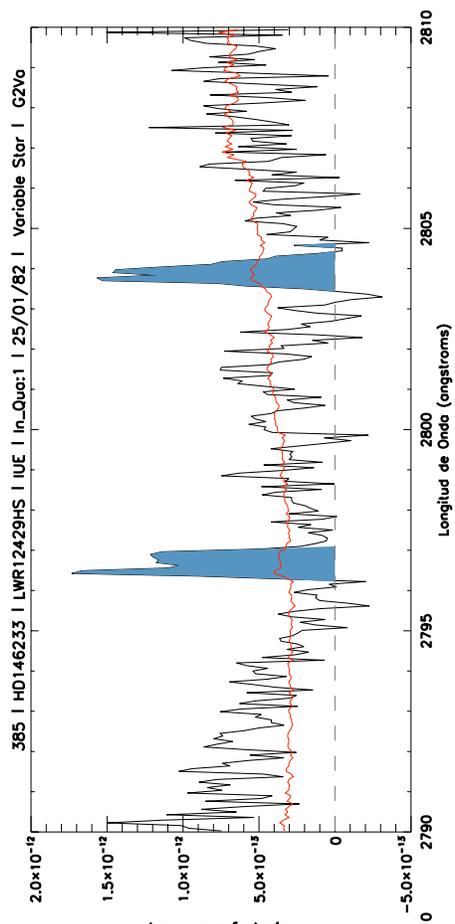
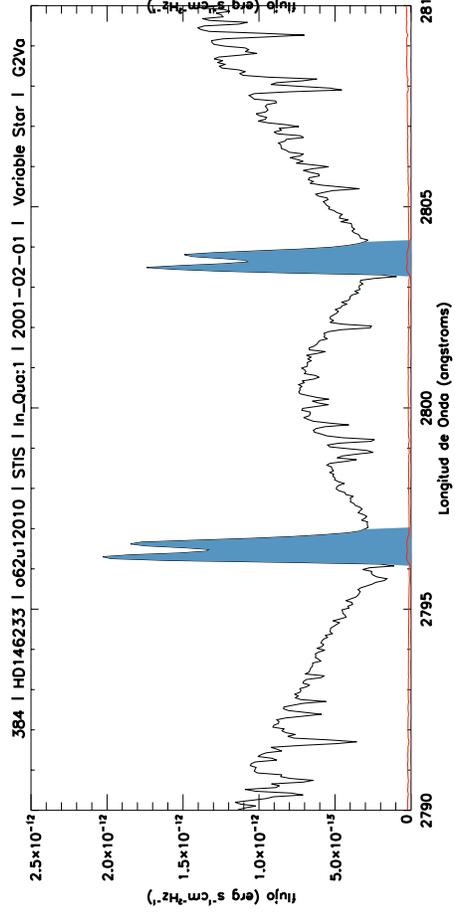


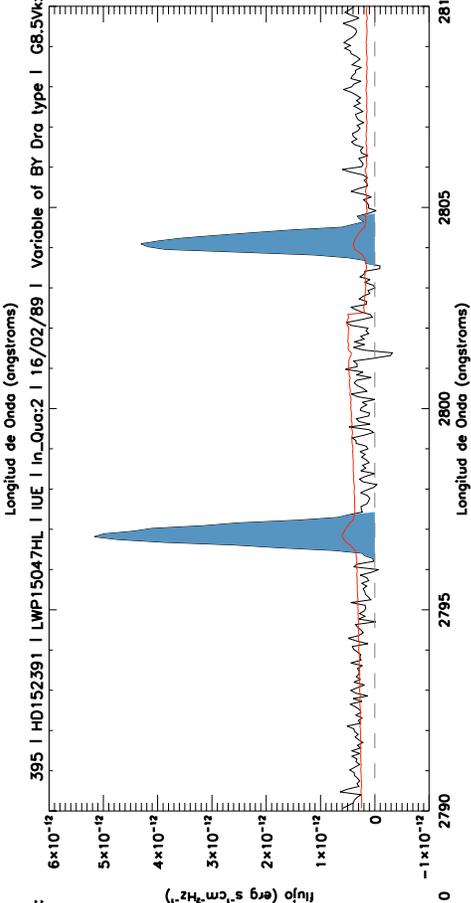
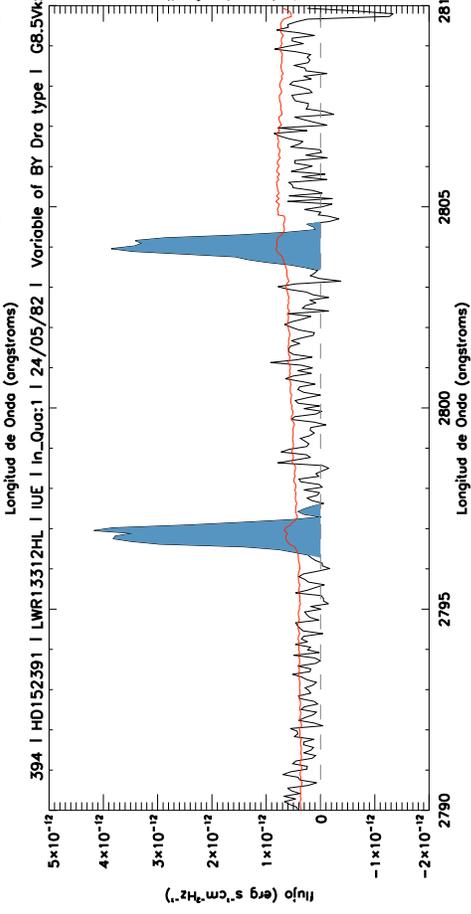
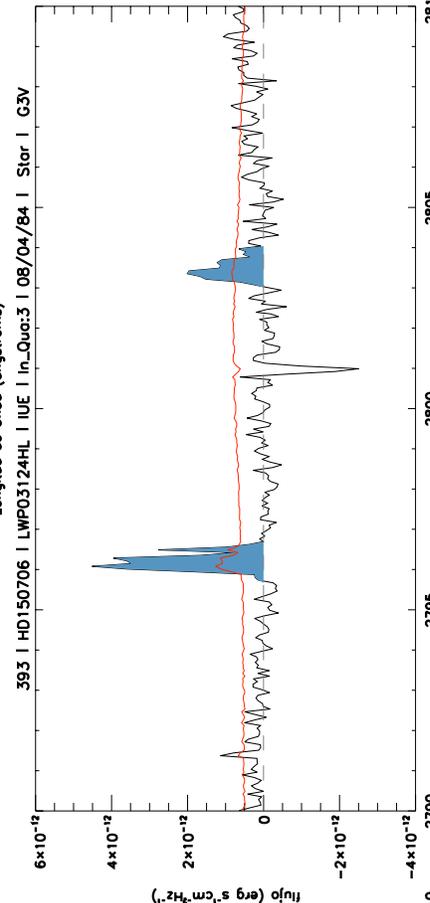
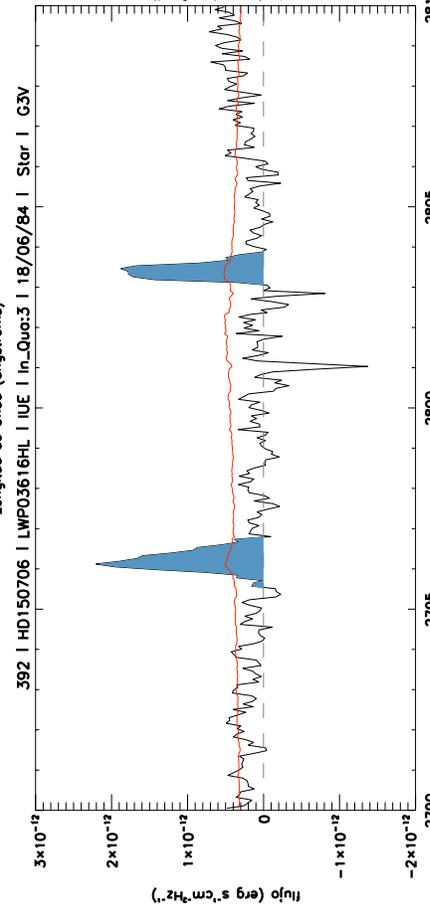
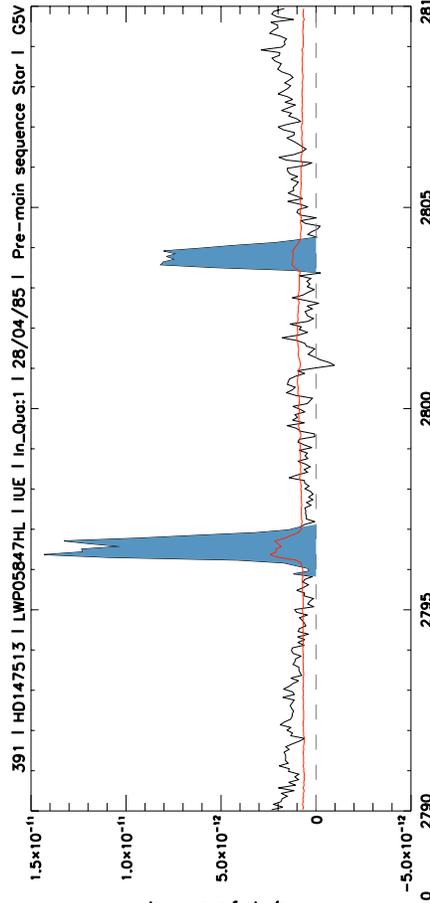
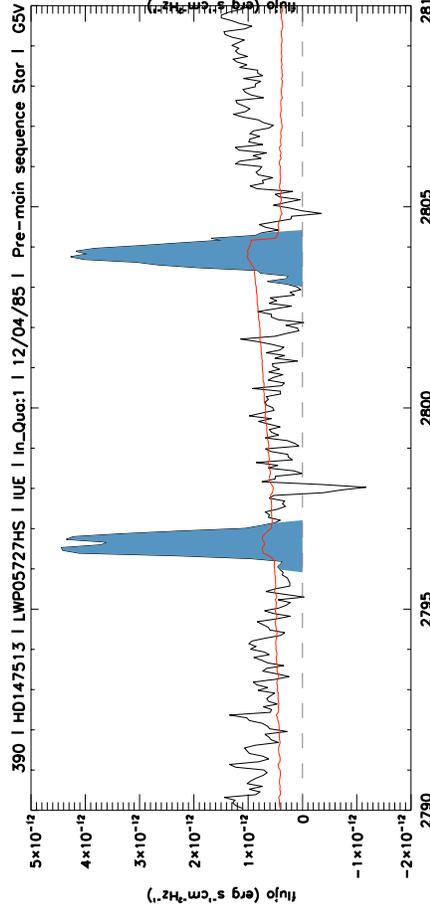


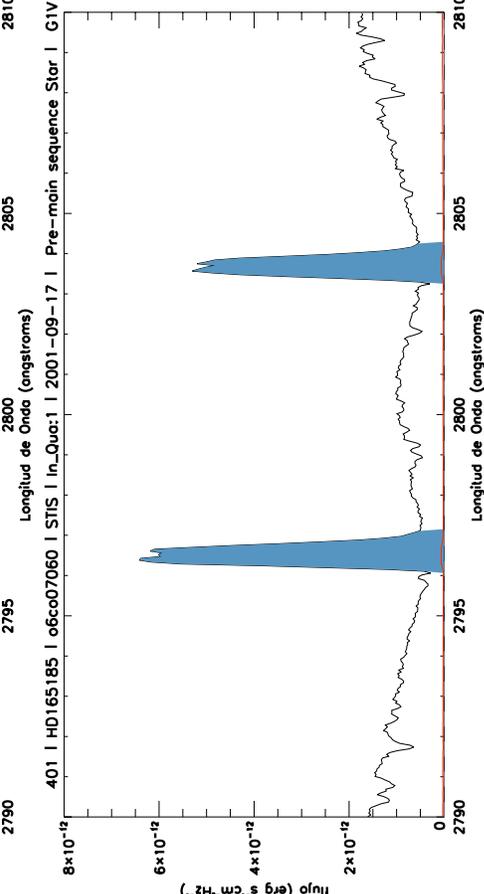
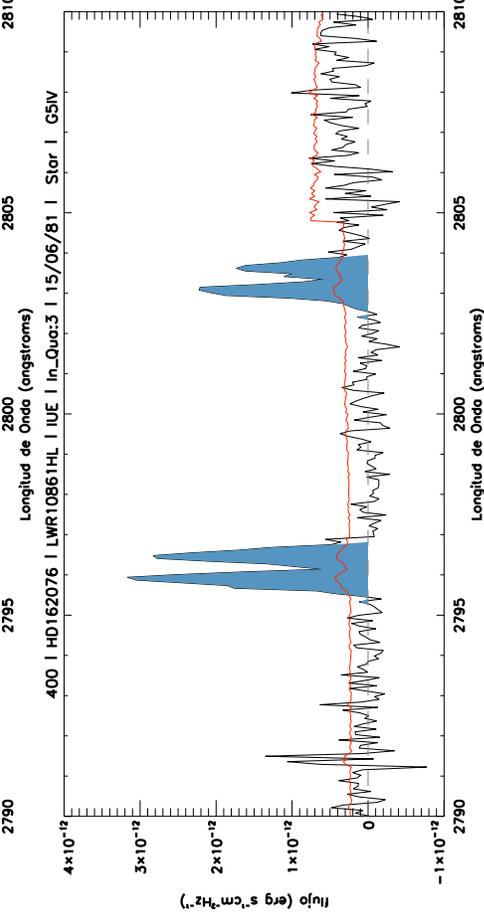
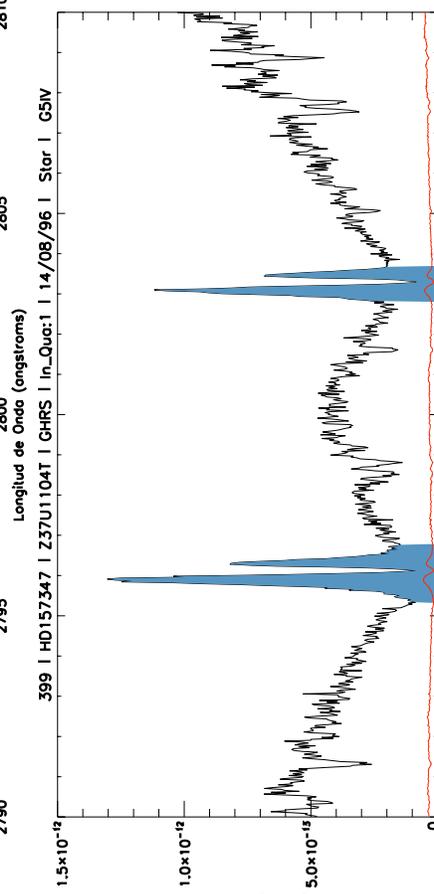
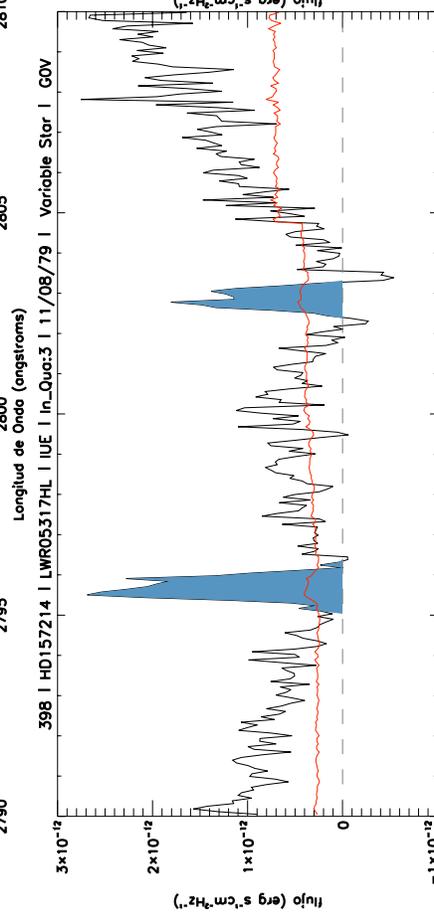
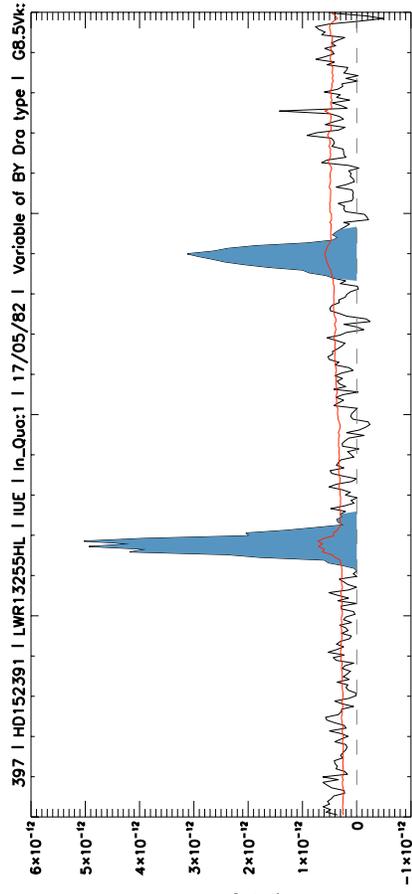
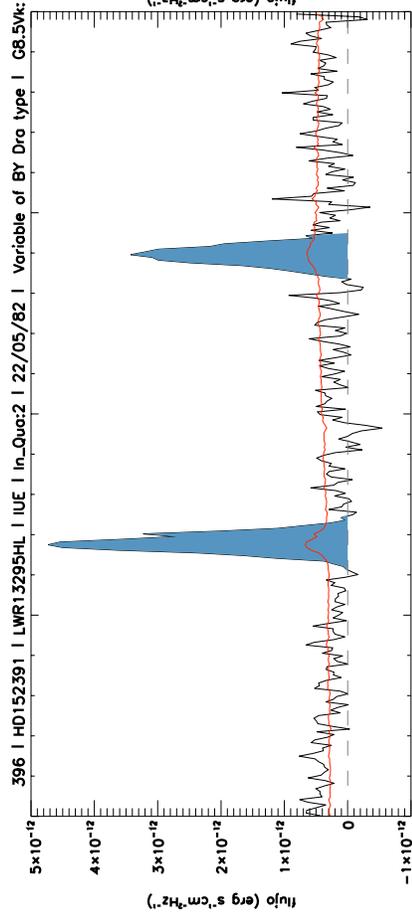


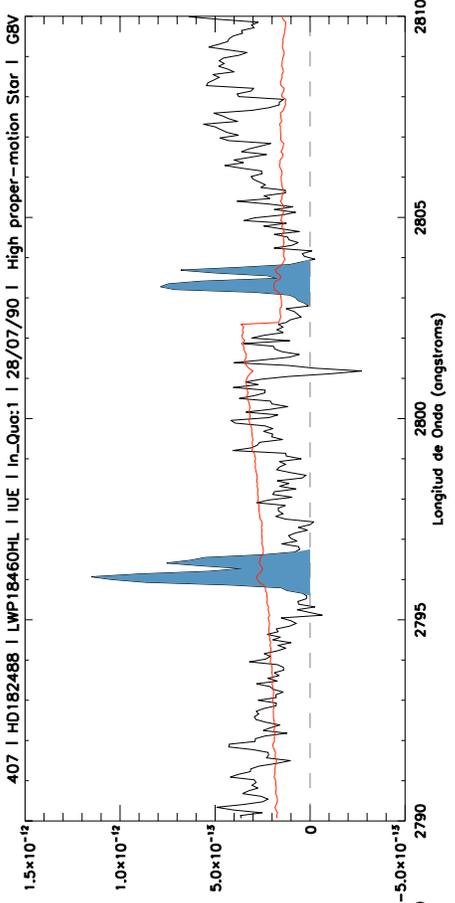
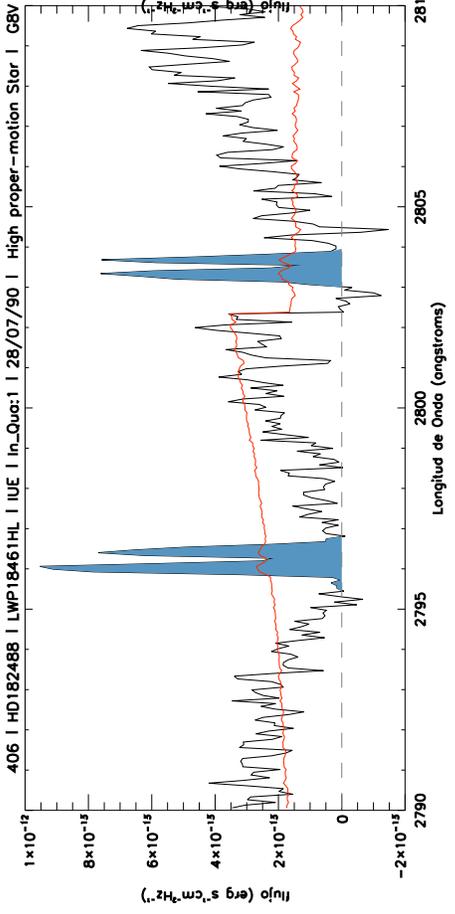
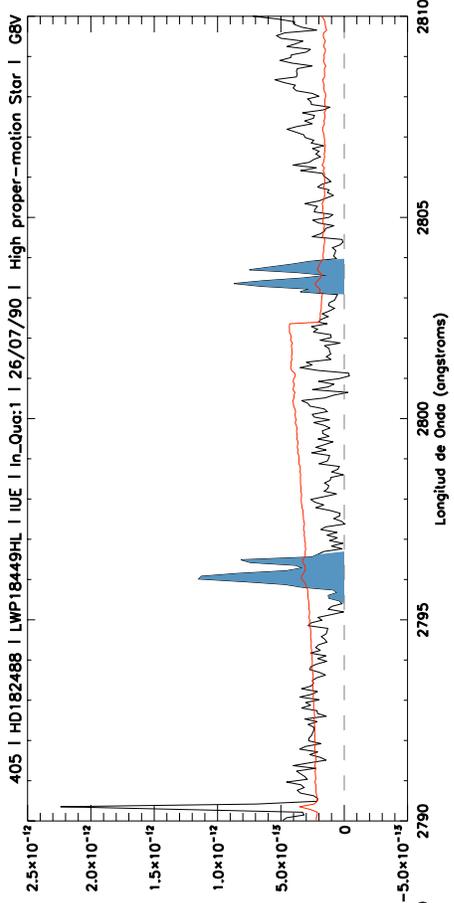
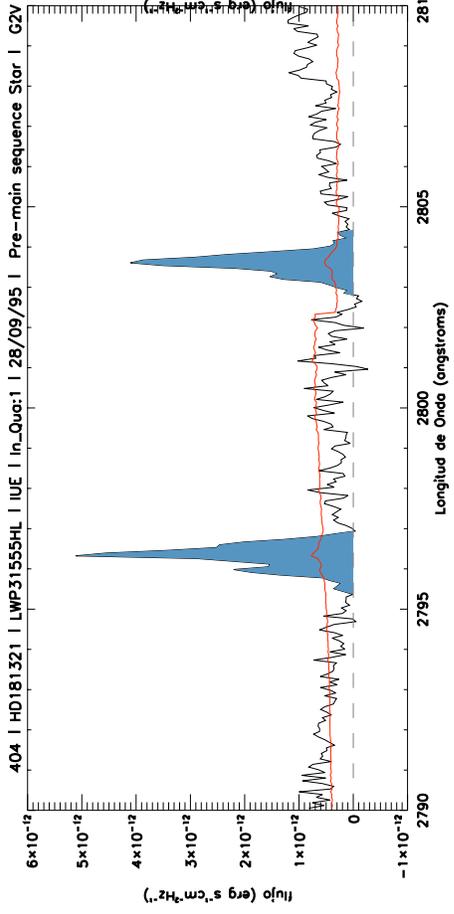
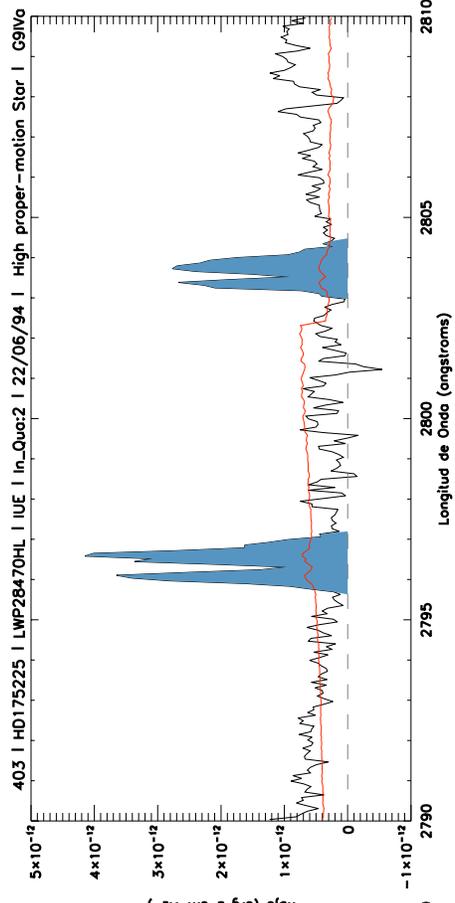
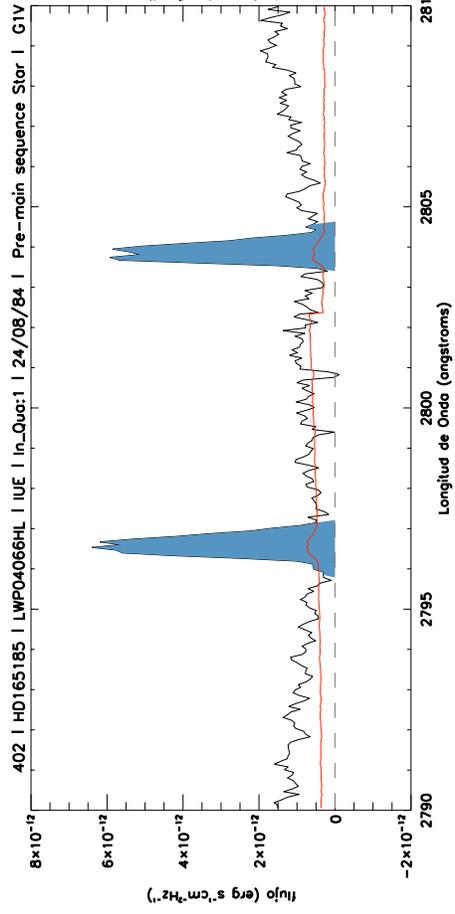


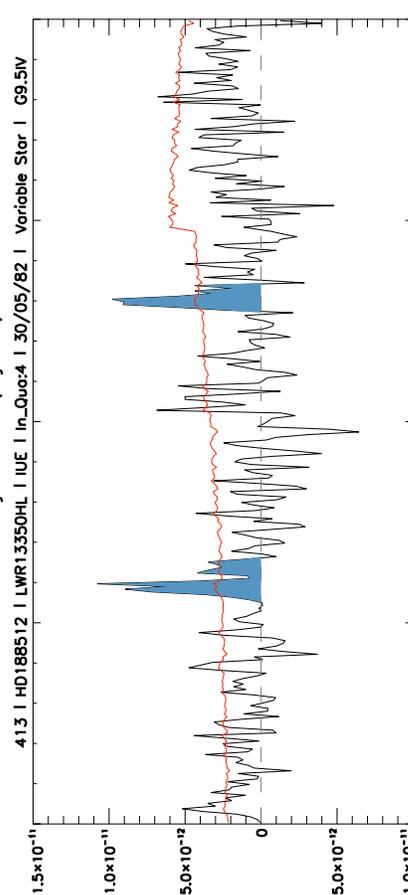
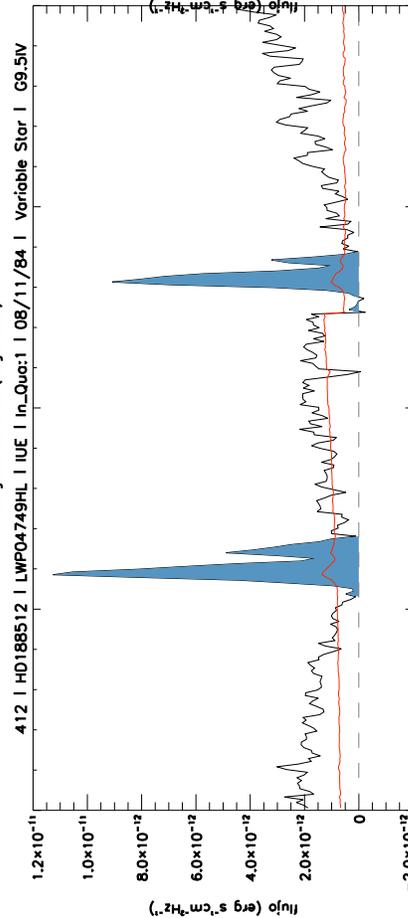
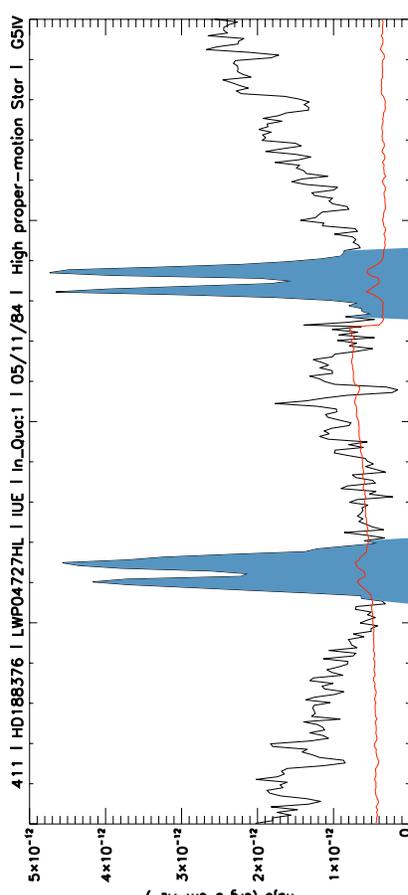
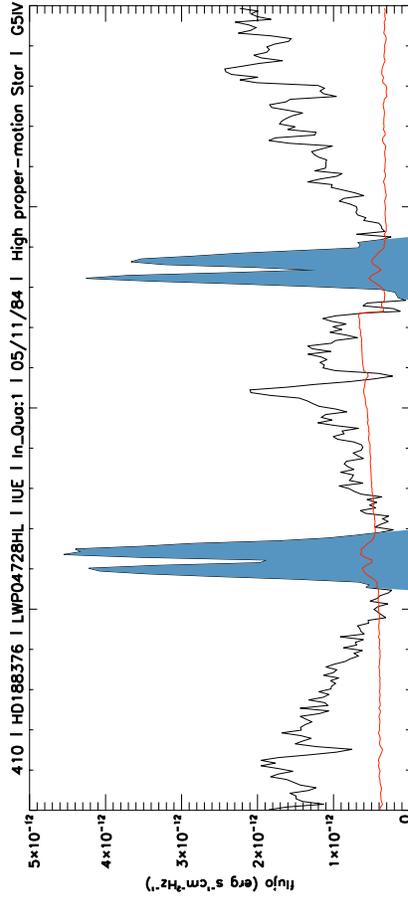
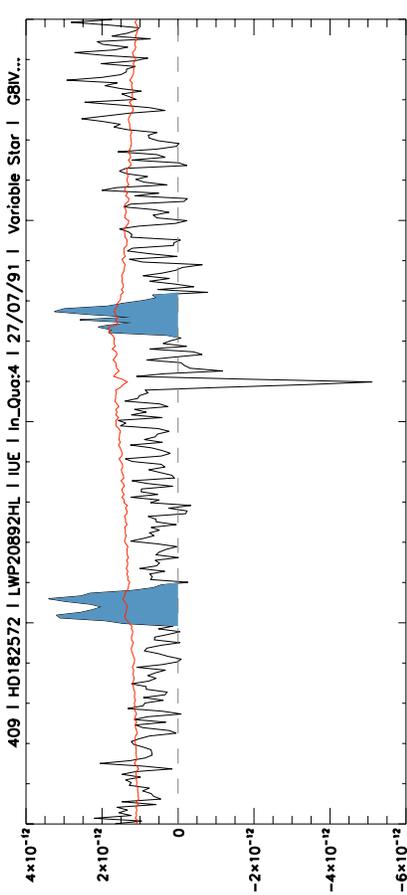
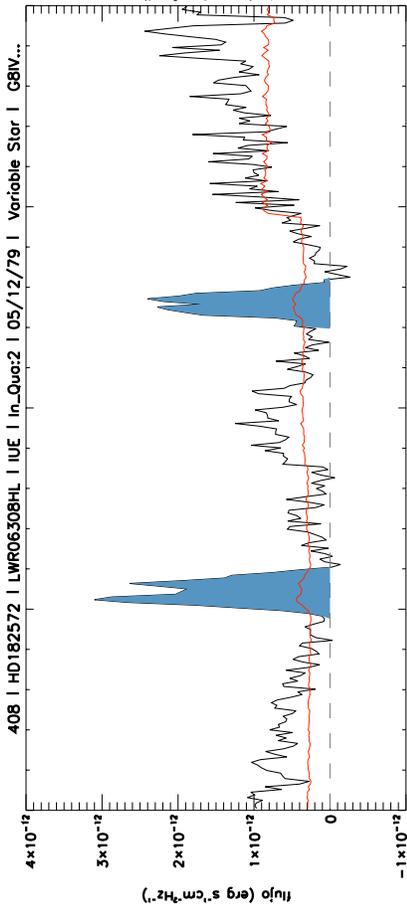


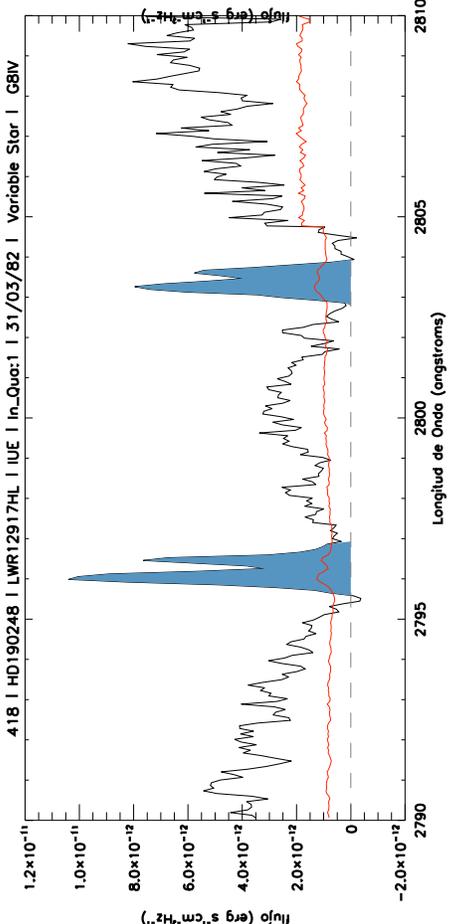
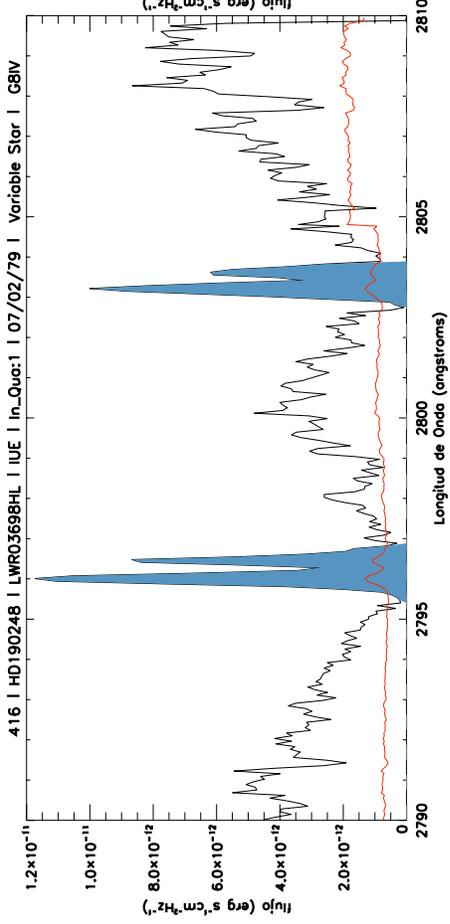
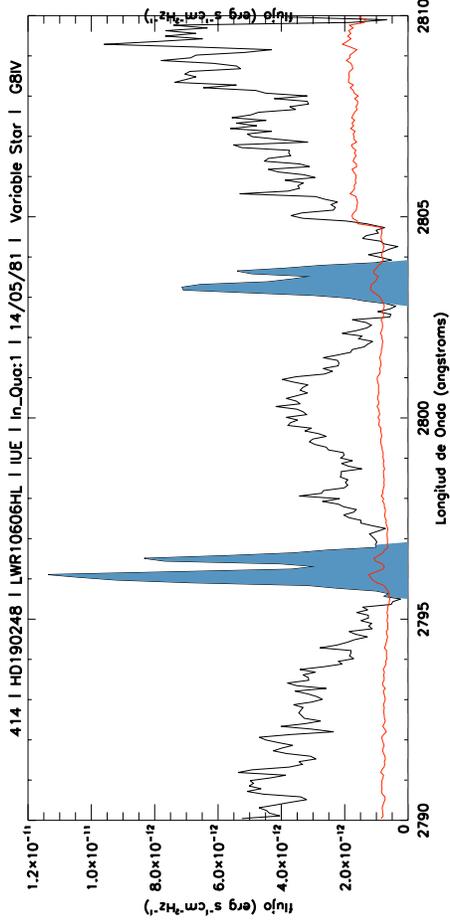
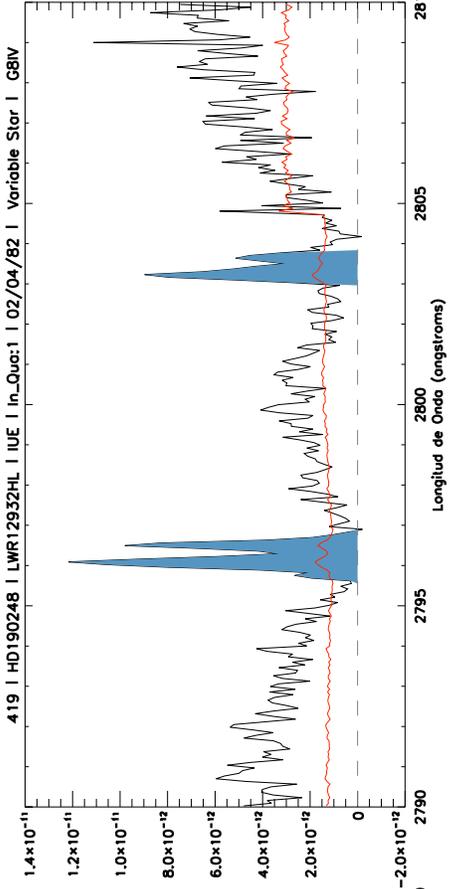
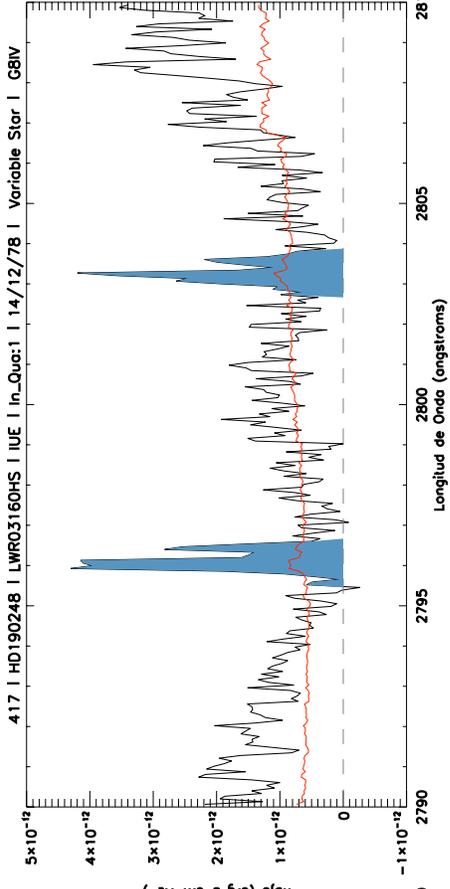
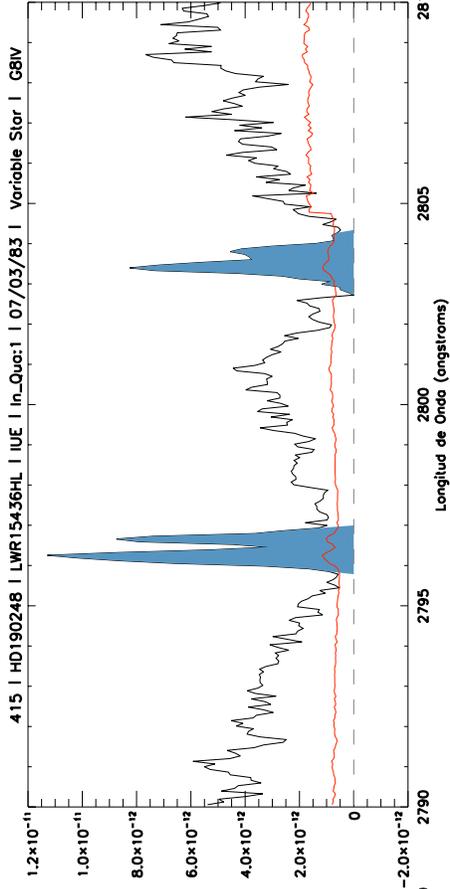


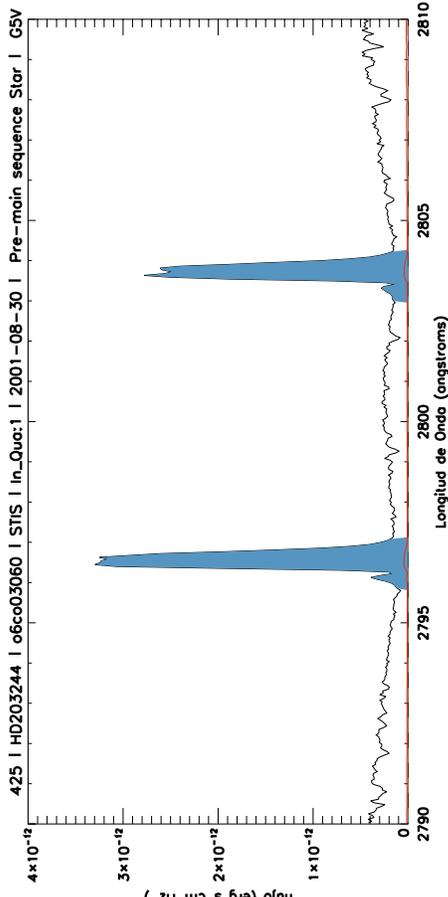
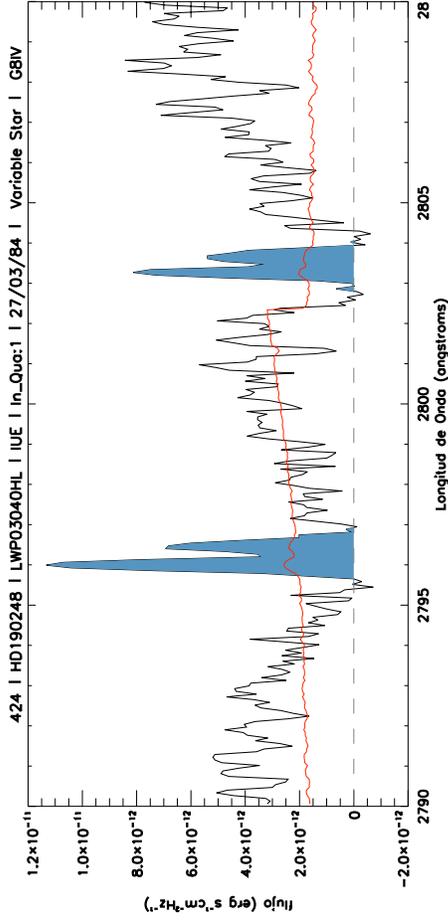
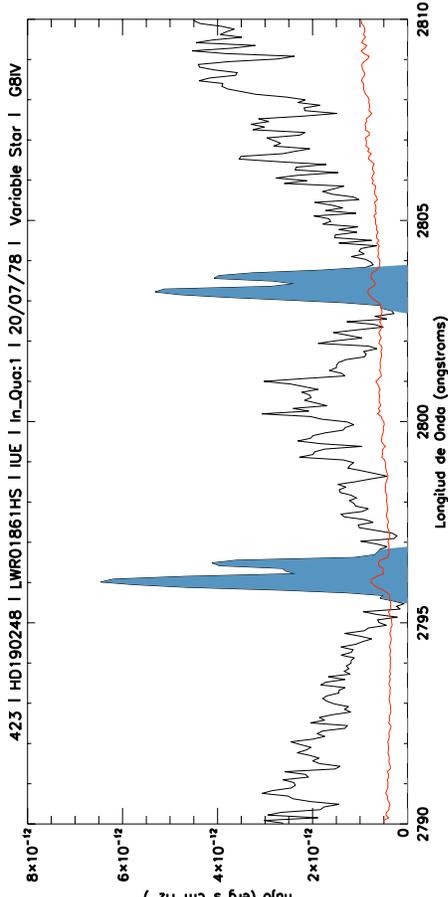
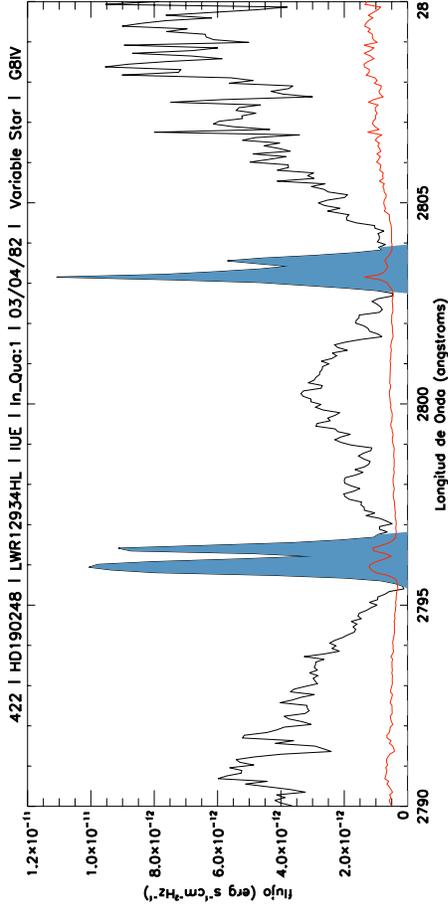
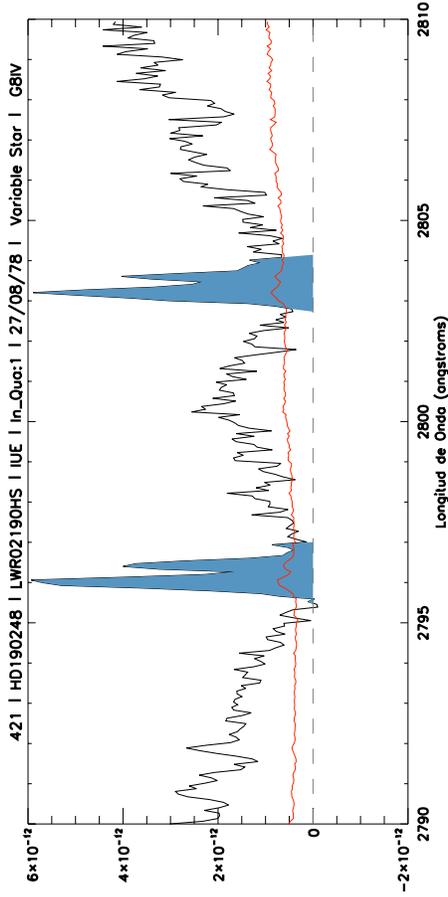
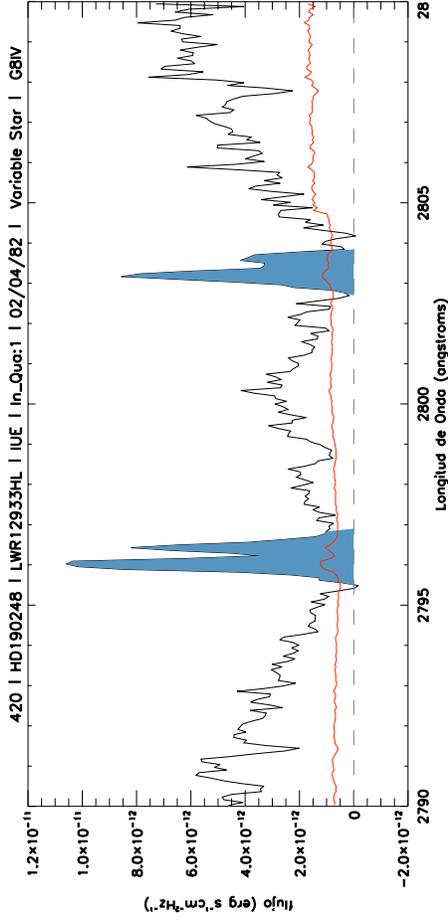


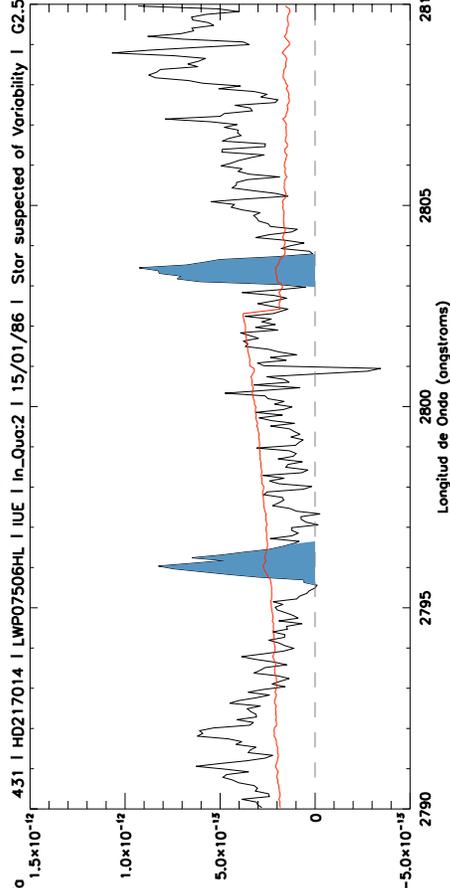
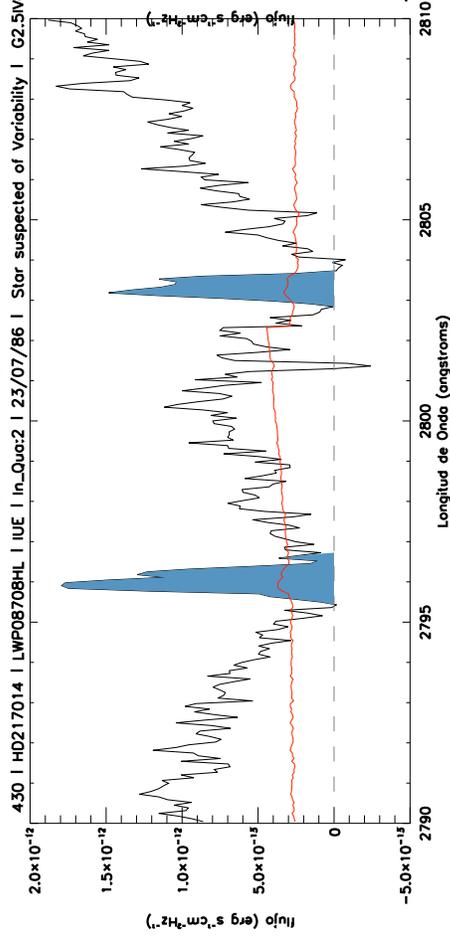
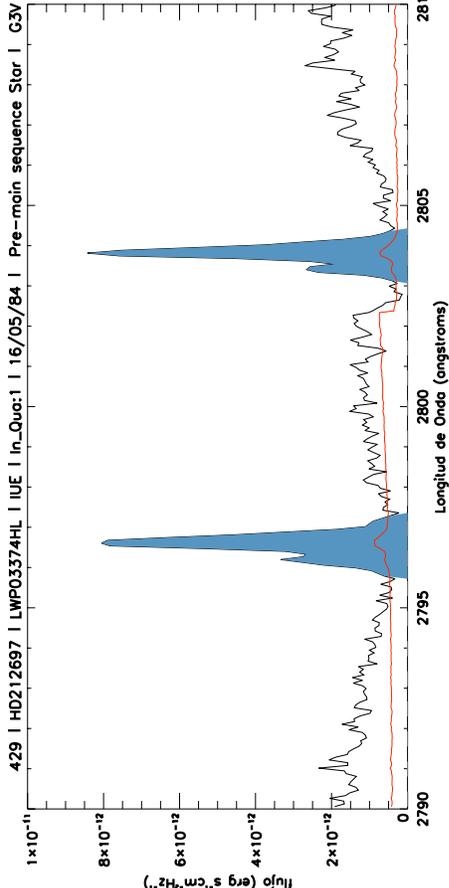
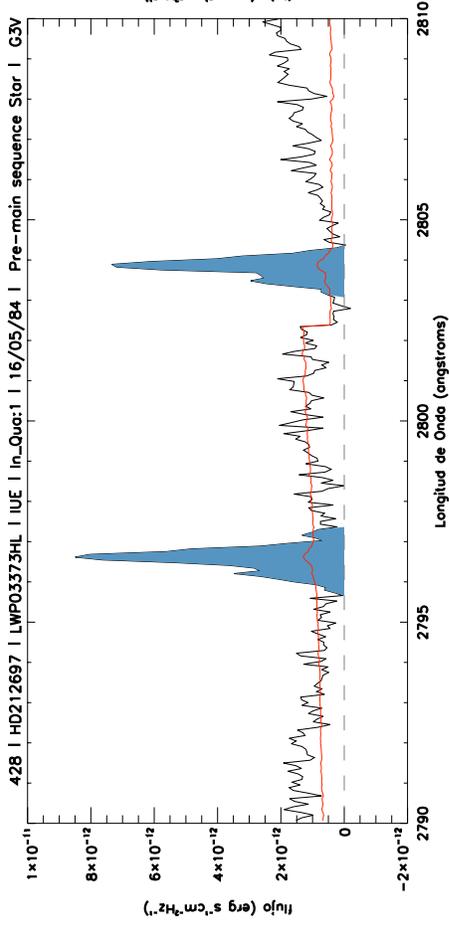
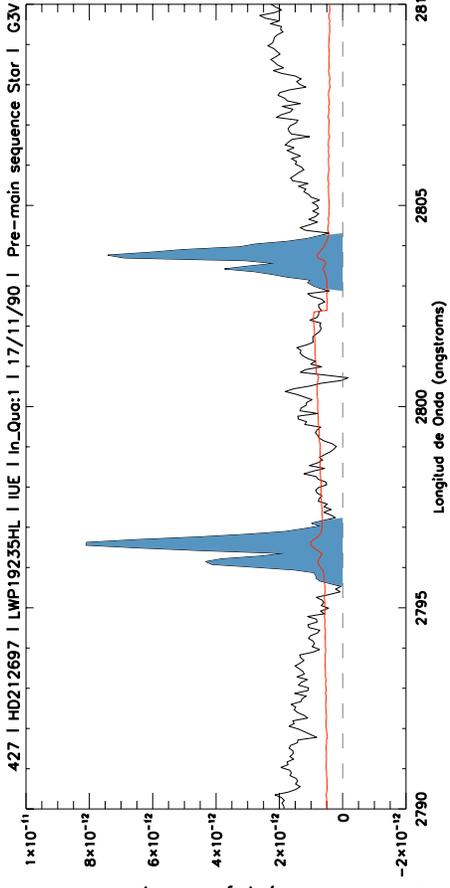
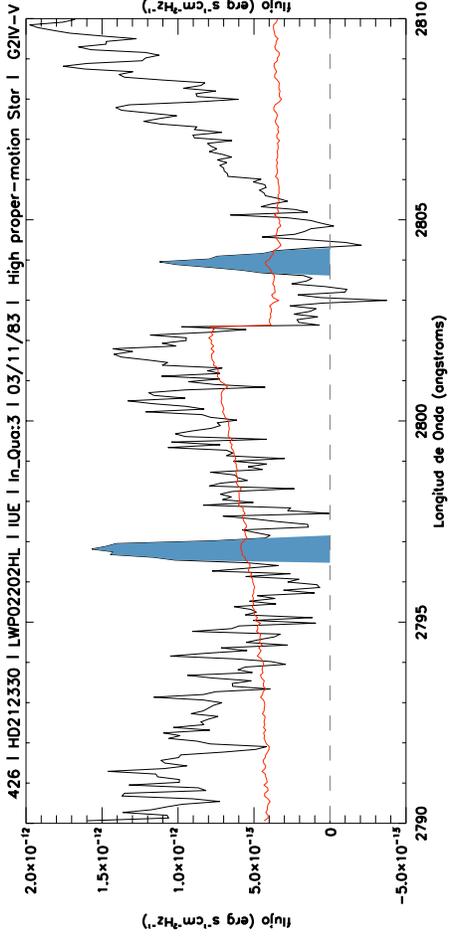


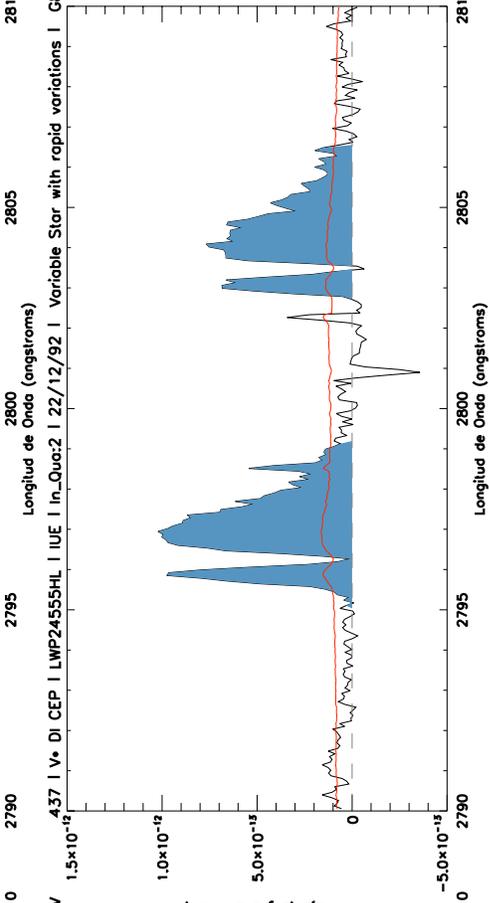
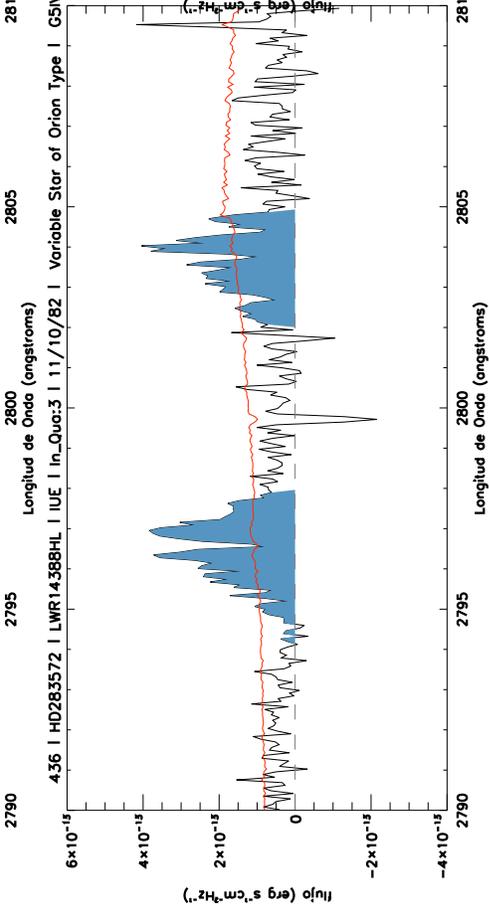
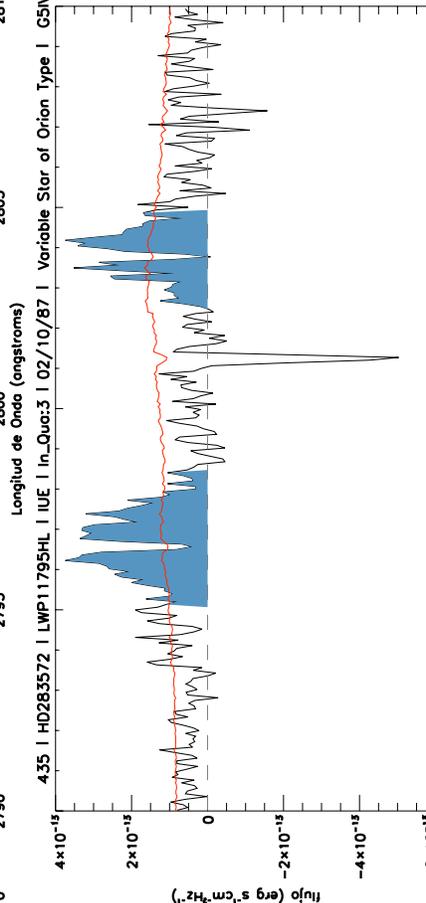
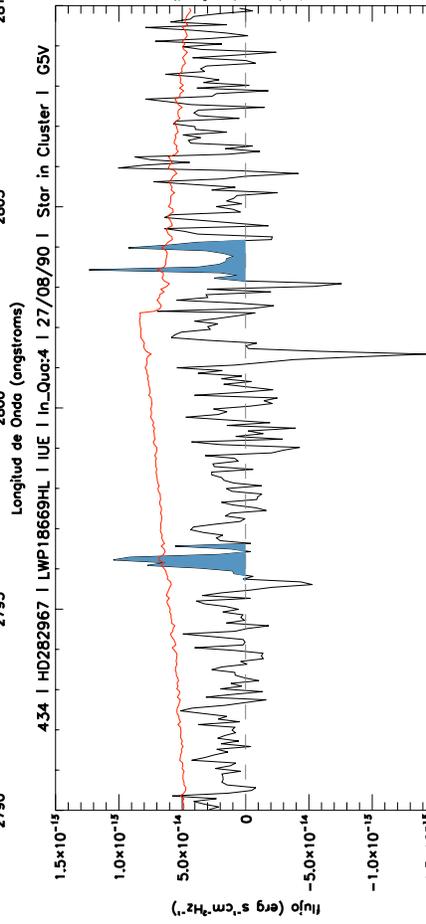
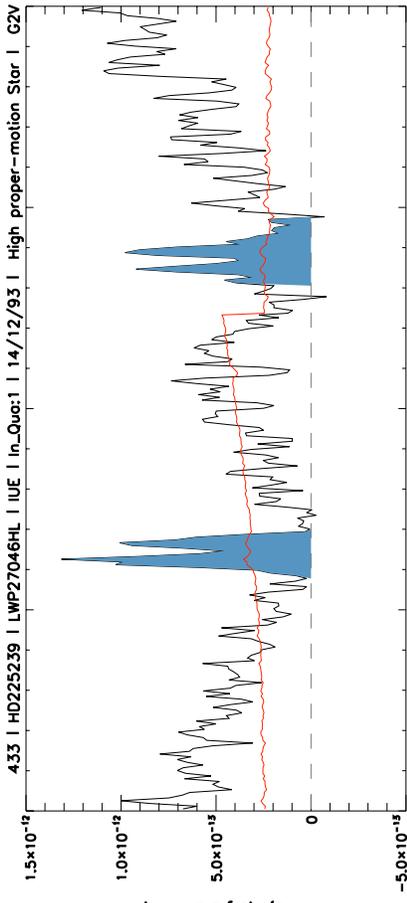
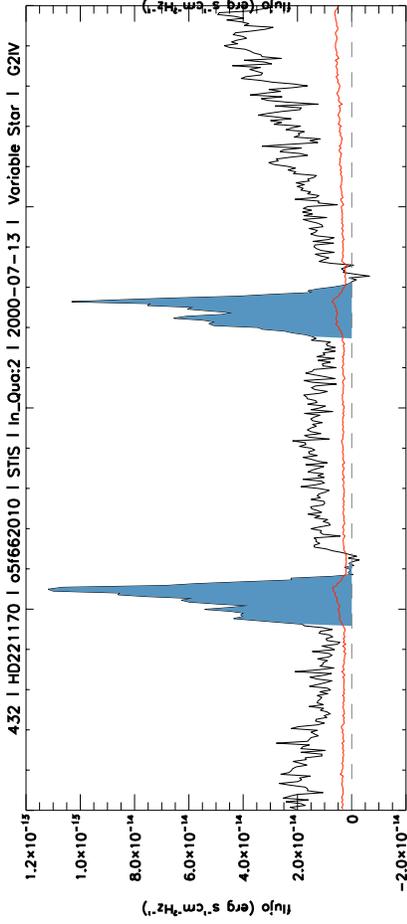












Bibliografía

- Ammons, S. M., Robinson, S. E., Strader, J., Laughlin, G., Fischer, D., & Wolf, A. 2006, *ApJ*, 638, 1004
- Ayres, T. R., & Linsky, J. L. 1976, *ApJ*, 205, 874
- Babcock, H. W. 1961, *ApJ*, 133, 572
- Baliunas, S., Sokoloff, D., & Soon, W. 1996, *ApJ*, 457, L99
- Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Soon, W., & Henry, G. W. 1998, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 154, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, ed. R. A. Donahue & J. A. Bookbinder, 153
- Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Soon, W. H., Horne, J. H., Frazer, J., Woodard-Eklund, L., Bradford, M., Rao, L. M., Wilson, O. C., Zhang, Q., Bennett, W., Briggs, J., Carroll, S. M., Duncan, D. K., Figueroa, D., Lanning, H. H., Misch, T., Mueller, J., Noyes, R. W., Poppe, D., Porter, A. C., Robinson, C. R., Russell, J., Shelton, J. C., Soyumer, T., Vaughan, A. H., & Whitney, J. H. 1995, *ApJ*, 438, 269
- Barnes, S. A. 2007, *ApJ*, 669, 1167
- Buccino, A. P., & Mauas, P. J. D. 2008, *A&A*, 483, 903
- Cardini, D. 2005, *A&A*, 430, 303
- Cardini, D., & Cassatella, A. 2007, *ApJ*, 666, 393
- Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. 2006, *An introduction to modern astrophysics and cosmology*
- Cassatella, A., Altamore, A., Badiali, M., & Cardini, D. 2001, *A&A*, 374, 1085
- Cerruti-Sola, M., Cheng, C.-C., & Pallavicini, R. 1992, *A&A*, 256, 185
- Chaussidon, M. 2007, *Formation of the Solar System: a Chronology Based on Meteorites*, ed. M. Gargaud, H. Martin, & P. Claeys, 45
- Cincunegui, C., Diaz, R. F., & Mauas, P. J. D. 2007a, *VizieR Online Data Catalog*, 346, 90309

- Cincunegui, C., Díaz, R. F., & Mauas, P. J. D. 2007b, *A&A*, 469, 309
- Cincunegui, C., & Mauas, P. J. D. 2004, *A&A*, 414, 699
- Covino, E., Vittone, A., & Terranegra, L. 1989, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 60, 111
- Donahue, R. A., Saar, S. H., & Baliunas, S. L. 1996, *ApJ*, 466, 384
- Duncan, D. K., Frazer, J., Lanning, H. H., Baliunas, S. L., Noyes, R. W., & Vaughan, A. H. 1984, *PASP*, 96, 707
- Eberhard, G., & Schwarzschild, K. 1913, *ApJ*, 38, 292
- Flower, P. J. 1996, *ApJ*, 469, 355
- Frebel, A., Christlieb, N., Norris, J. E., Thom, C., Beers, T. C., & Rhee, J. 2007, *ApJ*, 660, L117
- Gratton, R. G., Carretta, E., & Castelli, F. 1996, *A&A*, 314, 191
- Guinan, E. F., & Morgan, N. D. 1996, in *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 28, American Astronomical Society Meeting Abstracts #188, 942
- Haigh, J. D., Lockwood, M., Giampapa, M. S., Rüedi, I., Güdel, M., & Schmutz, W., eds. 2005, *The Sun, Solar Analogs and the Climate*
- Hall, J. C. 2008, *Living Reviews in Solar Physics*, 5
- Hall, J. C., Lockwood, G. W., & Skiff, B. A. 2007, *AJ*, 133, 862
- Hallam, K. L., Altner, B., & Endal, A. S. 1991, *ApJ*, 372, 610
- Hartman, J. D., Bakos, G. Á., Kovács, G., & Noyes, R. W. 2010, *MNRAS*, 408, 475
- Hartmann, L., Baliunas, S. L., Noyes, R. W., & Duncan, D. K. 1984, *ApJ*, 279, 778
- Hempelmann, A., Schmitt, J. H. M. M., Schultz, M., Ruediger, G., & Stepien, K. 1995, *A&A*, 294, 515
- Henry, G. W., Baliunas, S. L., Donahue, R. A., Fekel, F. C., & Soon, W. 2000, *ApJ*, 531, 415
- Henry, T. J., Soderblom, D. R., Donahue, R. A., & Baliunas, S. L. 1996, *AJ*, 111, 439
- Holmberg, J., Nordström, B., & Andersen, J. 2009, *A&A*, 501, 941
- Jimenez, R. 1998, *Proceedings of the National Academy of Science*, 95, 13
- Lachaume, R., Dominik, C., Lanz, T., & Habing, H. J. 1999, *A&A*, 348, 897

- Lloyd, J. P. 2011, *ApJ*, 739, L49
- Mayor, M., & Queloz, D. 1995, *Nature*, 378, 355
- Messina, S. 2001, *A&A*, 371, 1024
- Meyer, M. R., Hillenbrand, L. A., Backman, D., Beckwith, S., Bouwman, J., Brooke, T., Carpenter, J., Cohen, M., Cortes, S., Crockett, N., Gorti, U., Henning, T., Hines, D., Hollenbach, D., Kim, J. S., Lunine, J., Malhotra, R., Mamajek, E., Metchev, S., Moro-Martín, A., Morris, P., Najita, J., Padgett, D., Pascucci, I., Rodmann, J., Schlingman, W., Silverstone, M., Soderblom, D., Stauffer, J., Stobie, E., Strom, S., Watson, D., Weidenschilling, S., Wolf, S., & Young, E. 2006, *PASP*, 118, 1690
- Middelkoop, F. 1982, *A&A*, 107, 31
- Noyes, R. W. 1984, *Advances in Space Research*, 4, 151
- Noyes, R. W., Hartmann, L. W., Baliunas, S. L., Duncan, D. K., & Vaughan, A. H. 1984, *ApJ*, 279, 763
- Oranje, B. J., Zwaan, C., & Middelkoop, F. 1982, *A&A*, 110, 30
- Pizzolato, N., Maggio, A., Micela, G., Sciortino, S., & Ventura, P. 2003, *A&A*, 397, 147
- Rauscher, E., & Marcy, G. W. 2006, *PASP*, 118, 617
- Roberts, W. O. 1945, *ApJ*, 101, 136
- Rutten, R. G. M. 1984, *A&A*, 130, 353
- Saar, S. H., & Osten, R. A. 1997, *MNRAS*, 284, 803
- Sandage, A. 1956, *PASP*, 68, 498
- Schrijver, C. J. 1987, *A&A*, 172, 111
- Schrijver, C. J., & Zwaan, C. 2000, *Solar and Stellar Magnetic Activity*
- Schröder, C., Reiners, A., & Schmitt, J. H. M. M. 2009, *A&A*, 493, 1099
- Schröder, K.-P., Mittag, M., Pérez Martínez, M. I., Cuntz, M., & Schmitt, J. H. M. M. 2012, *A&A*, 540, A130
- Schwarzschild, M. 1948, *ApJ*, 107, 1
- Simon, T., & Fekel, Jr., F. C. 1987, *ApJ*, 316, 434
- Simpson, E. K., Baliunas, S. L., Henry, G. W., & Watson, C. A. 2010, *MNRAS*, 408, 1666

- Skumanich, A. 1972, *ApJ*, 171, 565
- Soderblom, D. R. 1985, *AJ*, 90, 2103
- . 2010, *ARA&A*, 48, 581
- Soderblom, D. R., Duncan, D. K., & Johnson, D. R. H. 1991, *ApJ*, 375, 722
- Song, I., Bessell, M. S., & Zuckerman, B. 2002, *ApJ*, 581, L43
- Soubiran, C., Le Campion, J.-F., Cayrel de Strobel, G., & Caillo, A. 2010, *A&A*, 515, A111
- Stahler, S. W. 1988, *ApJ*, 332, 804
- Strassmeier, K. G. 2009, *A&A Rev.*, 17, 251
- Strassmeier, K. G., Handler, G., Paunzen, E., & Rauth, M. 1994, *A&A*, 281, 855
- Vauclair, S. 2009, in *IAU Symposium*, Vol. 258, *IAU Symposium*, ed. E. E. Mamajek, D. R. Soderblom, & R. F. G. Wyse, 443–448
- Vaughan, A. H., Preston, G. W., & Wilson, O. C. 1978, *PASP*, 90, 267
- Vernazza, J. E., Avrett, E. H., & Loeser, R. 1981, *ApJS*, 45, 635
- Wright, J. T., Marcy, G. W., Butler, R. P., & Vogt, S. S. 2004, *ApJS*, 152, 261