



Trabajo de final de máster:
**Identificación de líneas espectrales sensibles
a la actividad cromosférica y al campo
magnético en estrellas M en el rango de los
espectros VIS y NIR de CARMENES**

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS

DEPARTAMENTO DE FÍSICA DE LA TIERRA ASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA

Alumno:

Álvaro LÓPEZ GALLIFA ¹

Director:

David MONTES ² (UCM)

Septiembre 2020

¹alvlop08@ucm.es

²dmontes@ucm.es

Resumen

La búsqueda de exoplanetas es un campo de gran relevancia en astrofísica. Gracias al avance de las nuevas tecnologías y nuevos telescopios, se van encontrando más exoplanetas de tamaños similares a la Tierra. La forma más utilizada para la detección de exoplanetas es el método de la velocidad radial, el cual se basa en el desplazamiento de las líneas espectrales debido al efecto Doppler. Sin embargo, la actividad cromosférica puede cambiar este desplazamiento dificultando la detección de nuevos planetas. Esta actividad cromosférica es provocada por la reconexión de líneas de campo magnético. El objetivo de este trabajo va a ser la identificación de las líneas afectadas por actividad y por campo magnético. Con estas líneas se creará una lista, para poder observar la sensibilidad de las líneas a los fenómenos estelares. De esta manera, se podrán tener en cuenta a hora de medir exoplanetas. Además, se va a estudiar la relación de la actividad y el campo con la evolución temporal con el objetivo de observar alguna correlación entre ellos. También, se intentará observar si el período de rotación de la estrella afectan a estos procesos. Para la realización del trabajo, se cuenta con unos espectros de CARMENES tanto en el rango del visible como del infrarrojo cercano. Las estrellas utilizadas para dicho procesado han sido EV Lac (EV Lacertae, tipo M3.5) e YZ CMi (YZ Canis Minoris, tipo M4.5), que son estrellas especialmente activas con campos magnéticos intensos. Con la ayuda del programa iSTARMOD se pudieron procesar los espectros para la detección de las líneas afectadas tanto por actividad como por campo, de esta manera se pudo obtener un extenso listado. En el caso de la actividad se detectaron unas 84 líneas en YZ CMi y unas 97 en EV Lac. Para el campo magnético se obtuvieron unas 160 y 170 líneas en EV Lac e YZ CMi, respectivamente. Para concluir, se pudo detectar tanto la modulación como la evolución temporal de la actividad. Sin embargo, en el caso del campo no se obtuvo ningún resultado concluyente.

Palabras clave: -Velocidad radial - Efecto Doppler - Efecto Zeeman - Actividad cromosférica -Campo magnético

Abstract

Exoplanet research has great relevance in astrophysics. Thanks to the technological development and new telescopes, more exoplanets of similar sizes to Earth are being found. The most common way to detect exoplanets is the radial velocity method, based on the displacement of spectral lines due to the Doppler effect. However, chromospheric activity can change this shift, complicating the detection of new planets. This chromospheric activity is caused by the reconnection of magnetic field lines. The main goal of this research project can be summed up as the identification of the lines affected by the activity and the magnetic fields. A list will be created with these lines, in order to observe the sensibility of the stellar phenomena, allowing us to take them into account when measuring exoplanets. Also, the relationship between stellar activity, magnetic fields and chronological evolution will be analysed so as to detect any kind of correlation among them. In addition, we will observe if the rotation period of the star will affect this process. To achieve the aforementioned goal, we'll use CARMENES spectra both in the visible and near infrared ranges. The stars researched for said process were EV Lac (EV Lacertae, M3.5 type) and YZ CMi (YZ Canis Minoris, M4.5 type), which are specially active stars with strong magnetic fields. Afterwards, iSTARMOD program allowed us to process each spectra and collect data regarding how each line was affected by either stellar activity or magnetic field. Consequently, we managed to obtain a large register of each result. Activity-wise, 84 spectral lines were detected in YZ CMi and 97 in EV Lac. In addition, 160 and 170 spectral Lines were observed in EV Lac and YZ CMi respectively. We were able to note modulation as well as chronological evolution in stellar activity. However, results regarding the magnetic field remained inconclusive.

Keywords: -Radial velocity -Doppler effect - Zeeman effect - Chromospheric activity -Magnetic field

Índice

1. Introducción	1
1.1. Estrellas de tipo M y CARMENES	1
1.2. Objetivo	2
1.3. Espectroscopía	3
1.4. Actividad estelar	3
1.5. Efecto Zeeman	4
2. Metodología	5
2.1. Identificación de líneas sensibles a la actividad cromosférica	7
2.1.1. Evolución temporal de la actividad cromosférica	15
2.2. Identificación de líneas sensibles al campo magnético	19
2.2.1. Evolución temporal del campo magnético.	23
3. Conclusiones	24
Referencias	26
Apéndice A: tablas	27
Apéndice B: figuras	37

1. Introducción

El estudio de las líneas sensibles a la actividad cromosférica es un campo muy importante en el ámbito de los exoplanetas. Los descubrimientos de nuevos exoplanetas son cada vez más frecuentes y sus tamaños más pequeños. Inicialmente, los primeros planetas descubiertos fuera de nuestro sistema solar eran júpiteres calientes, es decir, planetas del tamaño de Júpiter pero que estaban muy cercanos a su estrella (el primer exoplaneta descubierto en una estrella de tipo solar fue 51 Peg b [Mayor & Queloz \(1995\)](#)). Gracias a los avances tecnológicos se han ido encontrando planetas más pequeños y similares a la Tierra. Actualmente, el método que más se viene utilizando es el llamado método de la velocidad radial. Este método se basa en que cuando un planeta gira en torno a su estrella, en su espectro se generan variaciones en las líneas espectrales debido al efecto Doppler producido por el movimiento del centro de masas del sistema, haciendo que se desplace ligeramente (en función de la relación de masas del sistema).

Este método es muy utilizado actualmente. Sin embargo, hoy día se van mejorando los instrumentos utilizados para hacer las mediciones de la velocidad radial. Esto hace que actualmente se alcancen unas precisiones de medida de unos 0.5-1 m/s [Wise et al. \(2018\)](#). De hecho, en futuros instrumentos de nueva generación se prevé llegar a precisiones de unos 10 cm/s [Jurgenson et al. \(2016\)](#), [Pepe et al. \(2013\)](#). Esto supone un reto, ya que al medir velocidades tan pequeñas cualquier perturbación puede provocar menos precisión o puede detectarse algún falso positivo.

Actualmente, el ruido producido por la actividad estelar de la estrella es la mayor fuente de error, esto hace que el estudio de líneas sensibles a dicha actividad sea fundamental. Para tener una idea de las magnitudes del problema, la Tierra causa un desplazamiento de las líneas del espectro del Sol de unos 9 cm/s . Se encontró que las manchas solares (producto de la actividad estelar) generaban un error de medida de RV (velocidad radial) de unos 42 cm/s [Dumusque et al. \(2011\)](#). Es decir, que el ruido producido por la actividad estelar puede ocultar planetas o incluso crear falsos positivos de ellos.

Este problema de la actividad estelar se está intentando solventar actualmente. Además, se han publicado trabajos donde se proponían varias maneras de afrontar el cómo encontrar las líneas que sean sensibles a la actividad de su estrella y así evitar esta fuente de error. Algunos trabajos se decantan por encontrar dichas líneas mediante el uso de algunos indicadores de actividad estelar [Wise et al. \(2018\)](#). Otros trabajos afrontan este problema midiendo la relación entre la velocidad radial (RV) de la línea y la RV de la CCF (del conjunto de líneas de la estrella) [Dumusque \(2018\)](#), [Ning et al. \(2019\)](#), de tal manera que si hay correlación entre ambas velocidades, esa línea será sensible a la actividad.

Otro factor que puede afectar a la medición de la RV , son las líneas sensibles al campo magnético [Shulyak et al. \(2017\)](#), [Kochukhov & Reiners \(2020\)](#). Esto es debido a que el efecto Zeeman ensancha las líneas del espectro [Reiners \(2012\)](#). La relación entre la actividad estelar y el campo magnético es muy estrecha puesto que el campo magnético es el origen de los fenómenos de actividad estelar. El estudio de campos magnéticos en estrellas activas es un campo interesante para la comprensión de la actividad, ayudando así a obtener la máxima precisión posible usando el método de velocidad radial.

1.1. Estrellas de tipo M y CARMENES

Hay un tipo de estrellas que por sus propiedades favorecen la detección de exoplanetas, las estrellas de tipo M. Este tipo de objeto es el que más abunda en la Vía Láctea, de hecho la estrella más próxima al Sol es Próxima Centauri (estrella tipo M5.5). Las temperaturas de este tipo de estrellas oscilan entre los 3800 K (tipo espectral M0) hasta los 2300 K (M9), esta baja temperatura hace que las zonas habitables de los planetas estén mucho más cercanas a su estrella. Esto último unido a su baja masa (el rango es de 0.6 a 0.075 M_{\odot}) [Reid & Hawley \(2005\)](#) hace que sea más sencillo detectar exoplanetas mediante el método de velocidad radial. La variación de la velocidad en este tipo de estrellas se observa con mas

facilidad, esto es debido a que el centro de masas del sistema estrella-planeta más alejado de la estrella y a que la zona habitable de las M está cerca de la estrella, lo que conlleva a un aumento de la detección de planetas al rededor de estrellas de menor masa. Hay que añadir que este tipo de estrellas favorece que el tamaño de los exoplanetas encontrados sea similar al de la Tierra.

Este tipo de estrellas también tienen una serie de características espectrales que ayudan a las detecciones. Al tener una temperatura baja emiten más en el infrarrojo. Se encuentran con bastante sencillez bandas moleculares de TiO, en estos espectros es muy notable la presencia de la línea H α en emisión, así como el doblete del potasio y el sodio. Todas estas características hacen propicio el estudio de líneas espectrales en este tipo de estrellas, las tipo M. Así pues, en este trabajo se va a utilizar el espectrógrafo CARMENES para obtener los espectros de las estrellas que se van a procesar.

CARMENES (Calar Alto high-Resolution search for M dwarfs with Exoearths with Near-infrared and optical echelle Spectrographs)¹; Quirrenbach et al. (2018) es un espectrógrafo échelle de alta resolución construido para el telescopio de 3.5 m del observatorio de Calar Alto. Este espectrógrafo tiene la particularidad de tener dos canales uno en el visible (VIS) y otro en el infrarrojo cercano (NIR) que cubren un rango de longitud de onda de 0.52-0.96 a 0.96-1.71 μm respectivamente. Mediante ambos canales es capaz de detectar una variación de velocidad radial con una precisión de 1 m/s . La resolución espectral de CARMENES es de 94600 en el VIS y 80400 en el NIR, trabajando a una temperatura de 285 y 140 K respectivamente. El espectrógrafo está en operación científica desde 2016 y se calcula que en total observará más de 300 estrellas Reiners et al. (2018), de cada estrella se dispone de un gran número de espectros para la detección de exoplanetas. También pueden ser usados para la determinación de parámetros estelares y actividad cromosférica. El observatorio donde se sitúa el espectrógrafo CARMENES está en la sierra de los Filabres en Almería y está dirigido conjuntamente por la Junta de Andalucía y el Instituto de Astrofísica de Andalucía (CSIC) en Granada.

CARMENES como consorcio se compone de más de 200 científicos e ingenieros. Es un consorcio Hispano-Alemán compuesto de 11 instituciones: Max-Planck-Institut für Astronomie (MPIA), Instituto de Astrofísica de Andalucía (IAA), Landessternwarte Königstuhl (LSW), Institut de Ciències de l'Espai (ICE), Institut für Astrophysik Göttingen (IAG), Universidad Complutense de Madrid (UCM), Thüringer Landessternwarte Tautenburg (TLS), Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), Hamburger Sternwarte (HS), Centro de Astrobiología (CAB), Centro Astronómico Hispano-Alemán (CAHA). Este consorcio está destinado a la búsqueda de nuevos planetas y estudios de las estrellas frías.

1.2. Objetivo

El objetivo de este trabajo es encontrar las líneas afectadas por actividad y campo magnético en los espectros de las estrellas M observadas por CARMENES. Para ello se han seleccionado dos de las estrellas más activas de la muestra, EV Lac (EV Lacertae, M3.5) e YZ CMi (YZ Canis Minoris, M4.5). Esta selección se ha hecho de acuerdo a sus indicadores de actividad medidos por Schöfer et al. (2019) y a la detección de variaciones temporales de RV asociadas a los cambios en actividad Tal-Or et al. (2018). De ambas estrellas se hará un listado, así cuando se tomen mediciones por el método de velocidad radial se cogerán como referencia líneas no afectadas por actividad estelar. De este modo se evitarán falsos positivos o detecciones erróneas de exoplanetas.

Además, se hará un estudio del campo magnético de dichas estrellas con el objetivo de estudiar las líneas afectadas por campo y tratar de observar la evolución temporal del campo magnético en función de la actividad estelar. Para identificar las líneas afectadas por campo y observar dicha evolución se intentarán observar líneas afectadas por campo magnético mediante el ensanchamiento Zeeman de las mismas.

¹<https://carmenes.caha.es/>

1.3. Espectroscopía

Hoy en día la espectroscopía es muy utilizada para el análisis de estrellas, esto es debido a que mediante un análisis de su espectro es posible obtener información muy importante del objeto a estudiar. El método espectroscópico se basa en el estudio de la luz que llega al telescopio, separando el haz de luz en sus distintas longitudes de onda. De esta forma, se puede observar el comportamiento del objeto a observar (en este caso una estrella) según la longitud de onda en la que se quiera estudiar.

En los espectros se pueden apreciar claramente tres zonas: el continuo, las líneas de absorción y las líneas de emisión.

El continuo es básicamente la fuente de luz, en nuestro caso la fotosfera de la estrella. Las líneas de absorción y emisión se producen debido a que se tiene una fuente de luz, la fotosfera de la estrella en cuestión. Encima de ésta se sitúa la parte alta de la fotosfera, la cromosfera, la región de transición y la corona, que actúan de capa de gas que rodea la fotosfera, provocando las líneas espectrales (esquema en figura 1). La emisión se produce cuando una capa de la atmósfera está más caliente que la fotosfera, ese gas caliente provoca las líneas de emisión (caso de la cromosfera, región de transición y corona). La absorción se produce cuando una capa de la atmósfera está más fría que la fotosfera (caso de la parte alta de la fotosfera). De esta manera, identificando las líneas de emisión y absorción que se observan en nuestros espectros se puede ver la composición de la atmósfera estelar.

Estas líneas de emisión y absorción se ven en los espectros como un aumento o una disminución de la cantidad de fotones que han llegado al telescopio. De tal forma que, en el caso de las líneas en absorción, un fotón interactúa con un átomo y hace que este aumente su energía, provocando que un fotón menos (como para excitar ese átomo a un nivel determinado) llegue al detector en esa longitud de onda, lo que hará que en esa zona del espectro haya menos flujo. Con las líneas de emisión sucede que, un átomo excitado se desexcita emitiendo un fotón esto implica que un fotón extra llegue al detector lo que hace que en el espectro se vea más flujo.

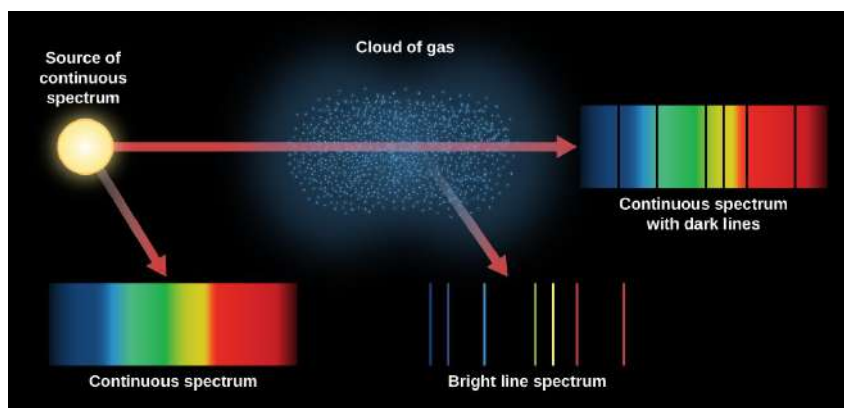


Figura 1: Partes de un espectro.

1.4. Actividad estelar

La actividad estelar es una propiedad característica de las estrellas, puesto que son los métodos de calentamiento de las mismas (campo magnético, manchas etc.). Las estrellas se caracterizan por tener ciclos de actividad, en el caso del Sol estos están muy bien estudiados, cada 11 años es cuando se alcanza el máximo de su actividad. Debido a la cercanía del Sol se puede medir la actividad estelar mediante la

cantidad de manchas en su superficie. La actividad estelar y los cambios de brillo asociados, se producen en todas las capas de la atmósfera de las estrellas. Se recuerda que las capas de la atmósfera tienen una gran variación de temperatura puesto que, en el caso del Sol, la cromosfera oscila entre 4500 - 20000 K, la región de transición 20000 - 10^6 K y la corona $10^6 - 3 \cdot 10^6$ K. Esta gran amplitud térmica hace que los flujos detectados en los espectros provenientes de cada capa, varíen mucho según el rango observado. La corona y la región de transición al tener temperaturas tan elevadas, su máxima contribución de flujo en el espectro será en el rango ultravioleta (UV). Por otra parte, la temperatura de la cromosfera es mucho menor, haciendo que contribuya a la mayor parte del flujo detectado en los rangos VIS y NIR. Es decir, que si se quiere observar la actividad en la corona o en la región de transición se ha de observar el rango UV. Sin embargo, este trabajo se centra en la actividad cromosférica, para lo cual CARMENES es ideal, puesto que su rango de medida es el VIS y el NIR.

Todas las estrellas tienen actividad, pero para este trabajo nos vamos a fijar en un tipo de estrellas activas cuya actividad es especialmente notable. Las estrellas con fulguraciones son objetos caracterizados por tener una serie de fulguraciones (flares) intensas y frecuentes. Una fulguración o flare no es más que un crecimiento repentino de la actividad de esa estrella haciendo que aumente su brillo de manera rápida y significativa. Estas fulguraciones se producen debido a la liberación de grandes cantidades de energía magnética producido por la reconexión de las líneas de campo. Conforme el ciclo de actividad de una estrella avanza, aumenta la cantidad de líneas de campo en la atmósfera, haciendo que la reconexión suceda. Esta reconexión es la causante de las fulguraciones o eyecciones de masa coronal. Por lo tanto, no es de extrañar que este tipo de estrellas tengan campos magnéticos muy elevados.

Las estrellas que vamos a estudiar tienen una serie de fulguraciones muy intensas e interesantes, las cuales se van a utilizar para medir la intensidad de las líneas debido a la actividad cromosférica y ver cuáles están afectadas por campo magnético. Por ejemplo, la estrella EV Lac (una de las que se va a estudiar) durante una de sus fulguraciones tuvo un incremento en su magnitud en la banda U de 5.9 magnitudes [Osten et al. \(2005\)](#), lo cual muestra la virulencia de las fulguraciones de esos tipos de estrellas.

1.5. Efecto Zeeman

El efecto Zeeman altera los niveles de energía propios de un átomo o molécula afectada por un campo magnético externo débil. Es decir, el nivel de energía correspondiente se ramificaría, de tal manera que en una transición dipolar se ha de obedecer la regla de selección $\Delta M = -1, 0, 1$, donde M es el número cuántico que representa el momento magnético. Todo esto quiere decir que tendremos tres tipos de transiciones en vez de una sino hubiera un campo magnético externo. Debido a esto se puede clasificar los tres tipos de nuevas transiciones (ver figura 2). Cuando la línea espectral en cuestión obedezca a $\Delta M = 0$, se denomina como componente π . Sin embargo, cuando $\Delta M = -1, 1$ se llaman componentes σ . Siendo σ_{Blue} cuando $\Delta M = -1$ y σ_{Red} cuando $\Delta M = 1$.

Teniendo en cuenta el factor de Landé efectivo, el cual realiza una medición aproximada del desplazamiento de las componentes σ , y el campo magnético externo detectado, el efecto Zeeman se puede obtener como [Reiners \(2012\)](#):

$$\Delta\lambda = 46,67 \cdot g \cdot \lambda_0^2 \cdot B \quad (1)$$

donde $\Delta\lambda$ es el desplazamiento en longitud de onda debido al efecto Zeeman de las componentes σ en mÅ, g es el factor de Landé, λ_0 es la longitud de onda no afectada por el efecto Zeeman en μm y B es el campo magnético en kG. En este trabajo se usará la siguiente fórmula por simplicidad de las unidades:

$$\Delta\lambda = 4,67 \cdot 10^{-13} g \cdot \lambda_0^2 \cdot B \quad (2)$$

donde $\Delta\lambda$ está en Å, g es el factor de Landé, λ_0 en Å y B en G.

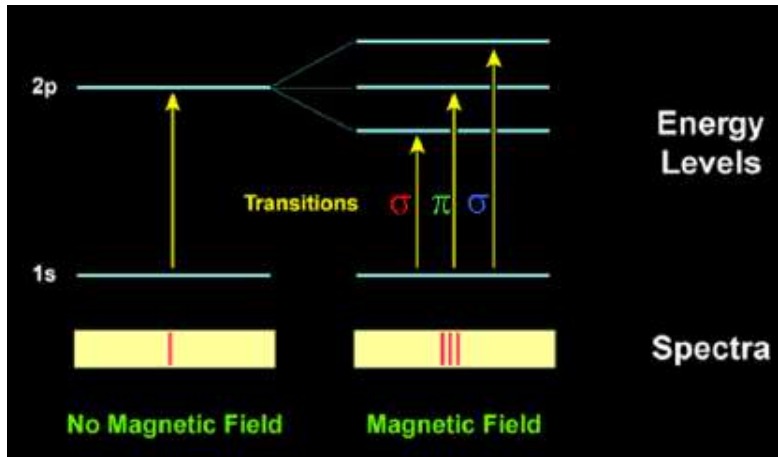


Figura 2: Esquema del efecto Zeeman.

La estimación del campo magnético (B) en la superficie de una estrella es una tarea complicada. Además, depende de la fracción de la estrella cubierta por campo (f), por lo que en muchas ocasiones solo es posible obtener el valor de Bf . También es necesario utilizar modelos de atmósfera que tengan en cuenta el campo magnético para reproducir los perfiles observados de las líneas (ver trabajos previos como [Johns-Krull et al. \(1997\)](#), [Reiners & Basri \(2006\)](#), [Shulyak et al. \(2019\)](#)). En este trabajo se aplicará la fórmula 2 a los espectros de líneas afectadas por campo, para obtener un valor aproximado de B , y comparar con estimaciones previas. Sin embargo, el objetivo es identificar la líneas afectadas por campo.

2. Metodología

Los espectros obtenidos son todos del espectrógrafo CARMENES, estos son espectros *echelle* con un total de: 60 órdenes en el rango visible ($0.52\text{-}0.96 \mu\text{m}$) y 28 en el infrarrojo ($0.96\text{-}1.71 \mu\text{m}$). Se van a utilizar 4 estrellas, dos estrellas activas y dos de referencia. La estrella de referencia es una estrella del mismo tipo espectral y clase de luminosidad pero es muy poco rotadora ($v \sin i$ muy pequeño), lo que implica según los indicadores de actividad que esas estrellas son poco activas. Los espectros de las estrellas activas son EV-Lacertae (es una M3.5) e YZ CMi (M4.5), así como sus estrellas de referencia utilizadas son Barnard (M3.5) y GJ 1235 (M4.5). Nótese que las estrellas activas y las de referencia son del mismo tipo espectral para que sus espectros sean similares y por lo tanto la detección de las líneas sea más precisa.

Para la identificación de líneas afectadas por la actividad cromosférica se aplica la técnica de la sustracción espectral y para ello se utiliza el programa de *Python* iSTARMOD [Labarga & Montes \(2020\)](#), que está basado en el código de STARMOD [Barden \(1985\)](#), [Montes et al. \(2000\)](#). El cual ha sido mejorado y adaptado para adecuarse a las particularidades de los espectros de CARMENES. iSTARMOD funciona de la siguiente manera; se utiliza un espectro de una estrella activa y otro espectro de su estrella de referencia, se selecciona el orden en el que se quiere trabajar. El programa, a continuación, realiza un proceso de ajuste en varias iteraciones introduciendo el ensanchamiento por rotación ($v \sin i$) y el desplazamiento en RV a los espectros de la estrella de referencia, para obtener el espectro sintético que mejor ajuste al espectro de la estrella activa. Además, realiza una resta de estos espectros para ver su diferencia (de aquí en adelante este será el sustraído). En las gráficas obtenidas por este programa en color verde se pintará el espectro sustraído, en rojo el de la estrella de referencia o no activa y en azul el de la estrella activa. Ver figura (3).

En este programa, cuando se está adaptando la estrella de referencia a su estrella activa es un momento

clave. De este paso dependerá la calidad del espectro sustraído, a partir del cual se obtendrán las líneas dependientes tanto de la actividad como las afectadas por campo magnético. Así que la precisión de este paso es fundamental. Se parte de un valor inicial que se le da al programa, una velocidad de rotación y una velocidad radial (lo que en el programa se llama velocidad radial, realmente sería la suma de velocidad radial de la estrella más la baricéntrica, que está relacionada con el movimiento de la Tierra al rededor del Sol). Con estos dos valores iSTARMOD comienza a iterar buscando una convergencia donde el espectro de la estrella de referencia se asemeje a la activa. Este paso es crucial, porque lo que se hace realmente es utilizar dos estrellas distintas, cada una con su período de rotación y su velocidad radial, y sus espectros finales han de estar corregidos para poder superponer el uno al otro.

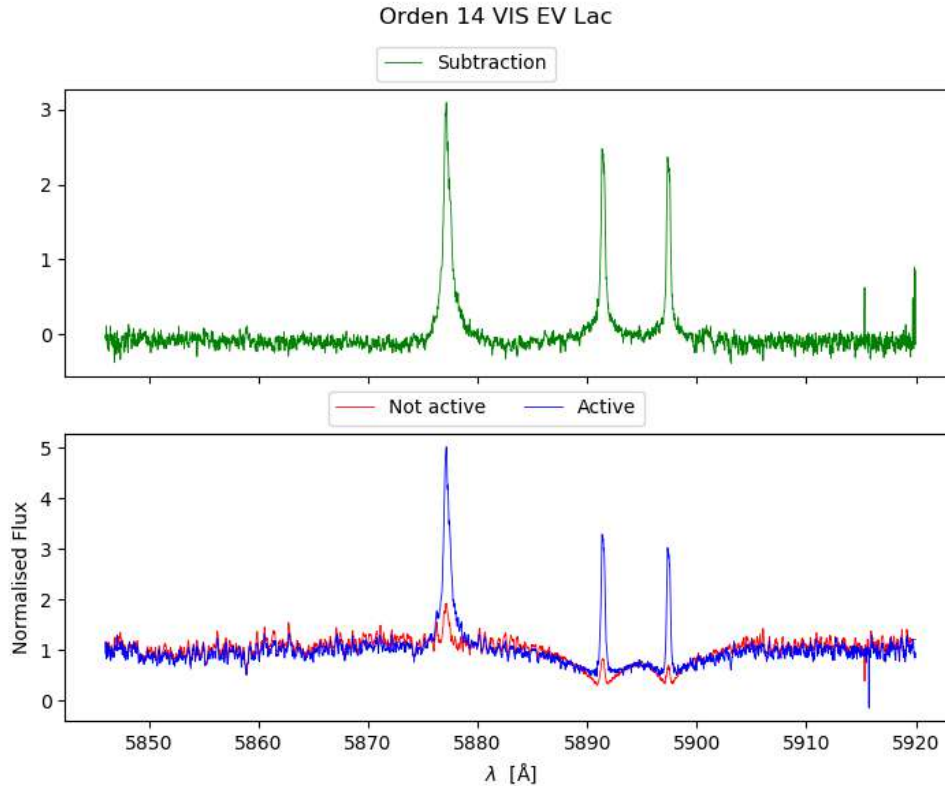


Figura 3: Ejemplo de una figura del programa iStarmod.

El número de iteraciones para la convergencia también se puede modificar. La convergencia depende que como sea el espectro, de su calidad, de su S/N o de las líneas en cuestión, todo esto modifica considerablemente el tiempo que tarda en ejecutarse el programa. Para optimizar esta cantidad de tiempo, hay que escoger un orden del espectro como referencia (recordemos que el espectro de CARMENES se divide en unos 60 órdenes en el VIS y 27 en el NIR). Ese orden que servirá de referencia, no tiene que tener líneas espectrales sensibles a la actividad o campo, porque si estas líneas espectrales son sensibles no ajustarán bien los dos espectros y empeorarán el ajuste. El objetivo prioritario es obtener la mayor precisión posible, así que se selecciona el orden 27 del visible y el 2 del infrarrojo cercano. Cuando se ejecute el código, dará un valor de la velocidad radial y otro de la de rotación con los cuales ha conseguido ajustar ambos espectros. Esos valores van a ser constantes en el resto de órdenes puesto que no se está cambiando de estrellas. Además, se obtiene una ventaja adicional, con este código se pueden mantener estos dos valores en fijo, es decir, el programa no tiene que ajustar ningún valor, simplemente con esos valores ya devuelve las gráficas, esto ahorra bastante tiempo de ejecución del programa. Otra ventaja

adicional es que en los órdenes donde haya más ruido o contaminación por telúricas, se ajustarán también de manera adecuada, puesto que el ajuste realizado será el del orden de referencia que tendrá mejor calidad.

El proceso descrito anteriormente hay que realizarlo en cada espectro de cada estrella. Con el objetivo de obtener tantas imágenes como órdenes se tenga en cada espectro (tanto en VIS como en NIR). El código nos devolverá la gráfica anterior (figura 3) y una serie de archivos .dat con los cuales podremos representar los espectros de las estrellas activas, de referencia y el sustraído; junto con otro archivo que nos recopilará las velocidades radiales obtenidas. Además, este código también mide la anchura equivalente de las líneas que se le marquen mediante un .dat, lo que permite observar la evolución temporal de la actividad estelar.

Hay que destacar que todos los espectros de CARMENES están en el vacío, lo que puede llegar a confusión debido a que en las imágenes que podría ver como la línea $H\alpha$ está en 6565.35 Å, en vez de 6562.7 Å, que es como se suelen dar las longitudes de onda de manera habitual. En este trabajo se darán en todo momento como longitud de onda en aire, pese a que en las gráficas de iSTARMOD estarán en vacío. Para pasar de una longitud de onda en el vacío a una al aire se aplica la siguiente fórmula, Morton (2000):

$$\lambda_{air} = \lambda_{vac}/n \quad (3)$$

$$n = 1 + 0,0000834254 + 0,02406147/(130 - s^2) + 0,00015998/(38,9 - s^2) \quad (4)$$

$$s = 10^4/\lambda_{vac} \quad (5)$$

Una vez pasada la longitud de onda al aire, para obtener la verdadera λ de la línea que estamos midiendo se ha de corregir de la velocidad radial de la estrella. Esto es porque la medición de esa línea se ha hecho en el espectro de una estrella, la cual tiene su velocidad radial y una velocidad baricéntrica, así que hay que corregirlo. Para ello se va a utilizar el efecto Doppler, de esta manera se obtendrá la longitud de onda completamente corregida para poder compararla con las λ tabuladas. El valor de velocidad radial será la de la cabecera del espectro donde siempre midamos la línea. Una vez obtenida, se aplica el efecto Doppler y se obtiene la longitud de onda corregida.

2.1. Identificación de líneas sensibles a la actividad cromosférica

El objetivo es obtener un listado de líneas cromosféricas sensibles a la actividad estelar. Para la detección de estas líneas se utilizarán: 99 espectros en el visible y 90 espectros en el infrarrojo cercano de la estrella EV Lac, 48 espectros en el VIS y 41 en el NIR de YZ CMi. Cada espectro de cada estrella fue tomado en una fecha distinta desde el comienzo de las observaciones de CARMENES (2016), hasta la actualidad o la fecha en la que se dejó de observar el objeto en concreto. De tal manera que, con toda esta cantidad de espectros se podrá hacer una evolución temporal en ambas estrellas. Se recuerda que en los espectros de CARMENES cada uno está dividido en 60 órdenes en el visible y 27 en el infrarrojo cercano.

Para comenzar con la identificación se establece un orden de referencia que no tenga líneas activas sensibles a la actividad estelar (en nuestro caso el orden 27 del visible y el 2 del infrarrojo cercano) para que, de esta manera el ajuste del programa será más preciso. Se ejecuta el programa para el orden de referencia, para todos y cada uno de los espectros disponibles tanto en el VIS como en el NIR. Así, se evitan problemas de convergencia del programa debido a que algunos órdenes puedan tener algún rayo cósmico, defecto de lectura o poca señal-ruido. Una vez comprobada que esta convergencia y el resultado final de las gráficas es correcto, se utilizarán esos valores de velocidad radial y de rotación para el resto de los órdenes. En el caso de la velocidad de rotación, su valor sólo dependerá de las estrellas que se estén utilizando para medir las líneas. Sin embargo, el valor de la velocidad radial es distinto en cada espectro a causa de que esta velocidad está compuesta de la velocidad radial de la estrella a medir (que no cambia con el paso del tiempo) más la velocidad baricéntrica, la cual sí que cambia con la evolución temporal. Puesto que al dar la Tierra vueltas al rededor del Sol la posición desde la que se ha tomado el espectro

ha cambiado. De esta forma la velocidad de rotación tiene el mismo valor en todos los espectros de cada estrella, pero la radial cambia con cada espectro (puesto que hay evolución temporal). Esta es la razón por la cual iSTARMOD devuelve un fichero *.dat* con los valores de la velocidad radial en función de la fecha Juliana llamado *rvvalues*.

La actividad cromosférica en un espectro se muestra como un aumento del flujo, para detectar las líneas sensibles solo hay que observar cambios en el flujo de las líneas. De esta manera, para hallar las líneas sensibles a la actividad cromosférica con la mayor precisión posible se va a escoger como estrella de referencia la propia EV Lac. Es decir, nuestra estrella no activa será un espectro de EV Lac en el que no esté en época de fulguración esto es, observamos todos los espectros y escogemos en el que menos flujo tenga en $H\alpha$. De esta forma cuando se esté observando una fulguración se notará el cambio de flujo de la línea afectada. Se obtendrá mayor precisión del programa, puesto que el espectro a observar y el de referencia serán mucho más similares. Así que, para la realización de esta lista, la estrella no activa será un espectro en una época de poca actividad de EV Lac. La estrategia del escoger el espectro de referencia se hará de igual manera en la estrella YZ CMi.

En las siguientes figuras se muestran ejemplos de la convergencia del programa. En la figura 4 se observa un buen ajuste, puesto que el espectro de la estrella activa y no activa se solapan muy bien. Este solapamiento se acaba de comprobar haciendo un zoom en una zona del espectro (figura 5) viéndose como la sustracción tiene valores bastante cercanos a 0. En el caso de la gráfica 6 se observa como iSTARMOD no hace un ajuste correcto debido a los espectros de las estrellas activa y no activa no se solapan, es mas, se aprecia como uno está desplazado sobre el otro. Más claramente se ve esto haciendo zoom (ver figura 7) los valores del sustraído son relativamente altos (valores de 0.5) lo que implica un mal ajuste. Este desplazamiento es debido a que el valor de velocidad radial con el que hace el ajuste de la estrella no activa a la activa es erróneo. Habría que comprobar si el espectro es de la calidad adecuada, si los limites del espectro están bien definidos o si los valores iniciales de velocidad radial y de rotación son adecuados.

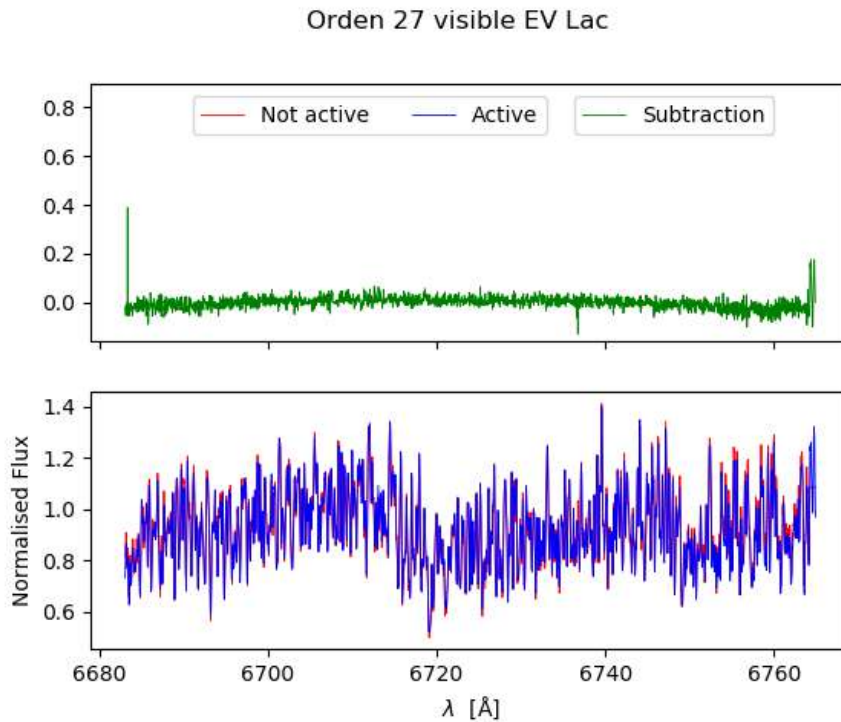


Figura 4: Comprobación de ajuste del orden 27, el de referencia.

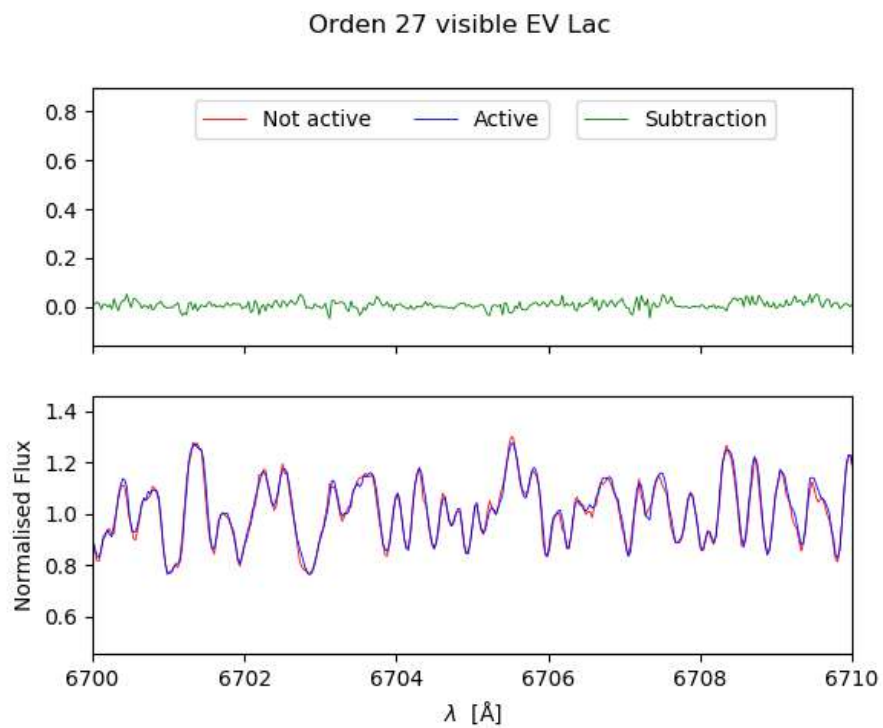


Figura 5: Zoom de la figura 4.

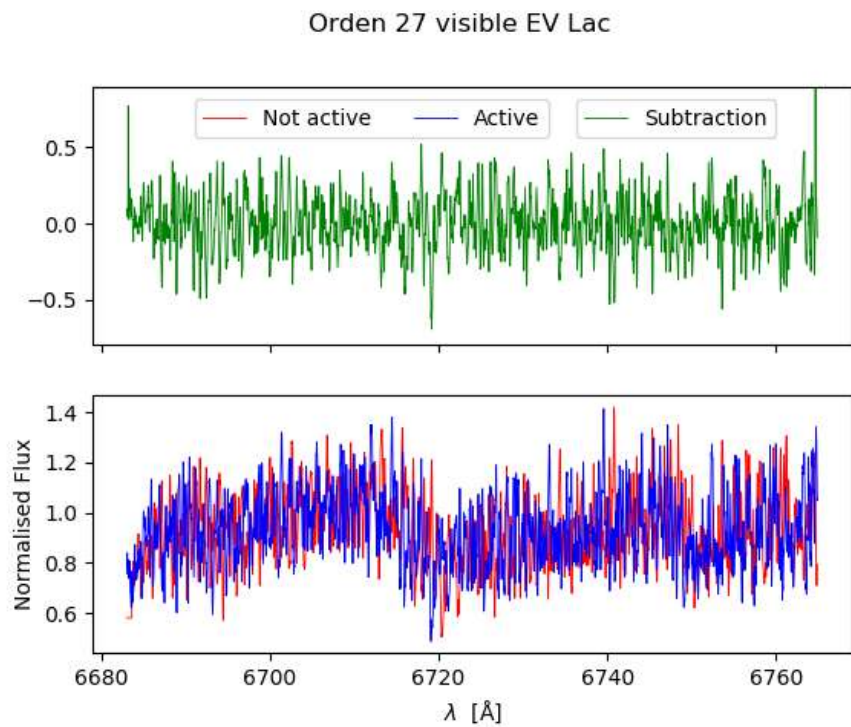


Figura 6: Mal ajuste del orden de referencia.

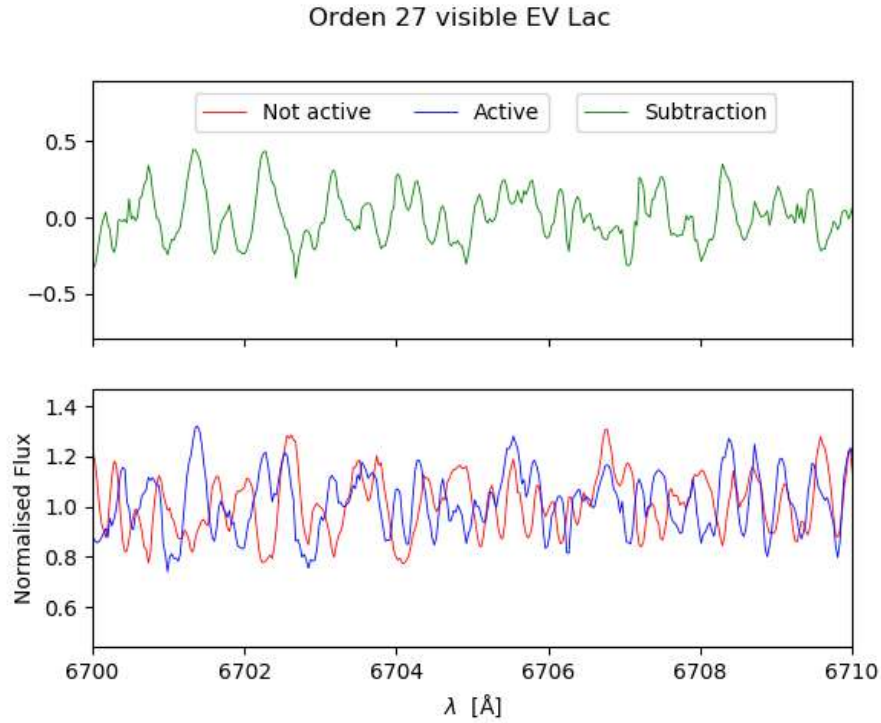


Figura 7: Zoom de la figura 6.

Una vez obtenido los valores adecuados de velocidad radial y de rotación gracias al orden de referencia, se realiza el mismo proceso para todos y cada uno de los órdenes de EV Lac en el visible. Y se realizará el mismo proceso con el infrarrojo cercano con su orden de referencia correspondiente. Ahora que se han obtenido todas las gráficas de los órdenes de EV Lac, se procede a observar orden a orden todos los espectros de la estrella. Debido a que interesan los cambios bruscos de flujo de las líneas para poderlas añadir al listado, se realiza lo siguiente: lo primero es encontrar el momento en que EV Lac tiene una fulguración. Para ello usan líneas que ya se saben que son sensibles a la actividad cromosférica como por ejemplo, $H\alpha$ y se observa el cambio más brusco de flujo que tenga (ver figuras 8 y 9). De esta forma se ha localizado el espectro en el que la estrella tiene una gran fulguración, a partir de ese momento ese espectro será el del flare o fulguración y tomaremos éste como referencia para obtener y apuntar líneas a nuestra lista.

Orden 25 visible EV Lac

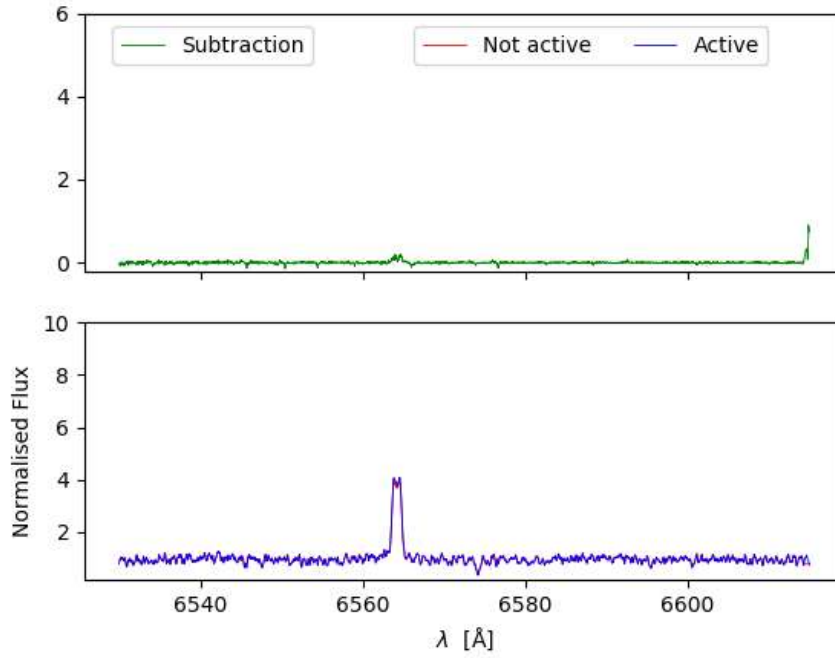


Figura 8: Línea $H\alpha$ sin fulguración.

Orden 25 visible EV Lac

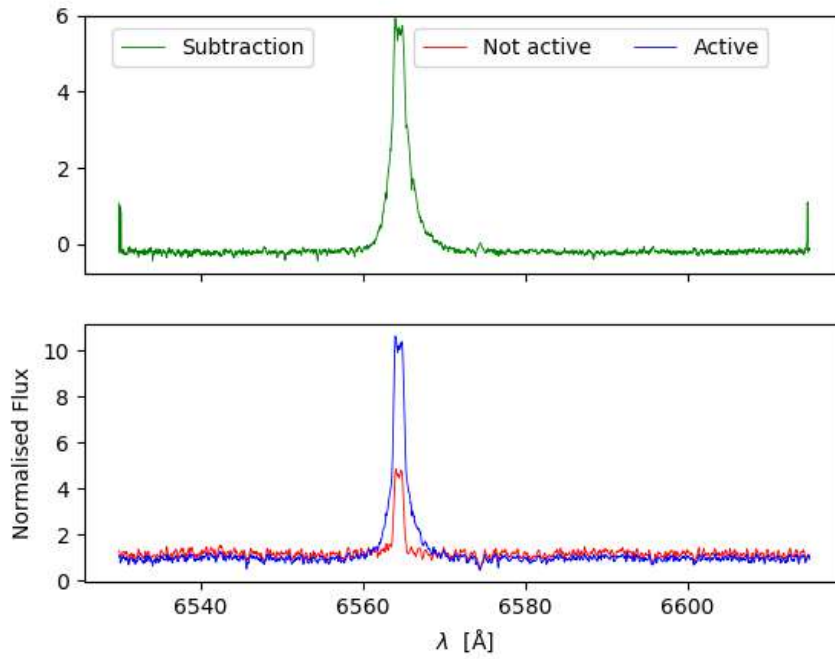


Figura 9: Línea $H\alpha$ con fulguración.

El espectro de donde mediremos las líneas se ha localizado, así que ahora se miran todos los órdenes de ese espectro y se anotan las líneas sensibles a la actividad. Para observar el efecto de la actividad se ha de mirar un espectro que no esté en la fulguración y uno que si que lo esté. Cuando se vea cambio de flujo, se anota en la tabla de líneas. Para continuar, se van a mostrar dos ejemplos de líneas detectadas por comparación de su flujo (ver figura 10). Se han hecho zooms de las zonas clave de los espectros correspondientes para así ver con mas claridad las líneas sensibles a la actividad cromosférica (figuras 11 y 12). En la figura 11 se observa como en la parte izquierda se está en una época de la estrella donde no hay fulguraciones, pero en la de la derecha en la época de la fulguración tres de esas líneas aumentan su flujo de manera considerable. En la figura 12, en este caso el orden es del infrarrojo cercano, en la parte de la izquierda se observa lo mismo que en el caso anterior. En el momento en el que la estrella tiene una fulguración se aprecia una clara emisión en unos 10050 Å aumentando el flujo del espectro sustraído de manera notable. De esta manera observando cada espectro se van apuntando todas las líneas sensibles a la actividad cromosférica.

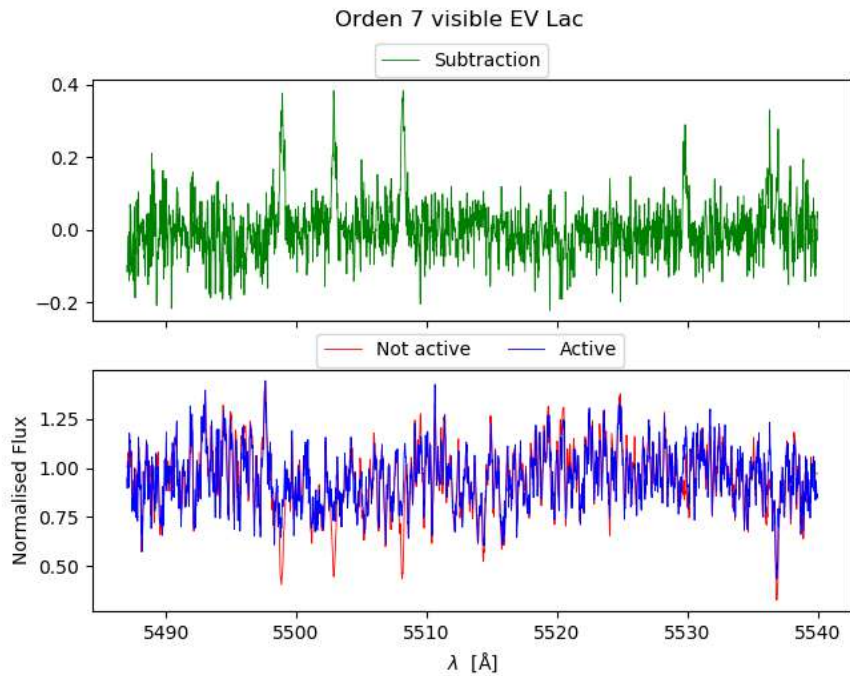


Figura 10: Orden 7 del visible de EV Lac en la fulguración.

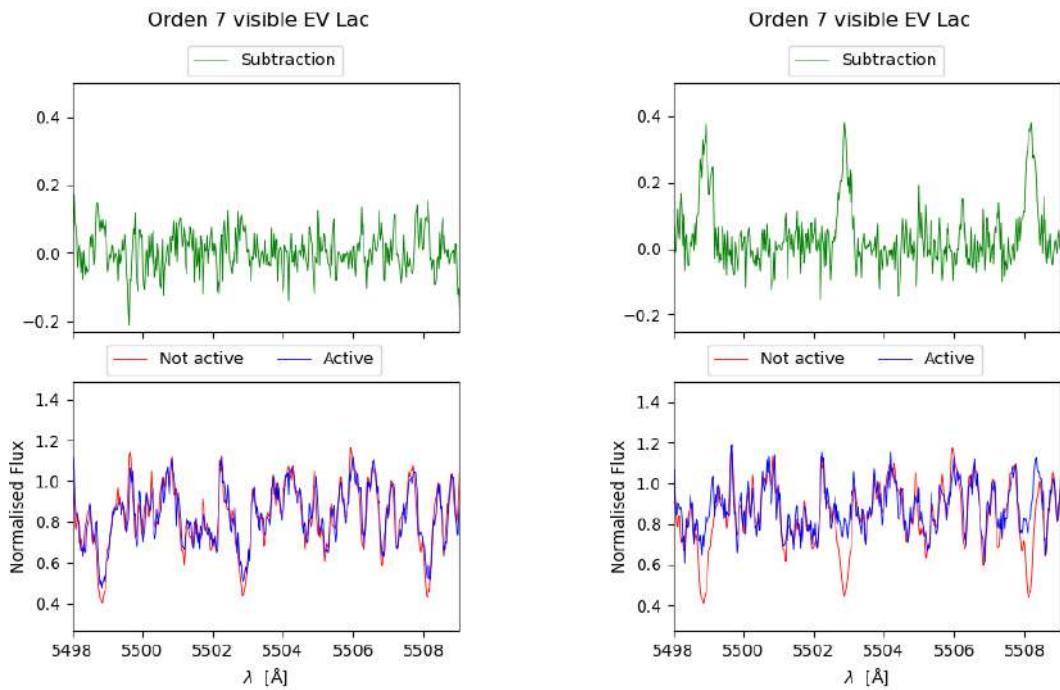


Figura 11: La figura de la izquierda es un zoom orden 7 sin fulguración y la de la derecha es un zoom orden 7 con fulguración. El zoom cubre un rango de 5498-5509 Å

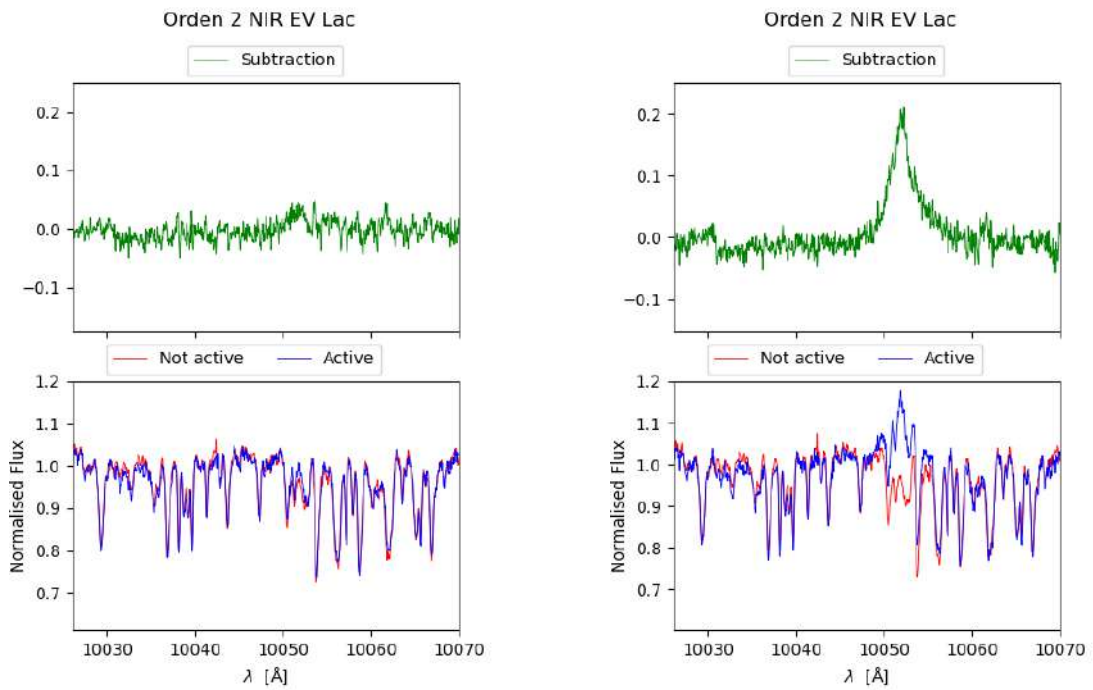


Figura 12: La figura de la izquierda es sin fulguración y la de la derecha con fulguración. Ambas figuras son un zoom de rango 10026-10070 Å de sus respectivos ordenes.

Una vez observados todos los órdenes de ambas estrellas tanto en el VIS como en el NIR, se crea un listado de líneas. Éste consiste en detectar la línea en el espectro correspondiente, una vez localizada, se corrige del vacío al aire (explicado en la metodología). También se ha de corregir de la velocidad radial de las estrellas usadas y de la baricéntrica debido al movimiento de la Tierra al rededor del Sol. Todas y cada una de las líneas detectadas se han medido siempre en el mismo espectro, en la fulguración más intensa, de esta manera siempre se ha de corregir de la misma velocidad baricéntrica, la del espectro de la fulguración. Cuando esa línea está completamente corregida, ya es comparable con cualquier registro que haya habido de este tipo de líneas, se puede comparar con otros papers que haya de actividad cromosférica o si no se encuentran referencias, se puede ir a algún catálogo de líneas espectrales para identificarlas. En el caso de los catálogos se van a a comparar las líneas con dos, con el VizieR [Coluzzi \(1999\)](#) y con VALD3 ¹ [Ryabchikova et al. \(2015\)](#). VizieR es un catálogo para la identificación de líneas espectrales para la astronomía de la universidad de Estrasburgo y VALD3 que es una base de datos de líneas atómicas y moléculares de interés astronómico. De esta manera, si ha líneas espectrales detectadas desconocidas con estos catálogos se podrán identificar y así ampliar el conocimiento de líneas sensibles a la actividad cromosférica en este tipo de estrellas.

A continuación, se adjunta una parte del listado de líneas espectrales sensibles a la actividad estelar (ver tabla 1). Cabe destacar que todo este procedimiento seguido con las figuras y la estrella EV Lac es equivalente con la estrella YZ CMi (las figuras equivalentes para YZ CMi están en el apéndice B). De esta forma el listado será más completo al disponer de dos estrellas. El listado completo está en el apéndice.

Tabla 1: Inicio de la tabla de actividad cromosférica. El resto de la tabla está en el apéndice A.

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	YZ CMi	EV Lac
5227.241	5227.189	Fe I	1 2	✓	
5269.541	5269.537	Fe I	1 2	✓	✓
5270.294	5270.170	Ca I	2	✓	✓
5276.029	5276.030	Cr I	1	✓	✓
5283.509	5283.628	Fe I	1		✓
5316.630	5316.609	Fe II	4		✓
5328.057	5328.038	Fe I	2 4	✓	✓
5328.557	5328.531	Fe I	2 4	✓	
5340.974	5341.023/.050	Fe I / Mn I	2	✓	✓
5362.818	5362.781	Co I	1	✓	✓
5371.435	5371.492	Fe I	1 2	✓	✓
5397.180	5397.131	Fe I	2	✓	✓
5405.798	5405.774	Fe I	1 2	✓	✓
5409.820	5409.790	Cr I	5	✓	✓
5415.118	5415.192	Fe I	2	✓	✓
5424.055	5424.072	Fe I	1		✓
5429.743	5429.706	Fe I	1 2	✓	✓

¹ [Wise et al. \(2018\)](#)

² [Johns-Krull et al. \(1997\)](#)

³ [Coluzzi \(1999\)](#)

⁴ [Mochnecki & Schommer \(1979\)](#)

⁵ [Lisogorskiy et al. \(2019\)](#)

¹<http://vald.astro.uu.se/>

2.1.1. Evolución temporal de la actividad cromosférica

En este apartado se va a realizar un estudio sobre evolución temporal de las líneas del listado para corroborar la sensibilidad de dichas líneas a la actividad estelar y observar su evolución conforme pase el tiempo. Lo primero que se va a mostrar son una serie de gráficas de la evolución temporal de las líneas de los espectros. Para ellos vamos a disponer en una figura todos los espectros del visible de la estrella EV Lac en el orden 25 (el de $H\alpha$). Se van a disponer todos en la misma figura para observar el cambio de $H\alpha$ con el tiempo, los espectros ordenados temporalmente van de abajo a arriba (ver figura 14). En la figura 13 se sitúa el correspondiente zoom sobre las líneas afectadas. Se observa en $H\alpha$ las fulguraciones que hay en EV Lac, es decir, conforme evoluciona el tiempo el flujo de $H\alpha$ cambia de manera notable (figura 13a). Además, se puede observar que hay más de una fulguración, para esta última afirmación, más adelante se realizará una medida cuantitativa de ese flujo. En la figura 13b, las dos líneas que se ven, se observa como ambas se ven afectadas por 2 fulguraciones, lo que indica que también son sensibles a la actividad estelar. De nuevo también haremos un análisis cuantitativo para corroborar esto. Para la evolución temporal de la actividad estelar, como estrellas de referencia se han utilizado, ahora sí, las estrellas de referencia correspondientes (Barnard y GJ 1235) con el objetivo de obtener valores más reales en cuanto a la evolución temporal. De esta manera, para obtener ajustes adecuados de las gráficas ha habido que calibrar iSTARMOD de nuevo, hallando su velocidad radial y de rotación (explicado en la metodología).

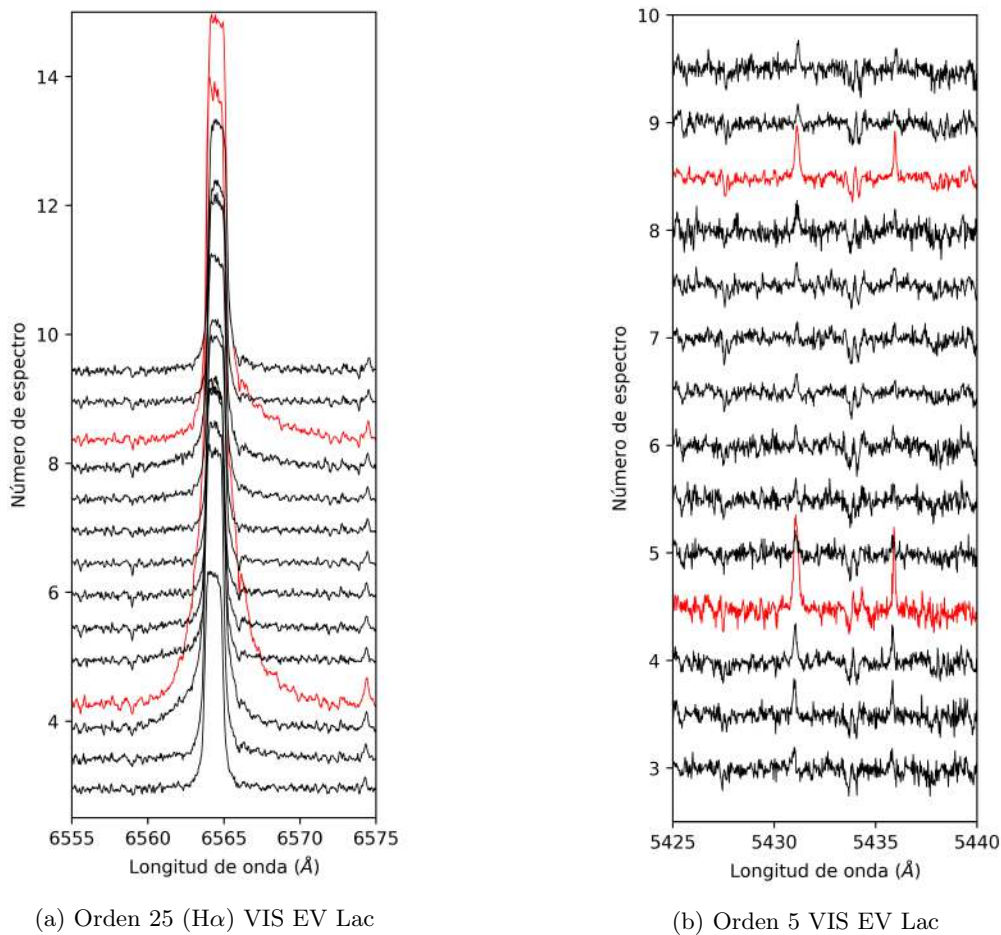


Figura 13: Los espectro en rojo son los correspondientes a dos de los flares de EV Lac.

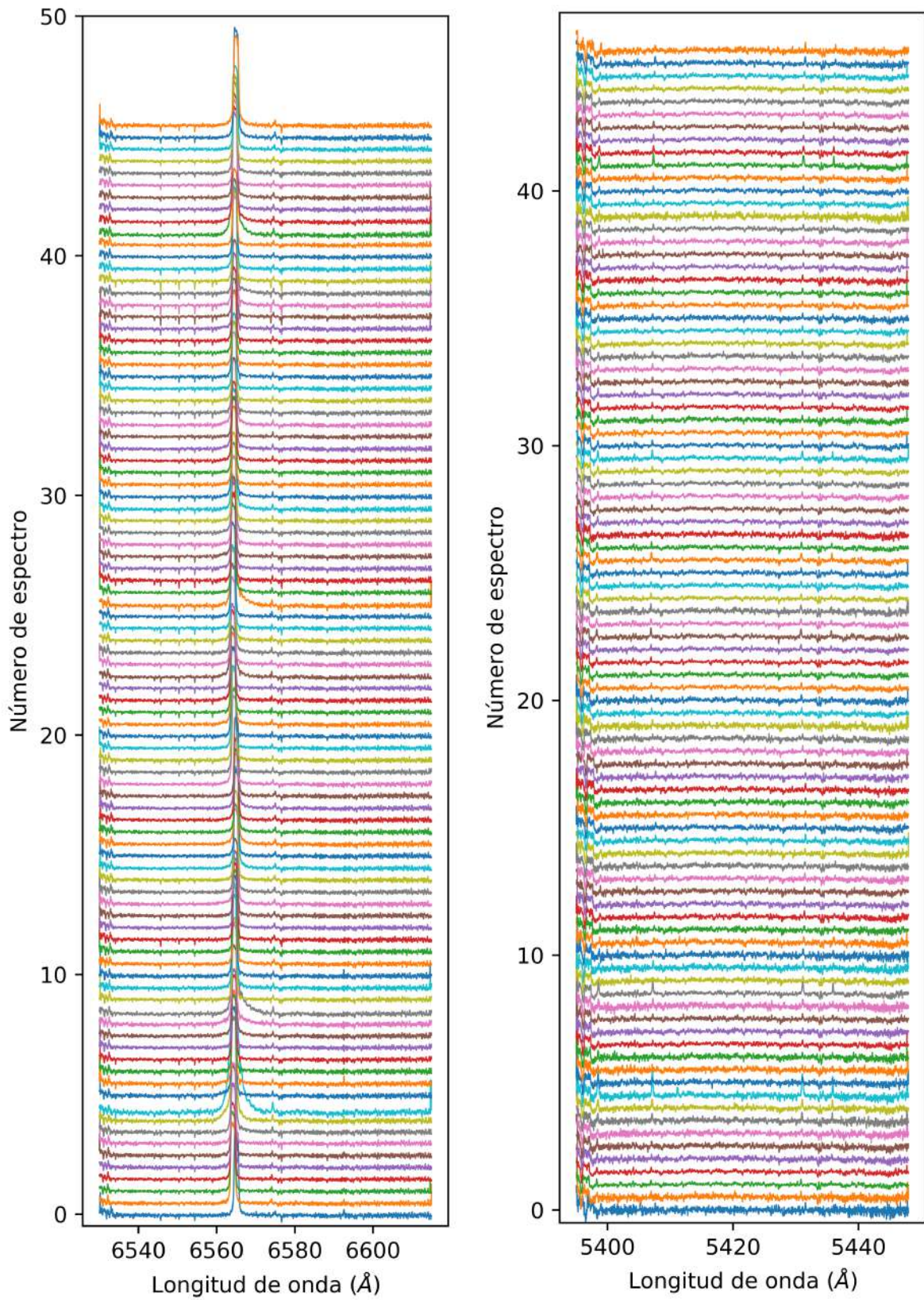


Figura 14: La figura de la izquierda es H α y la de la derecha el orden 5.

La anchura equivalente de una línea (EW) es la anchura que tendría que tener un rectángulo de área el flujo de la línea a estudiar, con altura el continuo del espectro. Es una medida utilizada en astronomía para observar la intensidad de una línea espectral. En este caso al estudiar actividad cromosférica la EW medida será negativa, y cuanto más negativa sea mas intensa será la línea sensible a la actividad cromosférica. Así que, se ha creado un programa en *Python* que obtenga el espectro de la línea en cuestión, que mida el área de debajo de esa línea y que luego el añada la parte del continuo correspondiente. De tal manera que en el caso de $H\alpha$ y una de las líneas detectadas (Fe I 5429.706 Å), se representa lo siguiente (figuras 15 y 16):

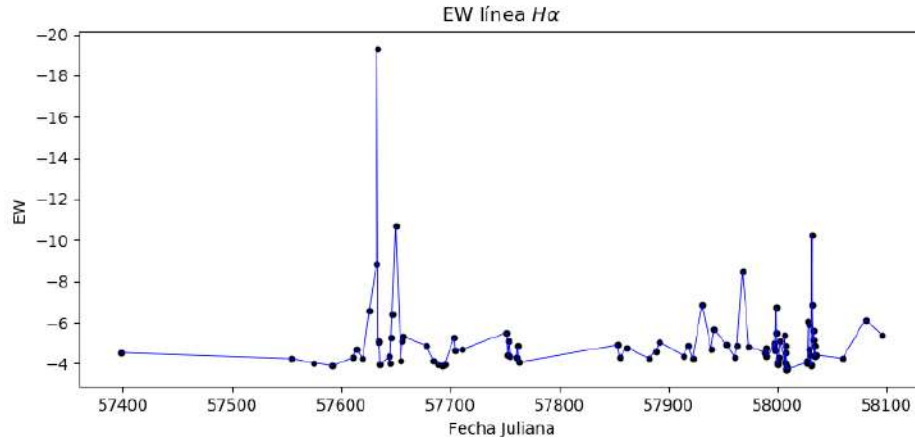


Figura 15: Evolución temporal de la anchura equivalente de $H\alpha$.

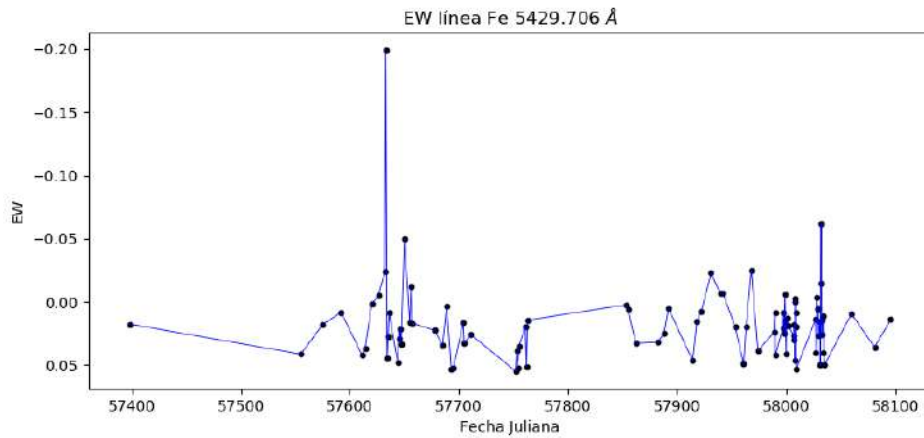


Figura 16: Evolución temporal de la anchura equivalente de Fe I 5429.706 Å.

Se puede observar como ambas líneas siguen la misma tendencia. Es decir, cuando EV Lac tiene una fulguración afecta de la misma manera, aunque distinta intensidad, a ambas líneas espectrales. Lo cual, implica que ambas líneas espectrales, efectivamente, están sometidas bajo la actividad cromosférica de la estrella. De hecho en ambas líneas se observan unas 3 fulguraciones, la primera la más intensa, la segunda justo después de la primera y la última casi al final de ambas gráficas. También, se observa que las fulguraciones duran una cantidad de tiempo no despreciable en esta estrella. En la fulguración intensa se observa como en ambas líneas el espectro anterior a la fulguración ya había aumentado su anchura equi-

valente. Con esto se comprueba cuantitativamente y cualitativamente, que la evolución temporal existe y que afecta de la misma manera aunque distinta intensidad a todas las líneas sensibles a la actividad cromosférica de la estrella.

A continuación, se va a observar si las fulguraciones tienen alguna relación con la rotación de la estrella, representado en las figuras 17 y 18. La EW está representada frente a la fase, obtenida a partir del periodo de rotación de la estrella, EV Lac, en este caso ($P_{rot} = 4,379$ Shulyak et al. (2019)).

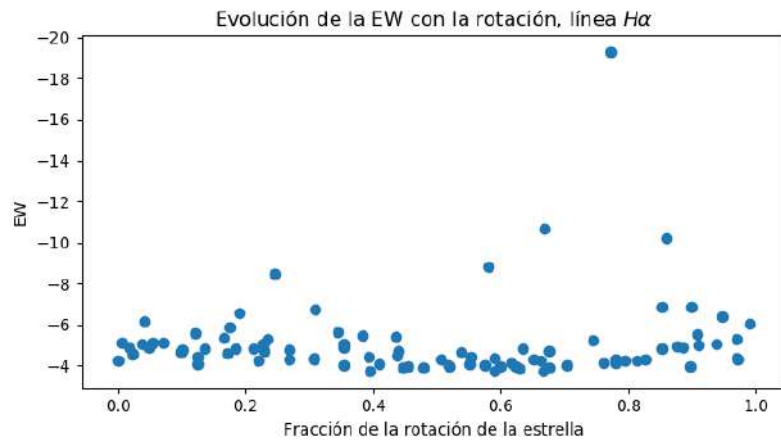


Figura 17: Fase de la anchura equivalente de $H\alpha$.

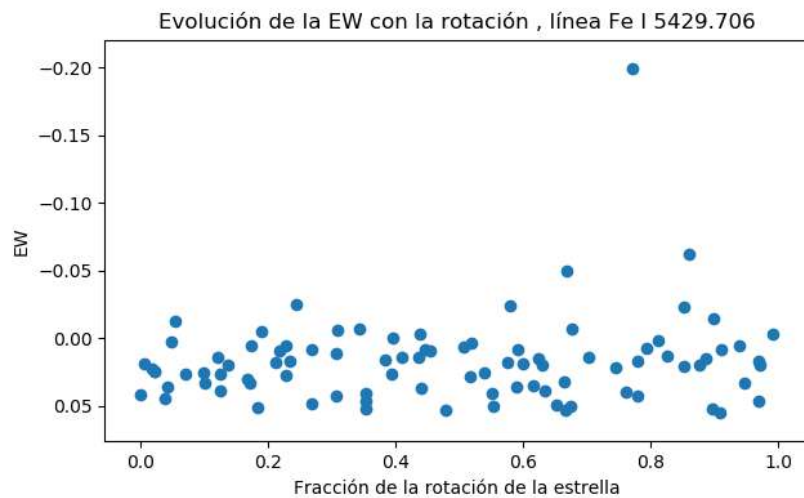


Figura 18: Fase de la anchura equivalente de Fe 5429.706 Å.

Se observa como la mayoría de las fulguraciones se ubican en fases cercanas a 0.8, excepto una que está cercana a la fase 0.2. Esto podría indicar que la estrella tiene una región de la superficie con más zonas activas (posiblemente manchas), donde tenderán a producirse la mayoría de las fulguraciones. De nuevo, en ambas líneas la anchura equivalente se comporta de manera similar. Esto implicaría una relación entre la actividad estelar y la rotación de la estrella. Con todo se asienta la base de la evolución temporal de los espectros debido a las fulguraciones y a su correlación con la rotación de la estrella.

2.2. Identificación de líneas sensibles al campo magnético

En este apartado se van a estudiar los comportamientos de las líneas afectadas por el campo magnético. En principio, no se va a tener en cuenta la evolución temporal (de eso ya se hablará más adelante). Para la detección de las líneas sensibles al campo se necesitará, al igual que en el apartado anterior, tener un espectro de una estrella activa y otro de una de referencia. Lo que se quiere observar en este caso es, el ensanchamiento de algunas líneas de campo magnético debido al efecto Zeeman (ver figuras 19 y 20). Es decir, en las estrellas activas habrá algunas líneas afectadas por campo magnético, lo que implica que se ensancharán. Con el objetivo de observar dicho ensanche se compararán los espectros de las estrellas activas con los de las no activas. En el caso de las no activas, al no tener tanto campo magnético sus líneas no estarán tan afectadas por campo y en consecuencia, éstas serán más estrechas. Para detectar este tipo de líneas necesitamos la mayor señal-ruido posible, puesto que el objetivo es observar pequeñas diferencias en las anchuras de las líneas. Esto implica que podremos utilizar los espectros templates para nuestro trabajo. Estos espectros básicamente tienen una señal-ruido mucho mayor que los de los espectros utilizados en la actividad cromosférica. Sin embargo, no hay evolución temporal, es decir, estos templates tienen en cuenta todos los espectros de un orden y los apila, creando un espectro de una calidad muy alta pero sin evolución temporal. Se observa como, este el espectro template no hubiera valido para el caso anterior ya que se necesitaba esa evolución temporal para detectar los cambios de flujo en las líneas.

De nuevo, para esta parte del trabajo, se tienen las mismas estrellas activas (EV Lac e YZ CMi) y las de referencia (Barnard y GJ 1235). Solo que en este caso, se tiene los espectros templates de estas estrellas. Al no tenerse evolución temporal, hay menor cantidad de espectros a manejar. La manera de calibrar iSTARMOD para que ajuste bien los espectros y de esta forma poder obtener líneas, es similar. De nuevo, se escoge un orden de referencia (el 27 en el VIS y el 2 en el NIR), y ejecutamos el programa para obtener con precisión buenos valores de velocidad radial y de rotación. Cuando se tengan dichos valores, se ejecutan el resto de órdenes, se observan las gráficas en busca de líneas afectadas por el efecto Zeeman y se apuntan en una lista. La forma en la que se calibra iSTARMOD para su correcta convergencia y la manera de corregir las líneas están explicadas con mas detalle en la metodología. Nótese que en este apartado no se puede seleccionar como estrella de referencia la propia estrella activa. Esto es debido a que no hay evolución temporal (por el uso de templates), y a que se necesitan las estrellas de referencia para ver el ensanchamiento de las líneas.

En la figura 19, se observa como se pueden ver las estructuras dichas anteriormente, líneas mas anchas en la estrella activa. Para ver este comportamiento de una manera mas clara se ha hecho un zoom de dos líneas (figuras 20a y 20b). Se ve en ambas figuras claramente el ensanchamiento Zeeman. Hay que recordar que las longitudes de onda en el espectro están en el vacío, pero las que se dan al pie de figura están corregidas completamente. En la figura 20a se observan claramente las componentes del efecto Zeeman, haciendo que las componentes de la línea se separen. En la figura 20b se observa el ensanchamiento de la estrella activa (la azul) frente a la no activa, viéndose claramente el efecto Zeeman. De esta manera, yendo orden a orden en el VIS y NIR, tanto en EV Lac como en YZ CMi, se observan los espectros hasta que se vean estos tipos de figuras (en el apéndice B están las mismas figuras mostradas de EV Lac pero son de YZ CMi). Se anotan las líneas correspondientes comparándose con las líneas teóricas ya descubiertas, o mirando el origen de la línea en catálogos de líneas como ya explicamos en la actividad cromosférica.

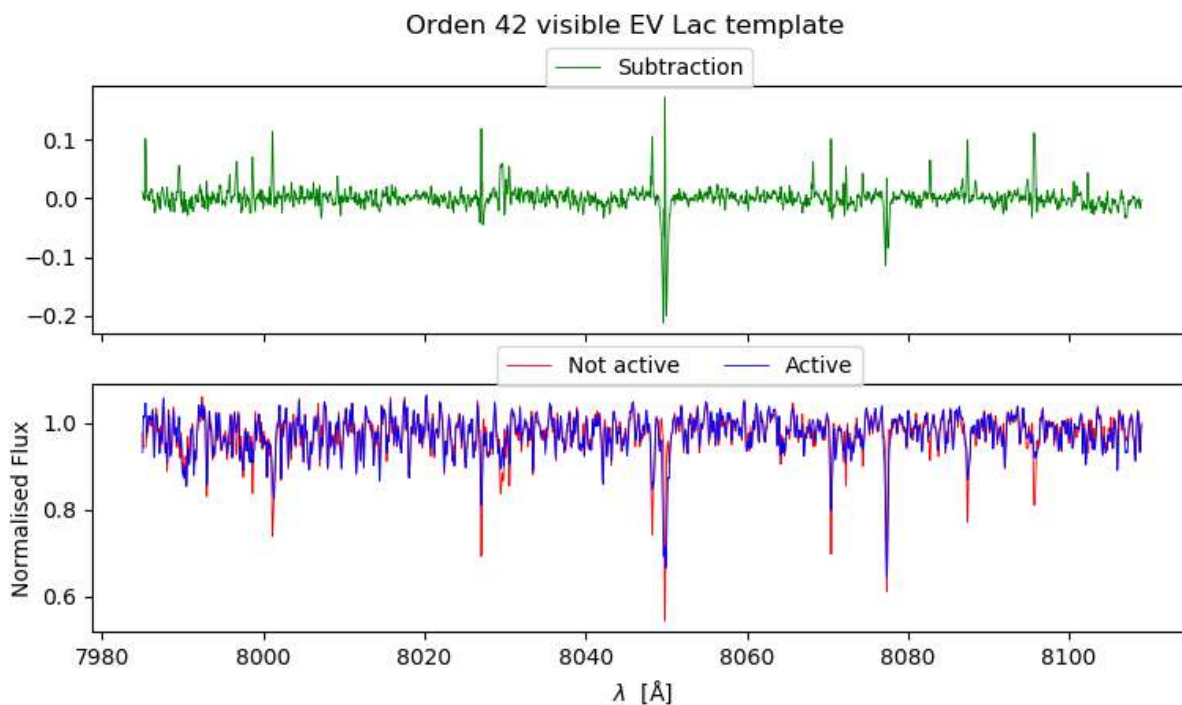
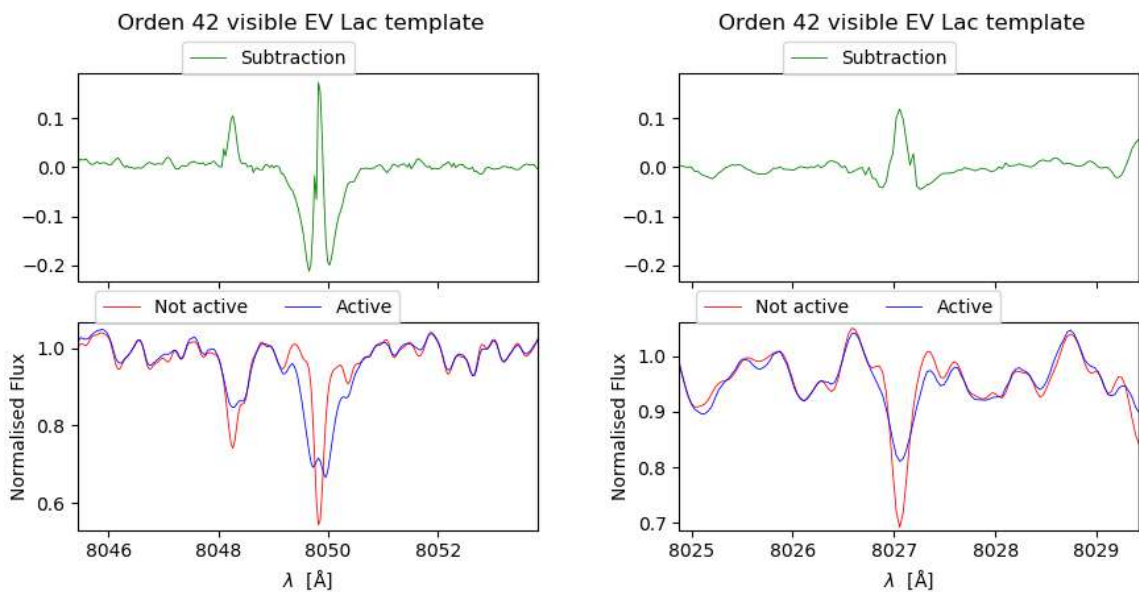


Figura 19: Orden 42 template EV Lac, para la detección del campo magnético.



(a) Línea Fe I 8047.6165 afectada por campo.

(b) Línea Ti I 8024.8429 afectada por campo.

Figura 20

A continuación se va a mostrar una parte del listado de líneas afectadas por campo magnético (tabla 2), el resto del mismo estará en el anexo A. En esta tabla y en la del apéndice se ha añadido una columna

llamada Act., en ella se marcan las líneas afectadas por campo magnético que también lo están por actividad cromosférica. Los valores del factor de Landé se han obtenido mediante el catálogo de líneas VALD3.

Tabla 2: Inicio de la tabla de campo magnético. El resto de la tabla está en el apéndice.

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	Factor de Landé	EV Lac	YZ CMi	Act.
5682.637	5682.633	Na I	¹		✓		yes
5688.205	5688.205	Na I	¹		✓		yes
5698.522	5698.519	V I	²	0.90	✓		
5727.051	5727.045	V I	²	0.95		✓	
6102.714	6102.723	Ca I	²	2.00	✓	✓	yes
6119.509	6119.528	V I	²	1.08	✓		
6122.218	6122.217	Ca I	²	1.75	✓	✓	yes
6162.167	6162.173	Ca I	²	1.25	✓	✓	
6439.073	6439.075	Ca I	²	1.13	✓	✓	yes
6449.810	6449.808	Ca I	²	1.09	✓		yes
6471.654	6471.662	Ca I	²	1.21	✓		
6499.646	6499.650	Ca I	²	0.95	✓		
6572.787	6572.779	Ca I	²	1.50	✓		
7326.153	7326.145	Ca I	²	1.00	✓	✓	
7344.728	7344.695	Ti I	²	1.24	✓		
7355.875	7355.890	Cr I	²	1.67	✓		
7357.744	7357.727	Ti I	²	1.07	✓	✓	

¹ Coluzzi (1999)

² Ryabchikova et al. (2015)

³ Marfil et al. (2020a)

El efecto Zeeman es bien conocido por los físicos (fórmula 2). De Reiners (2012) se sabe que este tipo de transiciones son dipolares, es decir, el efecto Zeeman separa las componentes de una misma línea en tres (explicado en el apartado 1.5). Con este conocimiento se puede hallar una aproximación del campo magnético de la estrella. La fórmula del efecto Zeeman depende de la longitud de onda, el factor de Landé y el desplazamiento de las componentes de la línea (que es lo que produce en ensanchamiento). Las dos primeras variables se obtienen del listado y la última se podría obtener gracias al espectro que tenemos. Así que, se va a crear un programa en *Python* con el objetivo de hacer una aproximación del campo magnético de la estrella a partir de una línea afectada por campo. Para ello supondremos que las tres componentes del efecto Zeeman (σ_{Blue} , π y σ_{Red}) son tres gaussianas. La componente π al no verse afectada por el desplazamiento Zeeman se supondrá que está en el centro de la línea no activa. Es decir, como la línea de la estrella no activa está en la misma posición que la de la activa, se podrá tomar línea de la no activa como la componente que no varía con el campo magnético. Una vez se tiene esta componente, las σ se obtienen a partir de variar su centro respecto al centro de la componente π . Se suman las tres gaussianas y esa suma es la que ha de asemejarse al perfil de la línea de la estrella activa, para que se asemeje lo más posible se usará el método de mínimos cuadrados. Cuando el ajuste converge, da el valor de esa diferencia entre, el centro de las componente σ y el centro componente π , es decir, el $\Delta\lambda$ de la fórmula del efecto Zeeman. Con todo esto, se podría obtener el campo de la estrella. Por ejemplo, se toma la línea de la figura 20b y se aplica el programa. Cuando se ejecuta el resultado del ajuste se puede ver en las figuras 21 y 22:

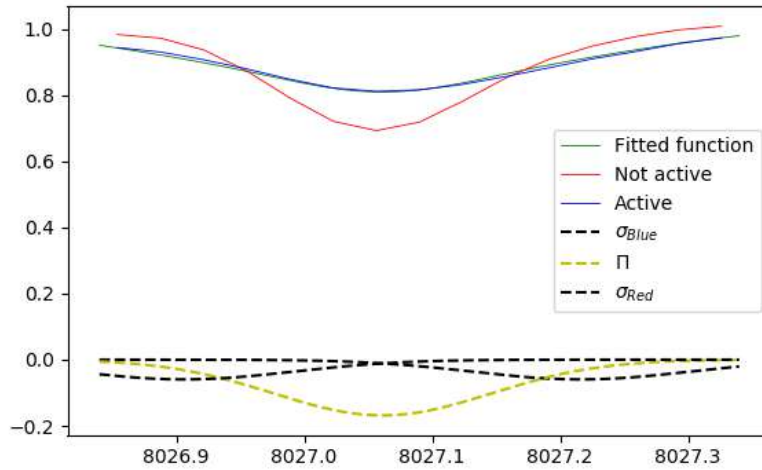


Figura 21: Orden 42 template EV Lac, para la detección del campo magnético.

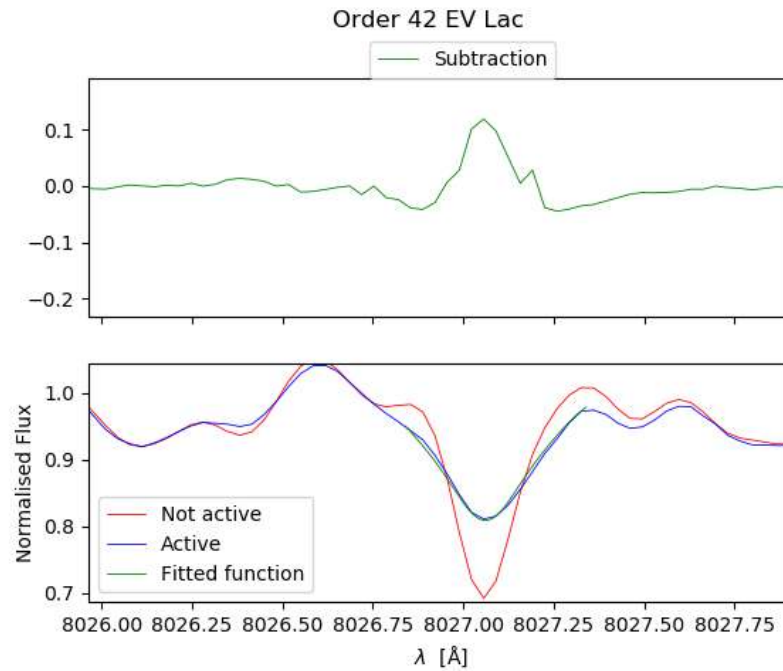


Figura 22: Orden 42 template EV Lac, para la detección del campo magnético.

Se observa como el ajuste realizado (figuras 21 y 22) es un buen ajuste a la línea espectral. Se ve como el modelo ha ajustado las tres gaussianas de manera correcta. Con este sencillo modelo de gaussianas el campo magnético obtenido es de $B = 4,861 \text{ kG}$. El valor obtenido es similar a $B = 4,1 \text{ kG}$, que es valor obtenido por Shulyak et al. (2019) para EV Lac, también por espectros de CARMENES. Sin embargo, él utilizó otros métodos mas sofisticados que incluyen modelos de campo magnético para sintetizar los perfiles observados.

2.2.1. Evolución temporal del campo magnético.

En este apartado el objetivo va a ser intentar detectar la evolución temporal de las líneas de campo magnético. Para ello se tendrá que utilizar los espectros usados en la parte de actividad cromosférica, puesto que necesitamos evolución temporal. El objetivo es, escoger una línea afectada por campo magnético y aplicarle el programa de las gaussianas a toda su evolución temporal. De esta manera, si la línea se ensancha menos o se estrecha más se vería en el programa creado. Luego se debería de ver una pequeña variación del campo magnético, si es que cambia durante el tiempo. Así que se procede a ejecutar el programa de las gaussianas a una línea en concreto (figura 23).

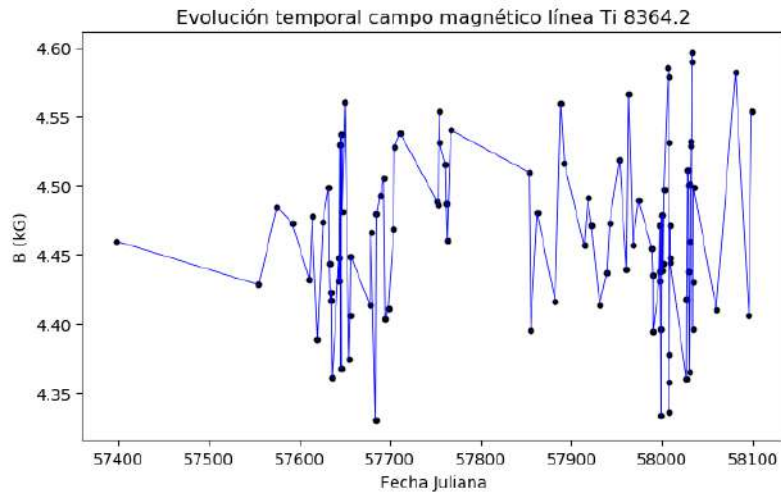


Figura 23: Evolución temporal del campo magnético según la línea Ti 8364.2

Para obtener esta gráfica se ha utilizado el código del apartado anterior, con la salvedad de que el código se ha ejecutado sobre los 99 espectros de EV Lac del visible. Se puede observar como no hay una tendencia clara, ya que a diferencia de la anchura equivalente EW , no se ven claramente marcadas las fulguraciones. Este programa se ha probado en diversas líneas y el resultado ha sido similar, no se ha podido ver cambio significativo del campo magnético. Pudiera ser debido a la calidad de los espectros o a la simplicidad de nuestro modelo, porque estamos suponiendo que cada componente del efecto Zeeman es una gaussiana, y que solo se ha ejecutado en pocas líneas por separado. Es decir, quizá con un modelos más sofisticado y con muchas más líneas se podría haber obtenido algún resultado.

Para concluir, se va a realizar una modulación del campo magnético. El objetivo es intentar identificar si el campo magnético varía con el período de rotación de la estrella. Con la modulación se van a ordenar los datos de B en función del período de rotación de la estrella y no de su fecha Juliana. De esta manera si el campo variase en función del período observaríamos una correlación en la gráfica (figura 24).

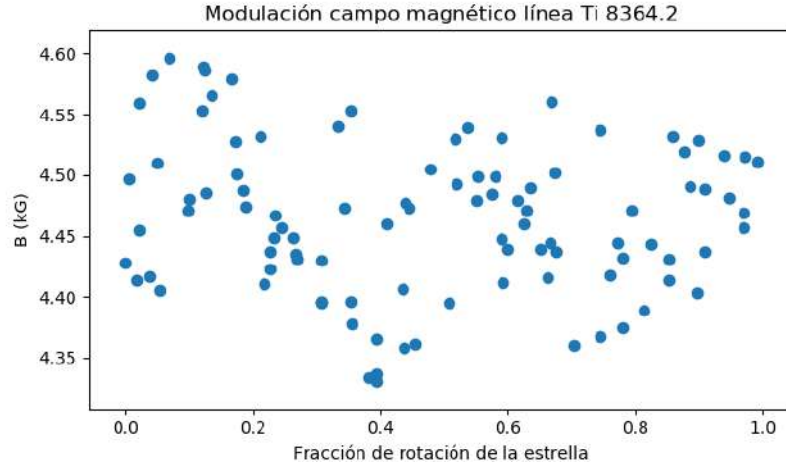


Figura 24: Modulación del campo magnético según la línea Ti 8364.2

Se observa como no se ve una clara modulación, es decir, no se observa correlación alguna. De nuevo puede haber sido por las razones anteriormente expuestas. Cabe destacar que la calidad de los espectros templates era mucho mayor (S/N mucho más elevada) que las de los espectros individuales. Es decir, en el template se veían muchas líneas afectadas por campo y en los espectros individuales se veían muchas menos líneas. Todo esto, es posible que haya hecho perder precisión al programa de tal manera que no se pueda observar evolución temporal alguna.

3. Conclusiones

El objetivo de este trabajo era estudiar el comportamiento de las líneas espectrales sensibles tanto a la actividad cromosférica como al campo magnético en estrellas de tipo M. Para ello se ha realizado un estudio de la actividad cromosférica y del campo magnético de dos estrellas, EV Lac e YZ CMi. Ambas estrellas son conocidas por ser estrellas muy activas y tener fulguraciones muy frecuentes e intensas. En el caso de la actividad cromosférica se ha estudiado la evolución temporal de una serie de espectros producidos con CARMENES, gracias a ello se ha podido observar los cambios de flujo producido por las fulguraciones de ambas estrellas. Estudiando orden a orden ambas estrellas, se ha podido realizar un listado de líneas sensibles a la actividad cromosférica de la estrella. Además, se ha podido observar la evolución temporal de la anchura equivalente, así como la evolución de la EW con el período de rotación de la estrella.

También, se ha estudiado el comportamiento de las líneas espectrales sensibles al campo magnético, de nuevo, gracias a los espectros de CARMENES. Debido al efecto Zeeman en los espectros se han podido observar ciertas líneas de las estrellas activas ensanchadas respecto a la estrella de referencia (lo que implica sensibilidad al campo de la estrella). Además, se ha conseguido hacer un cálculo aproximado del campo magnético de la estrella a partir del desdoblamiento Zeeman de una línea. También, se ha intentado realizar un estudio de la evolución temporal del campo magnético, en las mismas estrellas que fueron estudiadas para la actividad, y la evolución del campo con respecto al período de rotación de la estrella. Sin embargo, en este caso, no se ha conseguido observar relación entre el campo magnético y su evolución temporal, ni tampoco relación del campo con respecto a la rotación de la estrella. Podría ser debido a la sencillez de nuestro modelos del desplazamiento Zeeman o a que la resolución de los espectros no sea suficiente.

Para concluir, con esa cantidad de líneas detectadas tanto en actividad como en campo magnético se han hecho dos listados de líneas sensibles a la actividad cromosférica y al campo magnético (tablas 3, 4, 5 y 6 del apéndice A). Obteniéndose así en la parte de actividad cromosférica en EV Lac 78 líneas en el visible y 9 en el infrarrojo cercano; y en YZ CMi 75 líneas en el visible y 9 en el infrarrojo cercano. Además, en listado de líneas sensibles al campo magnético se ha obtenido en EV Lac 87 líneas en el visible y 78 en el NIR. En YZ CMi se obtuvieron 56 líneas en el VIS y 122 en el NIR. Se recuerda que el listado completo de estas líneas se sitúa en el apéndice A.

Las líneas aquí identificadas son de gran importancia para los estudios de RV que se están haciendo en CARMENES, donde se utilizan todas las líneas del espectro. Este listado va a permitir mejorar las medidas de RV al eliminar estas líneas de los cálculos, ya que se sabe están afectadas por la emisión cromosférica o por el desdoblamiento por campo magnético. Ambos efectos pueden producir asimetrías y desviaciones al medir el centro y por tanto afectar a la RV . Este trabajo por tanto contribuye a extender al rango VIS + NIR de CARMENES los trabajos (Wise et al. (2018), Dumusque (2018)) que estaban hechos en el VIS, que también buscaban con diferentes métodos este tipo de líneas. Por otro lado estas líneas son también importantes para ser descartadas en las listas de líneas utilizadas para la determinación de parámetros estelares tanto por el método de EW como por el de síntesis espectral que también se están llevando a cabo por miembros del consorcio CARMENES (Marfil et al. (2020a,b,c)).

El objetivo a corto plazo es realizar un paper de este trabajo con posibles ampliaciones. Se podrían utilizar más estrellas para ampliar el listado que se tiene actualmente. Así, como extenderlo a estrellas de otros tipos espectrales. Para el campo magnético se podrían utilizar aproximaciones más sofisticadas para mejorar la precisión, así como utilizar más líneas. Este trabajo ha sido utilizado en dos pósters Montes et al. (2019) y Montes et al. (2020), además de una breve contribución en un paper Abia et al. (2020).

Referencias

- Abia, C. et al. (2020), ‘The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs: Rubidium abundances in nearby cool stars’, *arXiv e-prints* p. arXiv:2009.00876.
- Afram, N. & Berdyugina, S. V. (2019), ‘Complexity of magnetic fields on red dwarfs’, *A&A* **629**, A83.
- Barden, S. C. (1985), ‘A study of short-period RS Canum Venaticorum and W Ursae Majoris binary systems : the global nature of H alpha.’, *ApJ* **295**, 162–170.
- Coluzzi, R. (1999), ‘VizieR Online Data Catalog: Revised version of the ILLSS Catalogue (Coluzzi 1993-1999)’, *VizieR Online Data Catalog* p. VI/71A.
- Dumusque, X. (2018), ‘Measuring precise radial velocities on individual spectral lines. I. Validation of the method and application to mitigate stellar activity’, *A&A* **620**, A47.
- Dumusque, X., Santos, N. C., Udry, S., Lovis, C. & Bonfils, X. (2011), ‘Planetary detection limits taking into account stellar noise. II. Effect of stellar spot groups on radial-velocities’, *A&A* **527**, A82.
- Fuhrmeister, B., Liefke, C., Schmitt, J. H. M. M. & Reiners, A. (2008), ‘Multiwavelength observations of a giant flare on CN Leonis. I. The chromosphere as seen in the optical spectra’, *A&A* **487**(1), 293–306.
- Johns-Krull, C. M., Hawley, S. L., Basri, G. & Valenti, J. A. (1997), ‘Hamilton Echelle Spectroscopy of the 1993 March 6 Solar Flare’, *ApJS* **112**(1), 221–243.
- Jurgenson, C., Fischer, D., McCracken, T., Sawyer, D., Szymkowiak, A., Davis, A., Muller, G. & Santoro, F. (2016), EXPRES: a next generation RV spectrograph in the search for earth-like worlds, in ‘Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VI’, Vol. 9908 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, p. 99086T.
- Kochukhov, O. & Reiners, A. (2020), ‘Magnetic Field of the Active Planet-hosting M Dwarf AU Mic’, *arXiv e-prints* p. arXiv:2008.10668.
- Labarga, F. & Montes, D. (2020), iSTARMOD: a Python code to quantify the chromospheric activity of FGKM stars using the Spectral Subtraction Technique, in ‘Contributions to the XIV.0 Scientific Meeting (virtual) of the Spanish Astronomical Society’, p. 153.
- Lisogorskyi, M., Jones, H. R. A. & Feng, F. (2019), ‘Activity and telluric contamination in HARPS observations of Alpha Centauri B’, *MNRAS* **485**(4), 4804–4816.
- Marfil, E. et al. (2020a), *A&A*, *in prep* .
- Marfil, E. et al. (2020b), Stellar atmospheric parameters of FGK-type stars (EW method) and M-type stars (spectral synthesis) from high-resolution optical and near-infrared CARMENES spectra, in ‘Contributions to the XIV.0 Scientific Meeting (virtual) of the Spanish Astronomical Society’, p. 156.
- Marfil, E. et al. (2020c), ‘Stellar atmospheric parameters of FGK-type stars from high-resolution optical and near-infrared CARMENES spectra’, *MNRAS* **492**(4), 5470–5507.
- Mayor, M. & Queloz, D. (1995), ‘A Jupiter-mass companion to a solar-type star’, *Nature* **378**(6555), 355–359.
- Mochnecki, S. W. & Schommer, R. A. (1979), ‘A spectroscopic flare of YZ Canis Minoris.’, *ApJL* **231**, L77–L81.
- Montes, D., Fernández-Figueroa, M. J., De Castro, E., Cornide, M., Latorre, A. & Sanz-Forcada, J. (2000), ‘Multiwavelength optical observations of chromospherically active binary systems. III. High resolution echelle spectra from Ca II H & K to Ca II IRT’, *A&AS* **146**, 103–140.

- Montes, D., López-Gallifa, A., Labarga, F. et al. (2019), Identifying chromospheric activity-sensitive spectral lines in the carmenes vis and nir spectral range of m dwarfs. poster & joint splinter session: Stellar activity and statistics in “extreme precision in radial velocity iv”, 17-21 marzo 2019 sunstar hotel, grindelwald, switzerland.
- Montes, D. et al. (2020), Identifying activity-sensitive spectral lines in the CARMENES VIS and NIR spectral range of M dwarfs, *in* ‘Contributions to the XIV.0 Scientific Meeting (virtual) of the Spanish Astronomical Society’, p. 168.
- Morton, D. C. (2000), ‘Atomic Data for Resonance Absorption Lines. II. Wavelengths Longward of the Lyman Limit for Heavy Elements’, *ApJS* **130**(2), 403–436.
- Ning, B., Wise, A., Cisewski-Kehe, J., Dodson-Robinson, S. & Fischer, D. (2019), ‘Identifying Activity-sensitive Spectral Lines: A Bayesian Variable Selection Approach’, *AJ* **158**(5), 210.
- Osten, R. A., Hawley, S. L., Allred, J. C., Johns-Krull, C. M. & Roark, C. (2005), ‘From Radio to X-Ray: Flares on the dMe Flare Star EV Lacertae’, *ApJ* **621**(1), 398–416.
- Pepe, F. et al. (2013), ‘ESPRESSO — An Echelle SPectrograph for Rocky Exoplanets Search and Stable Spectroscopic Observations’, *The Messenger* **153**, 6–16.
- Quirrenbach, A. et al. (2018), CARMENES: high-resolution spectra and precise radial velocities in the red and infrared, *in* ‘Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy VII’, Vol. 10702 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, p. 107020W.
- Reid, I. N. & Hawley, S. L. (2005), *New light on dark stars : red dwarfs, low-mass stars, brown dwarfs*, Praxis Publishing Ltd.
- Reiners, A. (2012), ‘Observations of Cool-Star Magnetic Fields’, *Living Reviews in Solar Physics* **9**(1), 1.
- Reiners, A. & Basri, G. (2006), ‘Measuring Magnetic Fields in Ultracool Stars and Brown Dwarfs’, *ApJ* **644**(1), 497–509.
- Reiners, A. et al. (2018), ‘The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs. High-resolution optical and near-infrared spectroscopy of 324 survey stars’, *A&A* **612**, A49.
- Ryabchikova, T., Piskunov, N., Kurucz, R. L., Stempels, H. C., Heiter, U., Pakhomov, Y. & Barklem, P. S. (2015), ‘A major upgrade of the VALD database’, *Physica Scripta* **90**(5), 054005.
- Schöfer, P. et al. (2019), ‘The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs. Activity indicators at visible and near-infrared wavelengths’, *A&A* **623**, A44.
- Shulyak, D., Reiners, A., Engeln, A., Malo, L., Yadav, R., Morin, J. & Kochukhov, O. (2017), ‘Strong dipole magnetic fields in fast rotating fully convective stars’, *Nature Astronomy* **1**, 0184.
- Shulyak, D. et al. (2019), ‘Magnetic fields in M dwarfs from the CARMENES survey’, *A&A* **626**, A86.
- Tal-Or, L. et al. (2018), ‘The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs. Radial-velocity variations of active stars in visual-channel spectra’, *A&A* **614**, A122.
- Wise, A. W., Dodson-Robinson, S. E., Bevenour, K. & Provini, A. (2018), ‘New Methods for Finding Activity-sensitive Spectral Lines: Combined Visual Identification and an Automated Pipeline Find a Set of 40 Activity Indicators’, *AJ* **156**(4), 180.

Apéndice A: tablas

Tabla 3: Líneas de actividad cromosférica del rango del visible.

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	EV Lac	YZ CMi
5227.241	5227.189	Fe I	1 2	✓	
5269.541	5269.537	Fe I	1 2	✓	✓
5270.294	5270.170	Ca I	2	✓	✓
5276.029	5276.030	Cr I	1	✓	✓
5283.509	5283.628	Fe I	1		✓
5316.630	5316.609	Fe II	4		✓
5328.057	5328.038	Fe I	2 4	✓	✓
5328.557	5328.531	Fe I	2 4	✓	
5340.974	5341.023/.050	Fe I / Mn I	2	✓	✓
5362.818	5362.781	Co I	1	✓	✓
5371.435	5371.492	Fe I	1 2	✓	✓
5397.180	5397.131	Fe I	2	✓	✓
5405.798	5405.774	Fe I	1 2	✓	✓
5409.820	5409.790	Cr I	5	✓	✓
5415.118	5415.192	Fe I	2	✓	✓
5424.055	5424.072	Fe I	1		✓
5429.743	5429.706	Fe I	1 2	✓	✓
5434.471	5434.523	Fe I	21	✓	✓
5446.866	5446.916	Fe I	2	✓	✓
5455.553	5455.441 /.609	Fe I / Fe I	2		✓
5455.636	5455.609	Fe I	2	✓	
5476.854	5476.910	Ni I	5		✓
5497.446	5497.520	Fe I	1	✓	✓
5501.515	5501.470	Fe I	1	✓	✓
5506.763	5506.780	Fe I	1	✓	✓
5528.365	5528.400	Mg I	2	✓	✓
5534.907	5534.860	Fe II	1	✓	
5535.472	5535.484	Ba I	1	✓	✓
5554.774	5554.895 /.940	Fe I / O I	1		✓
5565.580	5565.560	Hf II	1		✓
5569.519	5569.618	Fe I	2		✓
5572.827	5572.849	Fe I	1		✓
5581.974	5581.970	Ca I	5		✓
5586.752	5586.763	Fe I	1		✓
5594.459	5594.425 /.468	Nd II / Ca I	1		✓
5597.792	5597.820	CrI	1	✓	
5598.488	5598.470	Fe I	1	✓	✓
5602.821	5602.788	Fe I	1	✓	✓
5615.668	5615.650	Fe I	1	✓	✓
5658.614	5658.670	Fe I	1		✓
5682.642	5682.633	Na I	1	✓	
5688.191	5688.205	Na I	1	✓	✓
5875.666	5875.621	He D3	1	✓	
5889.962	5889.953	Na D2	1	✓	
5895.941	5895.923	Na D1	1	✓	

Tabla 3 – continuación

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	EV Lac	YZ CMi
5956.776				✓	
5986.978	5987.057	Fe I	1		✓
6036.099	6036.170	Sc I	1		✓
6065.470	6065.490	Fe I	5	✓	✓
6072.915					✓
6102.711	6102.720	Ca I	5	✓	✓
6122.187	6122.220	Ca I	1	✓	✓
6136.573	6136.620	Fe I	1	✓	✓
6137.663	6137.696	Fe I	1	✓	✓
6141.692	6141.718	Ba II	1	✓	
6169.045	6169.055	Ca I	1	✓	
6169.555	6169.559	Ca I	1	✓	
6186.431				✓	
6191.610	6191.570	Fe I	1	✓	✓
6230.770	6230.728/.736	FeI / V I	1 5	✓	✓
6238.261					✓
6243.078	6243.110	V I	1	✓	
6246.158					✓
6247.437	6247.562	Fe II	1	✓	✓
6252.575	6252.560	Fe I	1	✓	✓
6254.185	6251.830	V I	5		✓
6256.214	6256.360	N I	5		✓
6265.051	6265.140	Fe I	5		✓
6335.415	6335.335	Fe I	1	✓	✓
6358.690				✓	
6346.999	6347.091 /.100	Si II / N II	1		✓
6371.290	6371.359	Si II	1		✓
6400.270	6400.316	Fe I	2	✓	✓
6430.822				✓	
6439.040	6439.073	Ca I	1	✓	
6449.798	6449.808	Ca I	2	✓	
6462.555	6462.450	Mn II	1	✓	
6494.927	6494.980	Fe I	1	✓	
6562.801	6562.787	H alpha	1	✓	✓
6678.183	6678.150	He I	7	✓	✓
6717.733	6717.680	Ca I	1	✓	✓
6724.083					✓
7065.289	7065.188 /.212	He I / Ti I	7 2	✓	✓
7065.671	7065.730	He I	7		✓
7164.323	7164.447	Fe I	2		✓
7665.084	7665.020	S II	1	✓	
7698.986	7698.979	K I	1	✓	✓
7708.842	7708.830	Fe I	1		✓
7771.858	7771.960	O I	7		✓
7774.117	7774.180	O I	7		✓
8194.796				✓	
8327.094				✓	
8382.711	8382.781	Ti I	2	✓	
8387.779	8387.771	Fe I	2	✓	

Tabla 3 – continuación

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	EV Lac	YZ CMi
8426.500	8426.507	Ti I	2	✓	
8434.948	8434.961	Ti I	2	✓	
8435.628	8435.653	Ti I	2	✓	
8446.436	8446.420	Fe I	1		✓
8498.043	8498.015	CaIRT-a	1	✓	✓
8542.112	8542.093	CaIRT-b	1	✓	✓
8662.163	8662.141	CaIRT-c	1	✓	✓
8688.586	8688.623	FeI8691	1	✓	✓
8750.132				✓	
8806.778	8806.756	Mg I	2	✓	✓
8824.224	8824.227	Fe I	1	✓	✓
8862.764	8862.590/.787	Ni I / H I	1	✓	

Tabla 4: Líneas de actividad cromosférica del rango del infrarrojo-cercano.

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	EV Lac	YZ CMi
10049.446	10049.380	PaschenDelta	1	✓	✓
10343.804	10343.850	Ca I	1	✓	
10496.107	10496.140	Ti I	1	✓	
10792.475	10792.590	Ti I	1		✓
10830.326	10830.343	HeI10833	1	✓	✓
10885.139	10885.160	Si I	1		✓
10938.280	10938.095	PaschenGamma	1	✓	✓
10971.206					✓
11657.838					✓
11828.113				✓	
11973.078	11973.046	Fe I	2	✓	
12026.295					✓
12817.587	12818.084	PaschenBeta	1		✓
12818.232	12818.084	PaschenBeta	1	✓	
13318.920				✓	

¹Wise et al. (2018)

²Johns-Krull et al. (1997)

³Coluzzi (1999)

⁴Mochnacki & Schommer (1979)

⁵Lisogorskiy et al. (2019)

⁶Ryabchikova et al. (2015)

⁷Fuhrmeister et al. (2008)

Tabla 5: Líneas de campo magnético del rango del visible.

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	Factor de Landé	EV Lac	YZ CMi	Act.
5682.637	5682.633	Na I	1		✓		yes
5688.205	5688.205	Na I	1		✓		yes
5698.522	5698.519	V I	2	0.90	✓		
5727.051	5727.045	V I	2	0.95		✓	
6102.714	6102.723	Ca I	2	2.00	✓	✓	yes
6119.509	6119.528	V I	2	1.08	✓		
6122.218	6122.217	Ca I	2	1.75	✓	✓	yes
6162.167	6162.173	Ca I	2	1.25	✓	✓	
6439.073	6439.075	Ca I	2	1.13	✓	✓	yes
6449.810	6449.808	Ca I	2	1.09	✓		yes
6471.654	6471.662	Ca I	2	1.21	✓		
6499.646	6499.650	Ca I	2	0.95	✓		
6572.787	6572.779	Ca I	2	1.50	✓		
7326.153	7326.145	Ca I	2	1.00	✓	✓	
7344.728	7344.695	Ti I	2	1.24	✓		
7355.875	7355.890	Cr I	2	1.67	✓		
7357.744	7357.727	Ti I	2	1.07	✓	✓	
7364.083	7364.101	Ti I	2	0.67	✓		
7400.173	7400.179	Cr I	2	1.96	✓	✓	
7462.306	7462.309	Cr I	2	1.37	✓	✓	
7664.901	7664.293	Fe I	2	0.99	✓	✓	
7698.962	7698.964	K I	2	1.33	✓	✓	yes
7800.295	7800.22/.227	F I/ Rb I	1		✓	✓	
7912.854	7912.866	Fe I	2	0.92	✓		
7947.605	7947.56/.60	O I/ Rb I	1		✓	✓	
7949.114	7949.152	Ti I	2	0.98	✓		
8024.844	8024.843	Ti I	2	1.06	✓		
8047.627	8047.617	Fe I	2	1.50	✓	✓	
8068.232	8068.239	Ti I	2	0.75	✓		
8075.160	8075.149	Fe I	2 4	0.76	✓		
8116.799	8116.789	V I	2	1.42	✓	✓	
8144.571	8144.560	V I	2	1.51	✓	✓	
8161.027	8161.062	V I	2	1.35	✓	✓	
8183.261	8183.256	Na I	1		✓		
8186.750	8186.728	V I	2	1.20	✓	✓	
8194.817	8194.791/.824	Na I/Na I	1		✓		yes
8198.866	8198.920	Fe I	2	1.19	✓		
8204.945	8204.936	Fe I	2 4	0.49	✓		
8220.381	8220.377	Fe I	2	1.11	✓	✓	
8239.125	8239.127	Fe I	2	1.00	✓	✓	
8241.635	8241.599	V I	2	1.50	✓		
8255.881	8255.896	V I	2	1.45	✓		
8307.437	8307.421/.465	Ti I/Ca I	2	1.90/1.00	✓	✓	
8327.062	8327.055	Fe I	2	1.49	✓	✓	
8334.400	8334.391	Ti I	2	1.99	✓	✓	
8353.115	8353.162	Ti I	2	2.25	✓	✓	
8364.241	8364.200	Ti I	3 2	1.43	✓	✓	
8377.858	8377.9/.861	Ti I/Ti I	3/2	0.88/1.37	✓	✓	

Tabla 5 – continuación

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	Factor de Landé	EV Lac	YZ CMi	Act.
8382.537	8382.500	Ti I	3 2	1.25	✓		
8382.806	8382.781	Ti I	2 4	0.83	✓		yes
8387.765	8387.771	Fe I	2	1.50	✓	✓	yes
8412.358	8412.358	Ti I	2 4	0.66	✓		
8426.494	8426.507	Ti I	2 4	1.00	✓	✓	yes
8434.962	8434.961	Ti I	2 4	1.21	✓	✓	yes
8435.642	8435.653	Ti I	2 4	1.14	✓		yes
8438.921	8438.922	Ti I	2	1.12	✓		
8468.403	8468.406	Fe I	3 2 4	2.50	✓	✓	
8514.051	8514.071	Fe I	3 2 4	1.83	✓	✓	
8515.111	8515.108	Fe I	2 4	0.78	✓		
8548.092	8548.088	Ti I	2 4	0.82	✓		
8559.986	8559.980	Fe I	1				
8582.242	8582.257	Fe I	2 4	1.07	✓	✓	
8611.807	8611.803	Fe I	2 4	1.49	✓	✓	
8621.572	8621.601	Fe I	2	1.22	✓		
8674.747	8674.746	Fe I	2 4	1.50	✓	✓	
8675.357	8675.372	Ti I	2 4	1.19	✓	✓	
8682.965	8682.983	Ti I	2 4	0.99	✓	✓	
8688.633	8688.623	Fe I	2 4	1.66	✓	✓	yes
8692.312	8692.330	Ti I	2 4	0.50	✓		
8731.204	8713.187	Fe I	2	1.39		✓	
8734.711	8734.711	Ti I	2 4	1.00	✓		
8757.195	8757.187	Fe I	2 4	1.49	✓		
8766.712	8766.680	Ti I	2	1.33	✓	✓	
8802.859						✓	
8804.652	8804.624	Fe I	2	1.02	✓		
8806.751	8806.736/.767	Mg I	1		✓	✓	yes
8824.227	8824.219	Fe I	2 4	1.49	✓	✓	yes
8838.423	8838.428	Fe I	2 4	1.50	✓	✓	
8947.203	8947.182	Cr I	2	1.09	✓		
8975.435	8975.401	Fe I	2	1.08	✓		
8989.392	8989.447	Ti I	2	1.65	✓		
8999.529	8999.556	Fe I	2	1.50	✓	✓	
9009.836	9009.834	Cr I	2	1.34	✓	✓	
9021.623	9021.571	Cr I	2	1.75	✓		
9027.351	9027.325	Ti I	2	1.88	✓		
9074.871						✓	
9075.700						✓	
9088.315	9088.318	Fe I	2	1.50	✓	✓	
9089.404	9089.404	Fe I	2	1.21	✓	✓	
9090.704	9090.695	Ti I	2	1.39	✓	✓	
9118.916	9118.881	Fe I	2	1.50	✓	✓	
9138.451					✓	✓	
9146.109	9146.128	Fe I	2	1.08	✓		

Tabla 6: Líneas de campo magnético del rango del infrarrojo-cercano.

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	Factor de Landé	EV Lac	YZ CMi	Act.
9647.363	9647.370	Ti I	2	1.53	✓		
9675.545	9675.543	Ti I	2	1.35	✓		
9688.861	9688.873	Ti I	2	1.50	✓		
9718.963	9718.960	Ti I	2 4	0.95	✓	✓	
9728.401	9728.407	Ti I	2 4	1.00	✓	✓	
9734.559	9734.563	Cr I	2	0.55	✓		
9746.916	9746.920	Ti I	2	1.51	✓		
9770.309	9770.301	Ti I	2	1.55	✓	✓	
9776.288					✓		
9779.447					✓	✓	
9783.306	9783.311	Ti I	2	1.48	✓		
9787.695	9787.687	Ti I	2	1.50	✓	✓	
9832.142	9832.140	Ti I	2	1.21	✓	✓	
10034.355	10034.491/.450	Ti I	2 1	1.11		✓	
10048.064					✓	✓	
10200.692					✓	✓	
10202.272					✓	✓	
10205.091					✓	✓	
10208.270	10208.430	Zr II	1		✓	✓	
10214.278					✓	✓	
10218.287	10218.408/.360	Fe I	2 1	1.47	✓	✓	
10219.089						✓	
10220.248						✓	
10230.475						✓	
10231.804						✓	
10232.453					✓	✓	
10237.732					✓	✓	
10252.328					✓	✓	
10259.166					✓	✓	
10260.184						✓	
10273.879						✓	
10297.731						✓	
10301.469						✓	
10308.443					✓		
10323.159					✓		
10327.328	10327.314	Sr II	1		✓		
10336.686						✓	
10340.894	10340.885	Fe I	2 4	0.68	✓	✓	
10343.813	10343.819	Ca I	2	1.00	✓	✓	yes
10380.123					✓	✓	
10391.400					✓		
10392.326	10392.450	Cl I	1			✓	
10393.106						✓	
10394.636						✓	
10395.799	10395.794	Fe I	2 4	0.89	✓	✓	
10396.809	10396.802	Ti I	2 4	1.13	✓	✓	
10413.774					✓		
10422.985	10423.027	Fe I	2	1.09		✓	

Tabla 6 – continuación

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	Factor de Landé	EV Lac	YZ CMi	Act.
10423.855	10423.743	Fe I	2	1.48		✓	
10427.274						✓	
10428.230					✓		
10430.500					✓	✓	
10445.485					✓	✓	
10465.650					✓	✓	
10481.266					✓	✓	
10486.193	10486.250	Cr I	2	1.50		✓	
10496.112	10496.113	Ti I	2	1.05	✓	✓	yes
10504.966						✓	
10513.453						✓	
10556.387						✓	
10558.387	10558.425	Ca I	2	1.00		✓	
10560.946	10561.050	V II	1			✓	
10567.613						✓	
10569.703						✓	
10584.638	10584.633	Ti I	2 4	1.00	✓	✓	
10593.314						✓	
10599.612						✓	
10600.441						✓	
10604.200						✓	
10605.760						✓	
10607.731	10607.718	Ti I	2	1.33	✓	✓	
10652.883						✓	
10653.422	10653.600	C I	1			✓	
10661.627	10661.623	Ti I	2	0.87	✓	✓	
10662.709						✓	
10665.778						✓	
10668.677						✓	
10672.124	10672.140	Cr I	2	1.52	✓	✓	
10677.032	10677.047	Ti I	2	0.53	✓	✓	
10685.561	10685.440	C I	1			✓	
10705.184						✓	
10708.043						✓	
10736.782						✓	
10742.400						✓	
10746.559						✓	
10749.268	10749.378	Si I	2	1.52		✓	
10767.231						✓	
10774.866	10774.866	Ti I	2 4	0.69	✓	✓	
10781.236						✓	
10820.682						✓	
10824.881	10825.079	Ca I	2	0.50		✓	
10834.837						✓	
10858.229						✓	
10968.403					✓	✓	
11690.126					✓	✓	
11772.844					✓		
11780.552	11780.542	Ti I	2	1.21	✓		

Tabla 6 – continuación

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	Factor de Landé	EV Lac	YZ CMI	Act.
11783.281	11783.265	Fe I	2	1.14	✓		
11797.197	11797.186	Ti I	2	0.92	✓		
11828.159					✓		yes
11882.844	11882.844	Fe I	2	1.18	✓		
11884.073	11884.083	Fe I	2	1.00	✓		
11892.861	11892.877	Ti I	2	0.75	✓		
11949.546	11949.547	Ti I	2 4	1.00	✓		
12420.207					✓		
12432.234		K I			✓	✓	
12498.927						✓	
12499.447						✓	
12522.099		K I			✓	✓	
12671.099	12671.096	Ti I	2	1.47	✓	✓	
12679.137	12679.000	Na I	1		✓	✓	
12801.528						✓	
12804.717						✓	
12811.500	12811.478	Ti I	2 4	0.95	✓	✓	
12815.979	12816.045	Ca I	2	1.25	✓	✓	
12821.688	12821.672	Ti I	2	1.26	✓	✓	
12899.756	12899.760	Mn I	2	1.29	✓		
12909.064	12909.070	Ca I	2	0.71	✓		
12910.114	12910.090	Cr I	2	1.36	✓		
12937.046	12937.020	Cr I	2	1.50	✓		
12975.926	12975.910	Mn I	2	1.21	✓		
13033.540	13033.554	Ca I	2	1.08	✓	✓	
13077.268	13077.265	Ti I	2	1.55	✓		
15163.018	15163.067	K I	2	1.03	✓	✓	
15168.424						✓	
15334.874	15334.847	Ti I	2	1.21		✓	
15543.794	15543.761	Ti I	2	1.06	✓	✓	
15602.967	15602.842	Ti I	2 4	1.00		✓	
15715.588	15715.578	Ti I	2 4	0.75	✓	✓	
15944.044						✓	
15945.643						✓	
15948.372						✓	
16050.395						✓	
16057.283						✓	
16125.968	16125.899	Fe I	2	1.27		✓	
16144.041						✓	
16429.728						✓	
16430.568						✓	
16466.905	16466.921	Fe I	2	0.31		✓	
16562.121						✓	
16571.477						✓	
16825.304					✓	✓	
16840.890					✓	✓	
16843.140					✓	✓	
16862.122	16862.566	Ti I	2	0.67		✓	
16881.005						✓	

Tabla 6 – continuación

λ medida	λ teórica	elemento	Ref.	Factor de Landé	EV Lac	YZ CMi	Act.
17034.187							✓

¹Coluzzi (1999)

²Ryabchikova et al. (2015)

³Afram & Berdyugina (2019)

⁴Marfil et al. (2020*a*)

Apéndice B: figuras

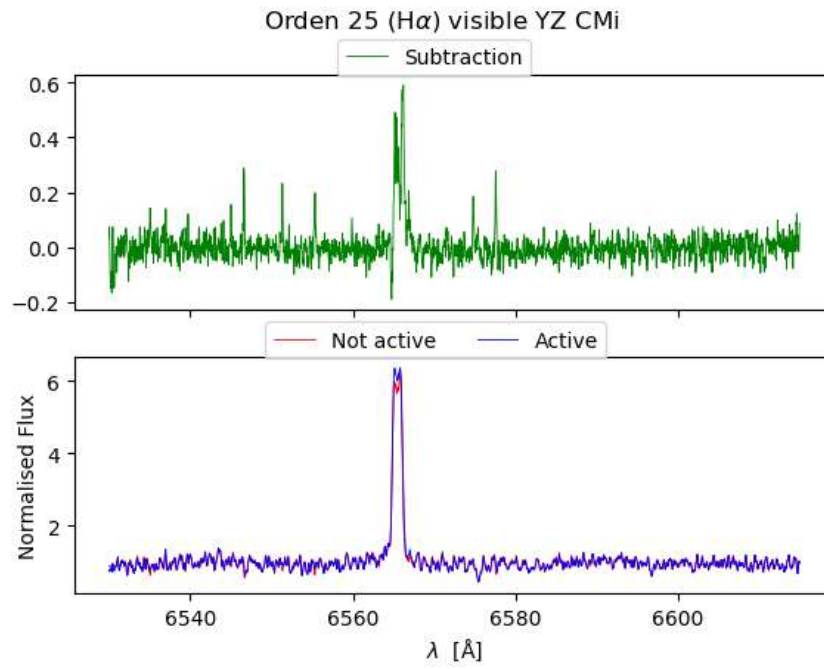


Figura 25: Línea $H\alpha$ con flare.

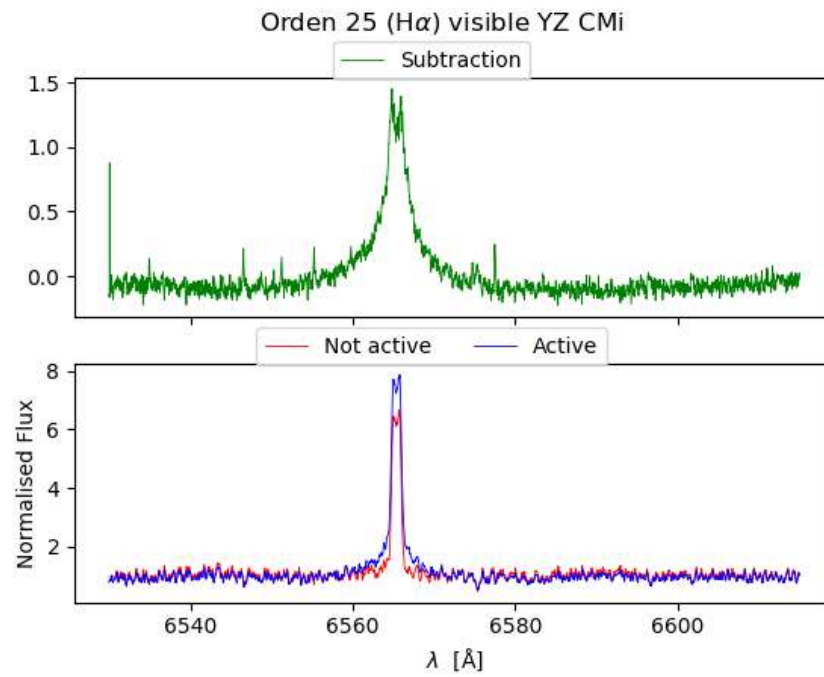


Figura 26: Línea $H\alpha$ sin flare .

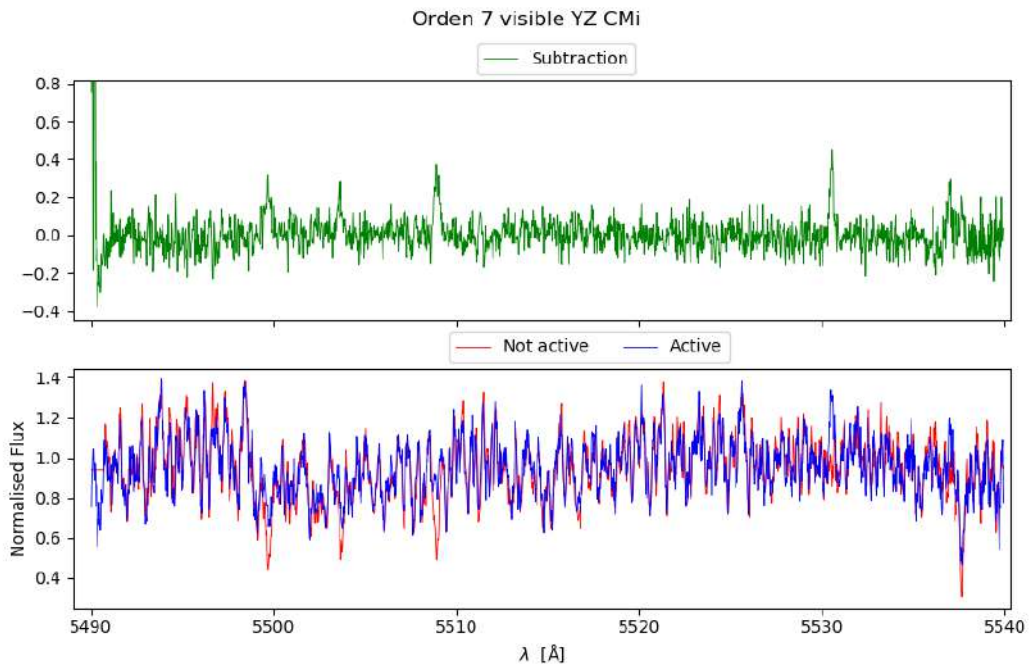


Figura 27: Orden 7 con flare.

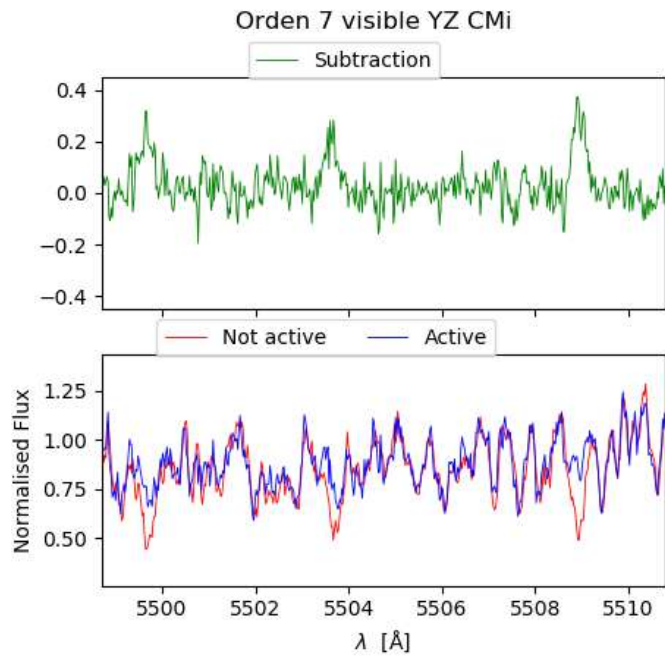


Figura 28: Zoom orden 7 con flare

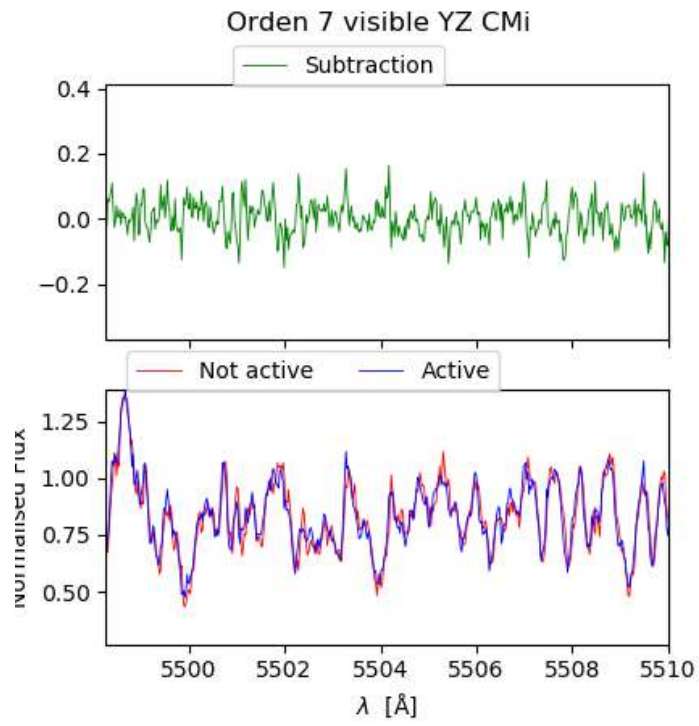


Figura 29: Zoom orden 7 sin flare.

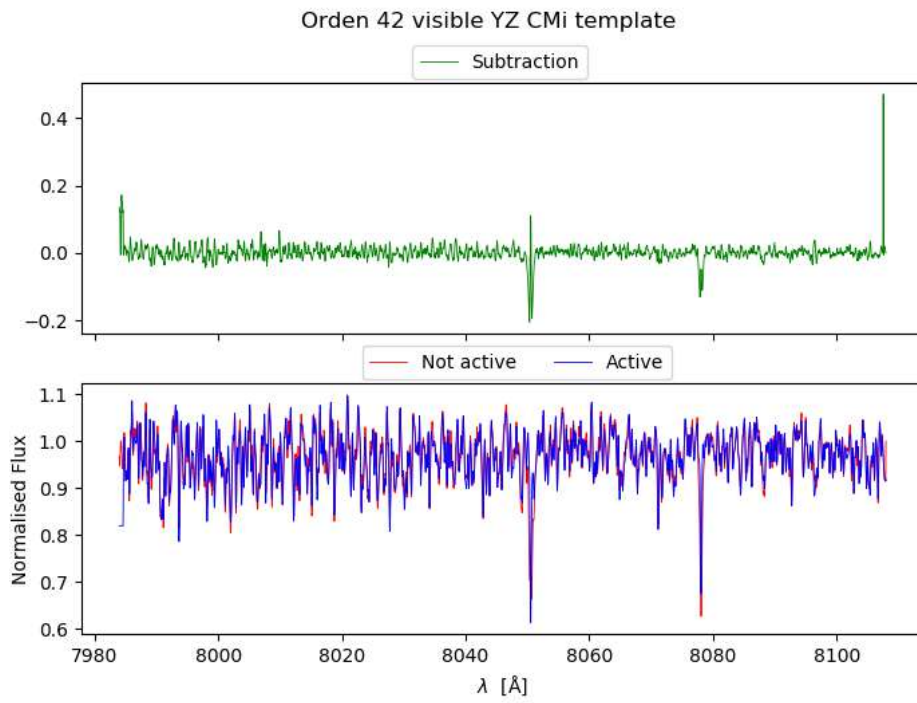


Figura 30: Orden 42 template, campo magnético YZ CMi.

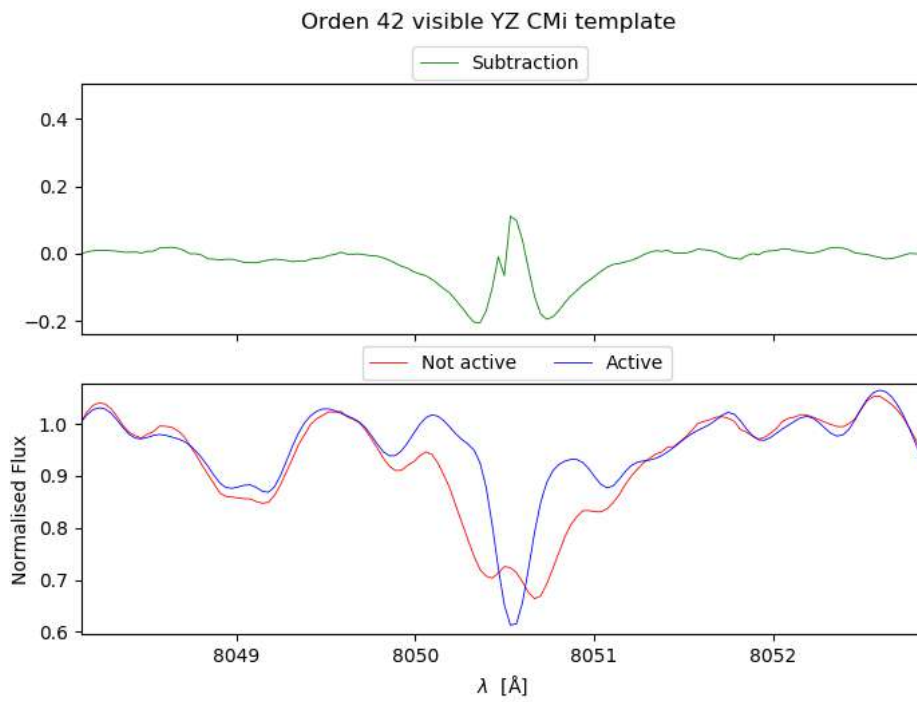


Figura 31: Zoom orden 42 template, línea Fe I 8047.6165, campo magnético YZ CMi.

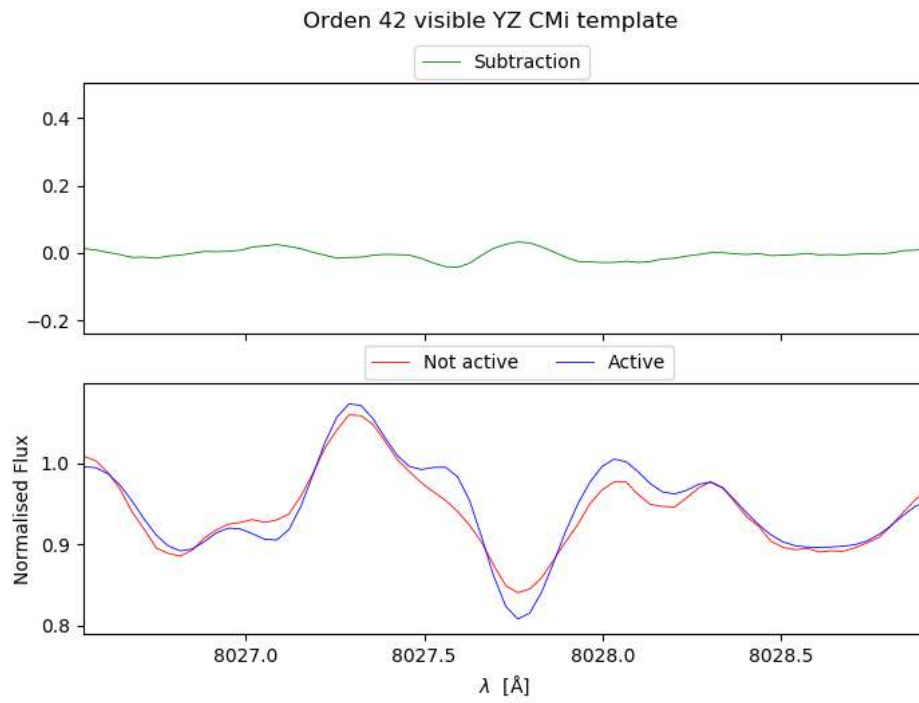


Figura 32: Zoom Orden 42 template, línea Ti I 8024.8429, campo magnético YZ CMi.