



UNIVERSIDAD DE BUENOS AIRES  
Facultad de Ciencias Exactas y Naturales  
Departamento de física

# Ciclos de actividad magnética en estrellas de tipo solar

Priscila Daiana Colombo

Tesis de Licenciatura en Ciencias Físicas

Diciembre 2023



---

ALUMNO: Priscila Daiana Colombo

LU N°: 75/18

LUGAR DE TRABAJO: Instituto de Astronomía y Física del Espacio

DIRECTOR DEL TRABAJO: Andrea P. Buccino

FECHA DE INICIACIÓN: Agosto 2022

FECHA DE FINALIZACIÓN: Diciembre 2023

FECHA DE EXAMEN:

INFORME FINAL APROBADO POR:

---

Autor

---

Jurado

---

Director

---

Jurado

---

Profesor de Tesis de Licenciatura

---

Jurado



# Resumen

Desde el año 1999, el grupo de Física Estelar, Exoplanetas y Astrobiología del IAFE desarrolla en CASLEO el Proyecto  $HK\alpha$  destinado a observar sistemáticamente 150 estrellas dF5 a dM5.5 con el espectrógrafo REOSC en DC. De esta manera se obtienen espectros de dispersión media  $R \sim 13000$  con una alta cobertura espectral de 3800 a 6700 Å que permiten estudiar indicadores de actividad magnética a diferentes alturas de la atmósfera estelar. Sin embargo, obtener estos espectros de apreciable relación señal-a-ruido ( $S/N \sim 50$ ) puede llegar a insumir hasta 100 minutos en algunas estrellas.

Dado que la medición de actividad estelar se realiza primordialmente utilizando el flujo de las líneas K y H del  $Ca II$  del extremo azul del espectro visible, en esta Tesis se analiza una nueva estrategia observacional donde se utiliza el espectrógrafo REOSC en DS destinado sólo a observar un tramo del espectro centrado en 3800 Å. De esta manera, se logra calcular el *índice Mount Wilson*, medida estándar para caracterizar la actividad estelar a partir de espectros de dispersión simple. Así los tiempos de observación se reducen entre un 40 y un 80% mejorando el monitoreo temporal de la actividad, esencial para la detección de ciclos estelares.

Por otra parte, en esta última década, los diagramas que relacionan la longitud de los ciclos de actividad con el período de rotación en estrellas de tipo solar han puesto en discusión una serie de puntos. Por un lado, surge el interrogante de qué tipo de dínamo pudiese estar operando en aquellas estrellas que presentan dos ciclos de actividad coexistentes. Por el otro, se plantea que la posición atípica del ciclo solar en estos diagramas podría indicar que el dínamo solar se encuentre en transición. Finalmente, se encontró que estrellas con períodos de rotación entre 23 y 30 días no fueron reportadas como cíclicas, ya sea porque muchas de ellas presentan actividad constante o irregular.

En esta Tesis se realiza un estudio de actividad estelar de largo plazo en una muestra de 14 estrellas de tipo solar del hemisferio sur, con el fin de aumentar la estadística de ciclos estelares en enanas FGK con períodos de rotación similares a los solares. Para este estudio se utilizan espectros obtenidos del espectrógrafo REOSC en CASLEO en el marco del Proyecto  $HK\alpha$ , con observaciones propias y del equipo de trabajo. Estos datos se complementan con espectros de alta resolución obtenidos de la base pública de ESO y mediciones del *índice de Mount Wilson* reportados en la literatura.



# Agradecimientos

A mis padres y mi hermana, por estar presentes en todo momento y darme apoyo incondicional.  
A toda mi familia por acompañarme durante todos estos años.

A Andrea por todo el camino que recorrimos juntas. Por ser una excelente directora y consejera.

Al Jurado por tomarse el trabajo de leer la tesis.

Al Grupo de Física Estelar, Exoplanetas y Astrobiología por abrirme las puertas a su grupo.

Al IAFE por brindarme el espacio para poder realizar este trabajo.

A la Facultad de Ciencias Exactas y Naturales por brindarme una excelente educación.

Al Estado Argentino por permitirme un estudio gratuito y de calidad.

A Caro, Virgi y Sol por apoyarme en todo momento desde el inicio.

A Gonza por las largas tardes de estudio durante toda la carrera.

A Carli y Cin por las rondas de mate en la oficina y la ayuda incondicional.

A Javier, mi amor, que estuvo al pie del cañón desde el principio hasta el final, ayudándome y motivándome a nunca bajar los brazos.





# Índice general

<b>Resumen</b>	<b>v</b>
<b>Agradecimientos</b>	<b>vii</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>3</b>
<b>2. Estrellas tipo solar</b>	<b>6</b>
2.1. Características de las estrellas . . . . .	6
2.1.1. Magnitudes estelares . . . . .	6
2.1.2. Espectro estelar . . . . .	7
2.1.3. Diagrama H-R . . . . .	10
2.2. El Sol, una estrella conocida . . . . .	12
2.3. Estrellas del tipo solar . . . . .	14
<b>3. Actividad estelar</b>	<b>16</b>
3.1. Actividad Solar . . . . .	16
3.1.1. Fenómenos transitorios . . . . .	16
3.1.2. Ciclo Solar . . . . .	18
3.1.3. Dínamo Solar . . . . .	19
3.2. Actividad estelar . . . . .	21
3.2.1. Índice de Mount Wilson . . . . .	21
3.2.2. Ciclos estelares . . . . .	22
<b>4. Observaciones</b>	<b>25</b>
4.1. Proyecto HK $\alpha$ . . . . .	25
4.2. Observaciones públicas de HARPS y FEROS . . . . .	27
<b>5. Nuevas estrategias para el estudio de la actividad estelar desde CASLEO</b>	<b>29</b>
5.1. Muestra de estrellas estudiadas . . . . .	29
5.2. Calibración de índices de actividad . . . . .	31
5.2.1. Serie temporal del <i>Índice de Mount Wilson</i> . . . . .	34

---

<b>6. Estudio de ciclos de actividad en estrellas del tipo solar</b>	<b>36</b>
6.1. Selección de la muestra . . . . .	36
6.2. Cálculo del índice de Mount Wilson, construcción de series temporales y análisis de largo plazo . . . . .	38
6.2.1. Estrellas cíclicas . . . . .	39
6.2.2. Estrellas no cíclicas . . . . .	45
6.3. Períodos de actividad en función del período de rotación. . . . .	55
<b>A. Periodogramas de Lomb-Scargle Generalizado</b>	<b>59</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>68</b>

# Capítulo 1

## Introducción

Los registros sistemáticos de variabilidad magnética solar datan de mediados del SXVII, donde el principal indicador es el número de manchas solares. El Sol presenta un ciclo magnético corto de 22 años, modulado por un ciclo largo con un período del orden de 80 años. Las estrellas frías que poseen una capa convectiva presentan fenómenos magnéticos análogos a los solares que se engloban dentro de la llamada *actividad estelar*.

Una amplia variedad de fenómenos magnéticos pueden observarse en atmósferas estelares en diferentes longitudes de onda. Estos son el resultado tanto de la evolución temporal del campo magnético y el flujo de masa, como así también de la transferencia de radiación a través de la compleja topología magnética.

En la actualidad, se sabe que existen estrellas con campos magnéticos más intensos que el campo solar. Los estudios sistemáticos de la variabilidad estelar comenzaron en 1966 con el conocido proyecto *HK* en el observatorio Mount Wilson, dedicado casi exclusivamente a monitorear la actividad de un conjunto de estrellas de tipo solar. El proyecto se ocupó de medir el flujo en dos bandas centradas en las líneas K y H del Ca II (3933.66 y 3968.47 Å), y dos bandas de referencia en el continuo cercano. En 1978, se construyó el *índice de Mount Wilson (índice S)* (Vaughan et al., 1978), el mismo está definido como el cociente entre el flujo de las líneas de Ca II K y H y el flujo de dos bandas de continuo cercano.

Con la intención de estudiar la actividad estelar a largo plazo en estrellas frías, desde el año 1999, el grupo de Física Estelar, Exoplanetas y Astrobiología (FEEPA) del IAFE desarrolla en CASLEO el Proyecto *HK $\alpha$*  destinado a observar sistemáticamente 150 estrellas dF5 a dM5.5, con el espectrógrafo REOSC en DC. De esta manera, se obtienen espectros con una resolución espectral media  $R \sim 13000$  con una alta cobertura espectral de 3800 a 6700 Å que permiten estudiar indicadores de actividad magnética a diferentes alturas de la atmósfera estelar. Gracias a la extensión y a la continuidad del Proyecto *HK $\alpha$* , se han podido detectar los primeros ciclos de actividad estelar en estrellas Ms (Bucino et al., 2011, 2014; Cincunegui et al., 2007a; Díaz et al., 2007), ciclos de actividad multiperiodicos en estrellas de tipo solar (Flores et al., 2017; Metcalfe et al., 2013) y conocer la relación entre indica-

dores de actividad a diferentes niveles de la atmósfera estelar (Cincunegui et al., 2007b; Díaz et al., 2007). Sin embargo, obtener estos espectros con relación  $S/N \sim 50$  en el  $\text{Ca II}$ , puede llegar a insumir hasta 100 minutos de tiempo de exposición en enanas rojas tardías.

Dado que la medición de actividad estelar se realiza primordialmente utilizando el flujo de las líneas K y H del  $\text{Ca II}$ , correspondientes al extremo azul del espectro visible, en parte de esta Tesis se analiza una nueva estrategia observacional donde se utiliza el espectrógrafo REOSC en DS con la red de 1200 l/mm destinado sólo a observar un tramo del espectro centrado en 3800 Å. De esta manera, se logra calcular el *índice Mount Wilson*, medida estándar para caracterizar la actividad estelar a partir de espectros en dispersión simple.

Por otra parte, los campos magnéticos que causan la *actividad estelar* son creados por la interacción entre la convección y la rotación estelar (dínamo estelar). Los estudios observacionales sistemáticos realizados hasta el momento dedicados principalmente a estrellas de tipo solar, en el rango F a K tempranas, han detectado ciclos de actividad magnética similares al ciclo solar. Al analizar la longitud de estos ciclos en función de los parámetros estelares relacionados con la actividad como es la tasa de rotación de la estrella, se ha detectado que esta relación no es unívoca sino que los períodos de actividad se distribuyen de manera discreta en una serie de ramas (inactiva y activa). Incluso se encontró que algunas estrellas presentan dos ciclos de actividad coexistentes distribuidos en dos ramas simultáneamente. Sin embargo, la longitud del ciclo solar es un caso particular ya que no pertenece a ninguna de ellas.

En esta última década, los diagramas que relacionan la longitud de los ciclos de actividad con el período de rotación en estrellas de tipo solar han puesto en discusión una serie de puntos. Por un lado, surge el interrogante de qué tipo de dinamo pudiese estar operando en aquellas estrellas que presentan dos ciclos de actividad coexistentes, hasta incluso considerar que operen dos dínamos simultáneamente. Por el otro, se plantea que la posición atípica del ciclo solar en estos diagramas podría indicar que el dínamo solar se encuentre en transición y considerar que la actividad magnética solar no es ordinaria. Finalmente, se encontró que estrellas con períodos de rotación entre 23 y 30 días no fueron reportadas como cíclicas, ya sea porque muchas de ellas presentan actividad constante o irregular. Por lo tanto, estos diagramas representan una gran oportunidad para contextualizar la actividad solar y, por ende, su dinamo en relación a otras estrellas de tipo solar, así como también analizar el rol conjunto de la rotación y la convección en la generación de ciclos estelares.

El objetivo final de esta Tesis es aumentar la estadística de estrellas de tipo solar con ciclo de actividad y período de rotación bien definidos, haciendo hincapié en aquellas estrellas con períodos de rotación similares a los solares, entre 20 y 30 días, donde hay un vacío de estrellas cíclicas. En este trabajo, se presenta un estudio de actividad estelar de largo plazo en una muestra de 14 estrellas del tipo solar del hemisferio sur, con el fin de aumentar la estadística de ciclos estelares en enanas FGK con períodos de rotación similares a los solares. Para este estudio se utilizan espectros obtenidos del

espectrógrafo REOSC en CASLEO en el marco del Proyecto HK $\alpha$ , con observaciones propias y del equipo de trabajo. Estos datos se complementan con espectros de alta resolución obtenidos de la base pública de ESO y mediciones del *índice de Mount Wilson* reportados en [Baum et al. \(2022\)](#).

En el Capítulo 2 se introducen las características principales de las estrellas frías, iniciando por una breve descripción del Sol hasta llegar a las estrellas tipo solar. Luego, en el Capítulo 3, se expondrá la relación entre la actividad estelar y los ciclos estelares, a través de las líneas de Ca II. En el Capítulo 4 se presenta el Proyecto HK $\alpha$  y se describen los otros espectrógrafos utilizados en este trabajo.

En el Capítulo 5 se explica, una nueva estrategia observacional aplicada con el instrumental de CASLEO, donde se calibran los índices de actividad en dispersión simple con el *índice de Mount Wilson*. Finalmente, en el Capítulo 6 se presenta la muestra de estrellas tipo solar estudiada, se darán las características principales de cada una y se presentan los resultados obtenidos a partir de las observaciones espectroscópicas provenientes de CASLEO, HARPS y FEROS y las mediciones del *índice de Mount Wilson* reportadas en [Baum et al. \(2022\)](#). Con la serie temporal para cada estrella de la muestra se determinarán los posibles ciclos de actividad y se compararan con los resultados de [Metcalf et al. \(2016\)](#). En el Capítulo 6.3 se resumen las conclusiones producto de este trabajo.

## Capítulo 2

# Estrellas tipo solar

En el presente capítulo se detalla la clasificación estelar y las características principales de las estrellas tipo solar (enanas FGK), partiendo de nuestra mayor fuente de información estelar, el Sol.

### 2.1. Características de las estrellas

Entre las magnitudes físicas que caracterizan a una estrella se encuentran su distancia  $d$ , su radio  $R$ , su masa  $M$ , su luminosidad intrínseca  $L$  (energía emitida por unidad de tiempo) y la distribución espectral de la energía. Todos estos parámetros se pueden obtener observando la radiación proveniente de la estrella.

#### 2.1.1. Magnitudes estelares

A excepción del Sol, las estrellas las apreciamos como puntos luminosos de los cuales solo podemos distinguir dos características: brillo y color. Nuestro ojo puede diferenciar contrastes de brillo, es decir cocientes de intensidad, en un factor 2.5. Es por ello que se puede definir la *magnitud aparente* ( $m_v$ ) de una estrella como la medida del flujo de energía  $f(\lambda)$  que llega a la atmósfera terrestre por unidad de superficie, tiempo y en un rango de longitud de onda determinado. Utilizando que el ojo responde linealmente ante una excitación logarítmica, Norman R. Pogson enunció en 1856 la ley que vincula la magnitud aparente con el flujo recibido en la Tierra como:

$$m_v = m_{v,0} - 2.5 \log(f(\lambda)) \quad (2.1)$$

donde  $m_{v,0}$  corresponde a la magnitud de una estrella de referencia (*Vega*). Dada una escala de magnitudes, un  $m_v$  chico se relaciona con una estrella más brillante, lo que explica el signo menos utilizado en la Ec. 2.1.

Sin embargo, esta escala tiene dos limitaciones. En primer lugar depende de la longitud de onda de la radiación y del filtro que eventualmente se utilice para medirla, además de que no posee una corrección por la distancia entre el observador y la estrella.

A fin de resolver la primer limitación mencionada, se introdujo la *magnitud bolométrica* ( $m_{bol}$ ), que se obtiene a partir de una medición con bolómetro. Esta registra el brillo en todo el espectro electromagnético. De esta forma, el flujo de energía pasa a ser  $f = \int_0^\infty f(\lambda)d\lambda = \frac{L_{bol}}{4\pi r^2}$ , con  $L_{bol}$  la luminosidad bolométrica de la estrella en la superficie de la misma y  $r$  la distancia estrella-Tierra.

Pese a esto,  $m_{bol}$  sigue siendo una magnitud aparente, lo que implica que depende de la distancia  $r$ . Así, se crea una nueva magnitud denominada *magnitud bolométrica absoluta* ( $M_{bol}$ ), que se define como la magnitud bolométrica de la estrella como si estuviera a una distancia de 10 parsecs (pc)<sup>1</sup> de la Tierra. Esta magnitud se implementa para poder comparar la luminosidad de distintas estrellas y se corresponde con la Ec. 2.2.

$$M_{bol} = -2.5 \log(L_{bol}) + C \quad (2.2)$$

Donde C es una constante relacionada con la magnitud bolométrica del Sol y su luminosidad. La magnitud  $M_{bol}$  mide entonces el brillo de la estrella en todo el espectro y es además independiente de la distancia. Se relaciona con la luminosidad, que mide la energía por unidad de tiempo que emite la estrella y decae como  $r^{-2}$ . Teniendo esto en cuenta la relación entre magnitud aparente y absoluta resulta en la Ec. 2.3

$$M_v - m_v = -2.5 \log\left(\frac{r}{r_0}\right)^2 + A \quad (2.3)$$

donde  $r_0 = 10$  pc y “A” es la extinción interestelar, que mide la absorción de luz entre la estrella y el observador.

### 2.1.2. Espectro estelar

Si se observa el espectro de una estrella se puede identificar el continuo y ciertas líneas espectrales que dependen de las características de la estrella como su temperatura, edad y composición química. Las líneas espectrales pueden ser oscuras (en absorción) o brillantes (en emisión), lo que es independiente de la longitud de onda.

El espectro continuo de una estrella  $f(\lambda)$  es comparable con el de un cuerpo negro de intensidad  $B_\lambda(T)$ . Si el espectro de la estrella se encuentra calibrado en forma absoluta y se conoce la distancia entre la estrella y el planeta Tierra ( $d$ ), el flujo y la luminosidad están relacionados según la Ec. 2.4

$$f(\lambda) = \frac{L(\lambda)}{4\pi d^2} \quad (2.4)$$

Se define la *temperatura de radiación* o *temperatura de brillo* ( $T_b$ ) como la temperatura a la cual el brillo del cuerpo negro coincide con el de una estrella a una longitud de onda dada. A su vez, para un cuerpo negro el flujo de energía está determinado unívocamente por la función de Planck  $B_\lambda(T_b)$ :

<sup>1</sup>El parsec es una unidad de longitud utilizada en astronomía. 1 pc= 206265 UA = 3.26 años luz = 3.08 10<sup>16</sup> m

$$B_{\lambda}(T_b) = \frac{2hc}{\lambda^5} \left( e^{\frac{hc}{\lambda k T_b}} - 1 \right)^{-1} \quad (2.5)$$

De esta forma, se define a la *temperatura efectiva* ( $T_{ef}$ ) como la temperatura a la cual el cuerpo negro emite la misma cantidad energía por unidad de área, que una dada estrella de igual radio. De acuerdo con esta definición, si  $T_{ef}$  representa la temperatura efectiva de la estrella, podemos escribir la Ec.2.6:

$$\frac{L}{4\pi R^2} = \sigma_B T_{ef}^4 \quad (2.6)$$

que corresponde a la ley de Stefan-Boltzmann, donde  $\sigma_B = 5.67 \times 10^{-5} \frac{erg}{cm^2 K^4 s}$  (constante de Stefan-Boltzmann). Si se conoce el radio de la estrella, es fácil ver que mediante esta relación se obtiene la luminosidad.

Sin embargo, la estrella no es un cuerpo negro por lo que se necesita más información, que solo su *temperatura efectiva* para poder reconstruir su espectro. Es así que para conocer el espectro continuo de una estrella se realizan observaciones fotométricas, donde se integra el flujo que llega a la Tierra en un rango determinado de frecuencias y se calcula la magnitud correspondiente según la Ec. 2.1.

Existen numerosos sistemas fotométricos definidos mediante las bandas espectrales ( $\Delta\lambda$ ) y las longitudes de onda efectivas ( $\lambda_{ef}$ ) que utilizan para un conjunto particular de filtros. Un ejemplo de eso es el *sistema de Johnson* o UBVRI, que es uno de los sistemas de banda ancha más utilizados en la actualidad y se muestra en la Tabla 2.1.

Color	Nombre	$\lambda_{ef}$	$\Delta\lambda$
U	Ultravioleta	3600 Å	690 Å
B	Azul	4500 Å	960 Å
V	Visible	5550 Å	900 Å
R	Rojo	6400 Å	1600 Å
I	Infrarrojo	8000 Å	1500 Å

Tabla 2.1: Sistema de Johnson o Sistema UBVRI. En esta tabla se lista el nombre del filtro, la longitud de onda central ( $\lambda_{ef}$ ) y su ancho de banda ( $\Delta\lambda$ ).

Usualmente, la determinación de temperaturas efectivas mediante fotometría UBVRI consiste simplemente en determinar el índice ( $B - V$ ) y corregir dicho parámetro por el efecto de enrojecimiento interestelar, dado que este parámetro es una buena aproximación para la temperatura efectiva de una estrella.

El índice de color ( $B - V$ ) es una función de la temperatura superficial de la estrella. Esta afirmación puede probarse en forma sencilla aceptando que las estrellas se comportan como cuerpos negros, como ya se comentó anteriormente. Para estos objetos son válidas las leyes del desplazamiento de Wien, en particular su primera ley:



$$\lambda_{max}T = cte \quad (2.7)$$

la cual establece una relación inversamente proporcional entre la longitud de onda, para la cual el flujo de radiación es máximo, y la temperatura del cuerpo negro. De esta forma, los índices de color ( $B - V$ ) serán negativos para las estrellas más calientes y azules, mientras que será positivo para las estrellas más frías y rojas, como el Sol, las cuales serán el objeto de estudio de este trabajo.

Las estrellas de hasta aproximadamente la novena magnitud se enumeraron en el famoso Catálogo Henry Draper, publicado entre 1918 y 1924 (Cannon and Pickering, 1993). Este proporciona las coordenadas celestes y la clasificación espectroscópica de unas 225.000 estrellas. Una estrella incluida en este catálogo se indica con *HD* seguido de su número de listado.

Es de este extenso catálogo que luego surge clasificación de estrellas O, B, A, F, G, K y M, las cuales forman parte de la llamada *Secuencia de Harvard*, según su tipología espectral. En esta clasificación se utilizan las líneas espectrales y se distinguen las estrellas según su espectro luminoso y temperatura efectiva. En la Tabla 2.3 se ordena la clasificación de mayor a menor temperatura.

De igual forma, se puede realizar una clasificación según la clase de luminosidad de cada estrella. Esta constituye un parámetro que está relacionado con las intensidades relativas de aquellas líneas sensibles a la presión electrónica y, por consiguiente, a la luminosidad estelar. En la Tabla 2.2 se ordena esta clasificación de mayor a menor brillo. Así, la identificación estelar actual combina ambas clasificaciones para determinar el tipo y la clase espectral de una dada estrella.

Clase	Tamaño de la estrella
Ia	Supergigantes más brillantes
Ib	Supergigantes menos brillantes
II	Gigantes más brillantes
III	Gigantes
IV	Subgigantes
V	Enanas
VI	Subenanas
VII	Enanas blancas

Tabla 2.2: Clasificación de luminosidad.

Tipo espectral	Color	$(B - V)$	$T_{ef}$ [K]	Características
O	Azul	<-0.3	>25000	En general se advierten pocas líneas espectrales y débiles, siendo las más nítidas las líneas de H I (serie de Balmer). Sus principales líneas espectrales son: He II, O II, C III, N III, Si IV.
B	Blanco azulado	-0.3 - 0.0	25000 - 11000	No se advierten líneas del He II en sus espectros, pero si de He I. Las líneas del H aumentan notoriamente en intensidad. Otras líneas presentes: C II, Si II y Mg II.
A	Blancas	0.0 - 0.3	11000 - 7500	No se observan líneas del He y las líneas de H I alcanzan el máximo de intensidad. El número de líneas ha aumentado y se comienzan a advertir, aunque levemente, líneas correspondientes a algunos metales ionizados.
F	Blanco Amarillas	0.3 - 0.6	7500 - 6000	Notable aumento de las líneas espectrales, sin embargo las líneas de H I disminuyen su intensidad, mientras que las líneas correspondientes a los metales aumentan.
G	Amarillas	0.6 - 0.8	6000 - 5000	La intensidad de las líneas de los metales neutros aumenta notablemente mientras que la intensidad de las líneas del H continúa disminuyendo.
K	Naranjas	0.8 - 1.4	5000 - 3500	Ya son prácticamente invisibles las líneas del H, debido a la gran cantidad de bandas moleculares de absorción, por lo que dominan las líneas de los metales, llegando las líneas de Ca II a su máximo.
M	Rojas	>1.4	<3500	Líneas correspondientes a metales neutros y a bandas moleculares, especialmente TiO. Intensas líneas de Ca II.

Tabla 2.3: Clasificación estándar de las estrellas.

### 2.1.3. Diagrama H-R

El gráfico de la Fig. 2.1 se conoce como diagrama de Hertzsprung-Russell o diagrama H-R, abreviando. Hertzsprung y Russell (Russell, 1914) graficaron la distribución de las estrellas, a partir de la luminosidad, magnitud absoluta, temperatura efectiva y el tipo espectral. Este diagrama permite determinar la edad y el estado evolutivo de una estrella.

En la Sección 2.1.1 se explica cómo se determina la magnitud absoluta  $M_p$ , necesaria para el armado del Diagrama H-R. Esta magnitud posee una escala que se extiende desde -10 a +15, que corres-

ponde a una extensión en un factor de  $10^{10}$  en luminosidad (de  $10^{-4}$  a  $10^6$ ). La temperatura efectiva se extiende en un rango de 30000 K a 2500 K, mientras que el radio estelar varía ampliamente a lo largo del diagrama, desde *supergigantes* a *enanas*.

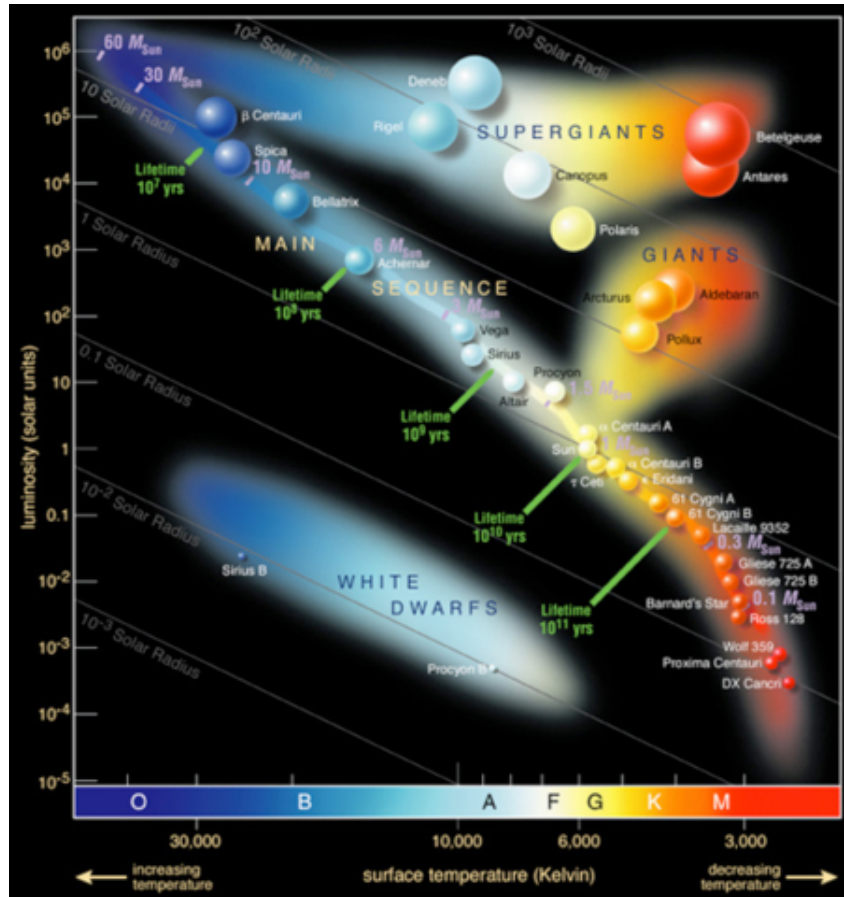


Figura 2.1: Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR). Gráfico de luminosidad en función de la temperatura efectiva  $T_{ef}$  [K]. La *secuencia principal*, construida por *enanas*, se extiende por las distintas clases espectrales, en ella se localiza el Sol. Por encima de esta rama se localizan las *gigantes* y *supergigantes*, las cuales poseen radios del orden de  $10 R_{\odot}$  y  $100 R_{\odot}$ , respectivamente. En la parte inferior de la secuencia principal se localizan las *enanas blancas*, menos luminosas pero mucho más densas que el Sol.<sup>2</sup>

En este diagrama la mayoría de las estrellas pueblan una estrecha banda, denominada *secuencia principal* (o *rama de las enanas*), que se extiende en diagonal desde las estrellas luminosas O y B hasta las estrellas intrínsecamente débiles de tipos espectrales K y M. Aproximadamente el 90% de las estrellas se ubican en esta banda y todas pertenecen a la clase de luminosidad V. Las estrellas pasan la mayor parte de su vida en esta región cuya fuente de energía es básicamente la combustión de hidrógeno. En la parte superior derecha del diagrama, partiendo desde  $10^2 L_{\odot}$  y las estrellas K, se ubica la rama de las *gigantes*. Es evidente que las estrellas gigantes tienen una luminosidad mucho mayor que las enanas de la secuencia principal con el mismo tipo espectral. Dado que a iguales temperaturas efectivas, la diferencia de luminosidad sólo puede deberse a diferencias de los radios estelares, por la ley de Stefan-Boltzmann enunciada en la Ec. 2.6, las denominaciones de enanas y gigantes

<sup>2</sup> Imágen extraída del sitio web de Chandra Ray Observatory (NASA): [https://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar\\_ev/story/index3.html](https://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar_ev/story/index3.html)

resultan apropiadas. Por encima de la región de las gigantes, se encuentran los objetos más brillantes y de mayor radio del diagrama, las estrellas denominadas *supergigantes*. Por último, en la región inferior izquierda del diagrama HR se ubican algunas estrellas de alta temperatura y baja luminosidad, denominadas *enanas blancas*.

## 2.2. El Sol, una estrella conocida

El Sol es la estrella más cercana a la Tierra y por lo tanto la más estudiada. Es una estrella enana de clase G2, que en su actual etapa evolutiva se encuentra en la secuencia principal del diagrama H-R. En la Tabla 2.4 se encuentran resumidos sus principales parámetros.

Masa ( $M_{\odot}$ )	$1.989 \times 10^{33}$ g
Radio ( $R_{\odot}$ )	$\sim 6.96 \times 10^{10}$ cm
Luminosidad ( $L_{\odot}$ )	$3.8 \times 10^{33}$ erg s <sup>-1</sup>
Temperatura efectiva ( $T_{ef}$ )	5785 K
Distancia ( $d_{\odot}$ )	$1.49 \times 10^{13}$ cm
Color ( $B - V$ ) <sub>⊙</sub>	0.66
Magnitud visual aparente ( $m_v^{\odot}$ )	-26.75
Magnitud visual absoluta ( $M_v^{\odot}$ )	4.82
Magnitud bolométrica aparente ( $m_{bol}^{\odot}$ )	-26.83
Gravedad superficial ( $g_{\odot}$ )	$27300$ cm s <sup>-2</sup>

Tabla 2.4: Principales parámetros del Sol.

A fin de poder realizar un estudio sobre el Sol, se establecen dos zonas bien diferenciadas, el interior y la atmósfera solar, como se observa en la Fig. 2.2. El interior solar consta de tres secciones identificadas como:

- **El núcleo:** Región central donde las reacciones nucleares consumen hidrógeno para sintetizar helio. Estas reacciones liberan la energía que finalmente sale de la superficie en forma de radiación electromagnética. No supera los  $0.2 R_{\odot}$ .
- **La zona radiativa:** Se extiende desde el borde exterior del núcleo hasta la base de la zona de convección (de  $0.2 R_{\odot}$  a  $0.7 R_{\odot}$ ), y se caracteriza por el método de transporte de energía–radiación.
- **La zona de convección:** Corresponde a la capa más externa del interior solar que se extiende desde una profundidad de unos 200000 km ( $0.7 R_{\odot}$ ) hasta la superficie visible donde los movimientos del plasma se evidencian como gránulos y supergránulos.

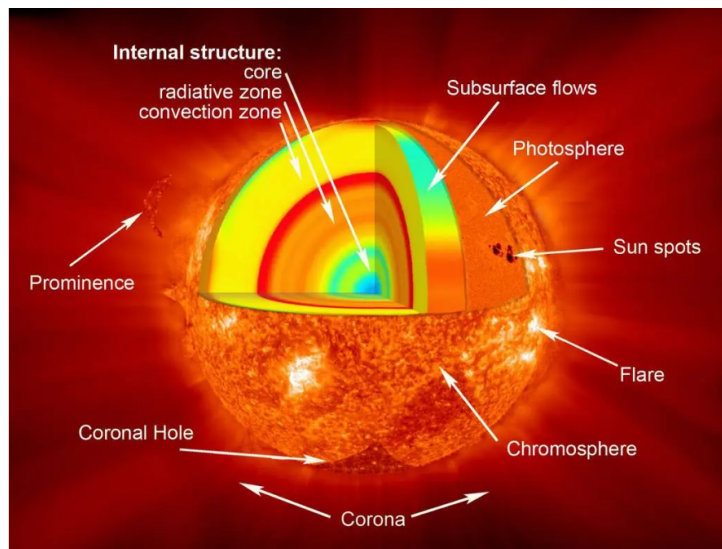


Figura 2.2: Diagrama de las distintas capas de la atmósfera solar.<sup>3</sup>

Las capas más externas del Sol constituyen la atmósfera solar, que se caracteriza por ser transparente a la radiación electromagnética. La atmósfera solar está formada por:

- **La Fotosfera:** Corresponde a la superficie visible del Sol, extendiéndose sobre la zona convectiva con un espesor de 300 km a 500 km, con una temperatura que desciende al aumentar la altura desde los 8000 K en su interior a 5000 K en el exterior.
- **La Cromósfera:** Es una capa irregular sobre la fotosfera donde la temperatura aumenta de 5000 K a aproximadamente 10000 K. Posee un espesor de 500 km a 1000 km.
- **Región de transición:** Es una capa delgada de aproximadamente 300 km y muy irregular que separa la corona caliente de la cromósfera mucho más fría. En esta zona la temperatura crece abruptamente mientras que la densidad decrece.
- **La Corona:** La atmósfera exterior del Sol, corresponde a la zona más extensa de la atmósfera solar, llegando a abarcar varios radios solares, con temperaturas que alcanzan  $10^6$  K.

En la Fig. 2.3, se muestra un modelo de la variación de la temperatura con la altura de la atmósfera solar en equilibrio hidrostático, referenciando las temperaturas que se mencionan en las distintas capas de la atmósfera solar. Más allá de la corona está el viento solar, que en realidad es un flujo de gas coronal hacia afuera. Los campos magnéticos del Sol emergen de la zona convectiva y a través de la fotosfera hacia la cromósfera y la corona. Las erupciones provocan actividad solar, que incluye fenómenos como manchas solares, fulguraciones, protuberancias y eyecciones de masa coronal.

<sup>3</sup>Imágen extraída del sitio web NASA: <https://www.nasa.gov/image-article/sun/>

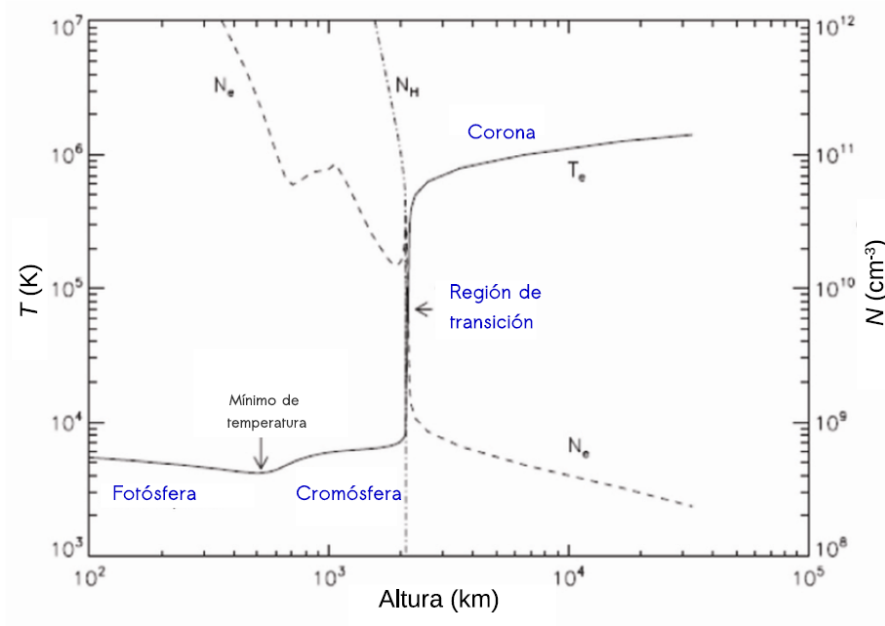


Figura 2.3: Perfil de temperatura y densidad de una atmósfera solar estratificada 1D, en función de la altura (Aschwanden, 2004).

### 2.3. Estrellas del tipo solar

Las estrellas similares al Sol se han transformado en un centro de atención para la física solar, ya que, a partir del estudio de las mismas, se puede inferir comparativamente la evolución del Sol en función de ciertos parámetros, como la masa, la edad, la temperatura y la clase espectral. De hecho, una manera de estimar la variación de la “constante solar” en una amplia escala temporal es observar otras estrellas de tipo solar para ver si muestran variaciones comparables a la del Sol, o si su radiación presenta cambios de mayor amplitud.

Las estrellas parecidas al Sol se definen como estrellas que comparten con el Sol un sector de su espectro UV (de 3640 Å a 4100 Å) y no necesariamente son estrellas de tipo espectral G2 (Hardorp, 1978). Las estrellas similares al Sol se dividen en estrellas de tipo solar, análogas solares y gemelas solares según Cayrel de Strobel (1996). Las estrellas de tipo solar son aquellas que tienen una masa similar a la del Sol, que se encuentran en su misma etapa evolutiva. Esto implica que estas estrellas tienen una estructura física similar a la solar, y que la presencia de una envoltura convectiva es especialmente importante, pero sin una convección totalmente dominante, como se encuentra en las enanas M, por ejemplo. La convección y su interacción con la rotación son fundamentales para la aparición de fenómenos que asociamos con la actividad magnética solar. En estas estrellas, el color ( $B-V$ ) debe oscilar entre 0.5 y 1, correspondiendo a aquellas de clase espectral F8V a K2V (Soderblom and King, 1998). Estas estrellas son el objeto de estudio de este trabajo como por ejemplo HD43587 y HD26965 (Mittag et al., 2023).

En segundo lugar, las análogas solares corresponden a un subconjunto de estrellas de tipo solar

que se sabe que tienen propiedades muy cercanas a las del Sol. Esta categoría pretende incluir estrellas que tienen el potencial de ser gemelas solares, pero aún no se conoce lo suficiente. Poseen temperatura que difieren de la del Sol en  $\sim 500$  K. Su metalicidad entra dentro de un factor de dos de la solar. Para este grupo, se permite cualquier cinemática y cualquier edad siempre que la estrella siga quemando hidrógeno. Un ejemplo de estas estrellas son HD30774 y HD202628 (Datson et al., 2015)

Por último, se encuentran los gemelos solares que deberían ser indistinguibles del Sol. Esto significa que sus temperaturas no pueden diferir de la del Sol más de  $\sim 10$  K, su metalicidad se puede apartar  $\sim 0.05$  dex y su edad debe estar dentro de  $\sim 1$  Gyr, por lo que el estado evolutivo es comparable. En la actualidad se conocen pocas estrellas de este tipo, como por ejemplo HD98618 y HD146233 (Meléndez et al., 2006).

Las estrellas y los planetas se forman a partir de la misma nube natal y los dos procesos ocurren en escalas de tiempo similares, por lo que se espera que surja una conexión natural entre estrellas y planetas en estas primeras etapas. Como el proceso de formación de planetas y las últimas etapas de formación de estrellas son contemporáneos, las marcas químicas de la formación de planetas pueden quedar impresas en las zonas exteriores de las estrellas, porque el gas acumulado tarde podría agotarse en algunos elementos químicos mediante el secuestro de los diferentes elementos necesarios para formar planetas (Meléndez et al., 2015). De esta manera, el estudio de estrellas de tipo solar se vuelve relevante para el estudio y detección de planetas extrasolares, la evolución de los sistemas planetarios y su habitabilidad. La Tierra es la prueba viviente de que estrellas como nuestro Sol pueden albergar planetas habitables. Por lo tanto, los tipos de estrellas mencionados pueden ser los mejores objetivos para misiones espaciales que investigan planetas similares a la Tierra, en busca de signos de productos químicos que solo se producen cuando hay vida presente (biomarcadores).

## Capítulo 3

# Actividad estelar

La actividad estelar es un fenómeno que se presenta en estrellas cuyos interiores poseen capas exteriores convectivas, como el Sol. Los fenómenos relacionados con la actividad se manifiesta en la emisión de radiación electromagnética en diferentes longitudes de onda, desde rayos X hasta ondas de radio. Esta actividad es causada por la presencia de campos magnéticos en la estrella, que interactúan con el plasma en la atmósfera estelar y generan una variedad de fenómenos, como manchas, fulguraciones y eyecciones de masa coronal.

A lo largo de este capítulo se mostrarán las características generales de los fenómenos activos que se observan en el Sol y las estrellas de tipo solar y se realizará una breve descripción de los indicadores de actividad estelar.

### 3.1. Actividad Solar

La actividad magnética solar es causada por la interacción del campo magnético que emerge del interior solar con el plasma en la atmósfera solar. Las regiones del Sol asociadas a la actividad magnética se denominan regiones activas y son lugares de formación de las llamadas *manchas solares*, entre otros fenómenos.

#### 3.1.1. Fenómenos transitorios

Las *manchas solares* corresponden a concentraciones de campos magnéticos intensos (de 1 a 3 kG) sobre la primer capa visible de la atmósfera solar, la fotosfera (ver Fig. 3.1). Estas se componen de un centro oscuro, *umbra*, y un contorno más brillante (aunque oscuro en relación al resto de la fotosfera), *penumbra*, rodeados de una zona granulada que no posee campo magnético. La *umbra* se define como el sector donde se haya la mayor concentración de campo magnético que impide la transferencia de calor por convección, mientras que la *penumbra* se compone por filamentos oscuros que se extienden radialmente conjuntamente con el campo magnético, generando una zona más caliente que el centro de la mancha.



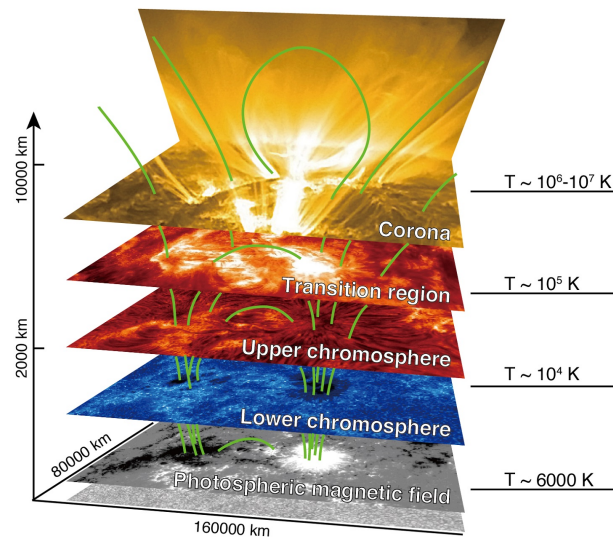


Figura 3.1: Atmósfera solar. Composición de imágenes simultáneas de regiones activas observadas a diferentes alturas de la atmósfera solar.<sup>1</sup>

Las manchas solares pueden variar en tamaño desde unos 1000 kilómetros hasta 50000 kilómetros de diámetro. A menudo, aparecen en grupos (de 2 a 20 manchas), siempre de a pares y con polaridades opuestas. Pueden durar desde unos pocos días hasta varias semanas antes de desvanecerse. En esta capa también pueden localizarse fenómenos activos como las *fáculas*, las cuales se extienden en el entorno de las manchas solares. Estas se distinguen de las manchas ya que son brillantes en el espectro continuo.

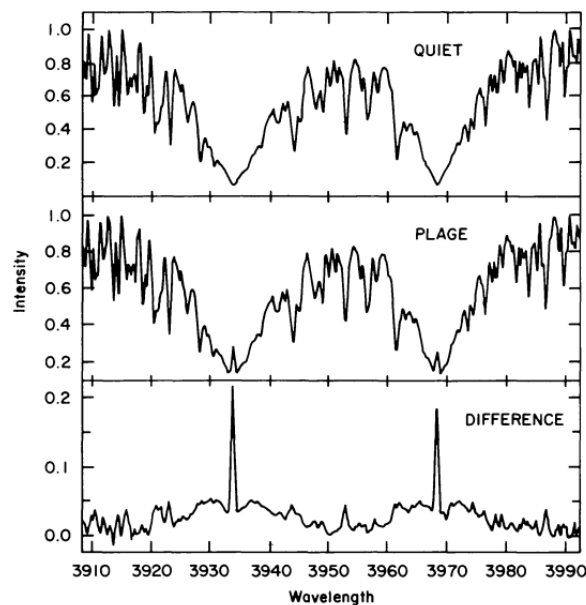


Figura 3.2: Líneas de Ca II K (izquierda) y H (derecha) para el Sol tranquilo, el Sol con *plages* y su diferencia. Esta comparación deja en evidencia que la variabilidad del flujo de las líneas de Ca II se correlaciona muy bien con los cambios en el número de manchas, por lo cual estas suelen ser indicadores de actividad solar (Labonte, 1986).

Asociadas a las manchas solares, se encuentran las regiones brillantes en las líneas cromosféricas

<sup>1</sup>Imagen extraída del sitio web de NAOJ/JAXA (NASA): <https://solar-c.nao.ac.jp/en/science.html>

y en el UV, denominadas *plages*. Las *plages* perturban la estructura de la cromósfera estelar. Particularmente, los núcleos de emisión de las líneas Ca II K y H son el indicador más sensible de perturbaciones magnéticas en el espectro visible, por lo que se utilizan comúnmente para caracterizar la actividad magnética en el Sol y en otras estrellas. En la Fig. 3.2 se puede observar la diferencia entre el Sol “tranquilo” y el Sol en presencia de *plages*, en los perfiles de las líneas K (izquierda) y H (derecha).

Sumada a esta actividad, se encuentran fenómenos de una escala temporal menor (de minutos a horas) como lo son las fulguraciones (*flares*) y las eyecciones corales de masa (*ECMs*). Las fulguraciones solares son liberaciones violentas de energía. En pocos minutos pueden cubrir el equivalente a  $10^{33}$  erg, calientan la corona solar a varias decenas de millones de grados y emiten partículas energéticas al medio interplanetario. Los *flares* aparecen en regiones donde la configuración del campo magnético varía bruscamente debido al surgimiento de nuevas estructuras o a causa de grandes movimientos fotosféricos. El campo magnético logra adecuarse a estos cambios de forma lenta, por lo que las líneas de campo se “retuercen” y se generan grandes gradientes, hasta llegar a valores de energía muy altos almacenados en estas estructuras. A partir de un proceso de reconexión magnética, las líneas de campo cambian bruscamente su configuración a una de menor energía, liberando la energía almacenada. Este proceso sólo tarda unos pocos minutos y sucede en áreas de unos  $10^8$  km<sup>2</sup>.

Por otro lado, las eyecciones corales de masa son los eventos más energéticos de todo el sistema solar. Tanto el campo magnético como el plasma son expulsados del Sol al medio interplanetario a velocidades de entre 100 y 2000 km s<sup>-1</sup>. Se eyectan aproximadamente  $10^{13}$  kg de material. Estas *ECMs*, en algunas oportunidades se encuentran acompañadas de fulguraciones o erupciones de protuberancias.

### 3.1.2. Ciclo Solar

El ciclo de las manchas solares es posiblemente la manifestación más conocida del ciclo magnético solar. En el año 1843 Samuel H. Schwabe observa una variación cíclica del número de manchas solares con un período de 11 años aproximadamente. Incluso antes de que se supiera que las manchas solares son regiones de fuertes campos magnéticos, se reportó que el número de manchas en la superficie solar aumenta y disminuye de forma cíclica.

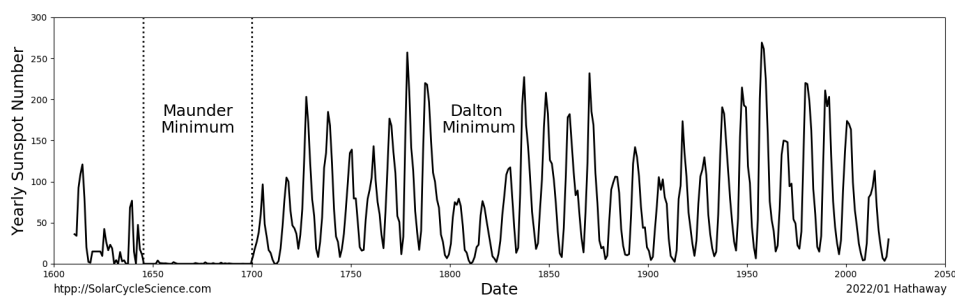


Figura 3.3: Número promedio anual de manchas solares desde 1600 hasta el presente. <sup>2</sup>

En la Fig. 3.3 se presenta el número de manchas desde 1610 hasta la actualidad. Observando esta figura podemos distinguir que desde 1645 hasta 1715 existe un mínimo de actividad, denominado *mínimo de Maunder*. Se observa un segundo mínimo, ya no tan pronunciado, llamado *mínimo de Dalton* de 1730 a 1890. Por otro lado, el incremento en el número de manchas es levemente asimétrico a lo largo del ciclo, es decir, que este valor crece más rápidamente de mínimo a máximo de lo que decae. Por último, el ciclo solar de 11 años presenta variaciones a largo plazo. Esto se conoce como el ciclo de Gleissberg, una envolvente con un período de 80 a 90 años.

Hay una fase del ciclo en la que no se ven muchas manchas solares. Luego, las manchas solares comienzan a aparecer alrededor de los 40° de latitud. A medida que pasa el tiempo, las manchas solares más nuevas tienden a aparecer en latitudes cada vez más bajas. Esto se ve claramente en el llamado diagrama de mariposa introducido por primera vez por Maunder en 1904 (Choudhuri, 1998). La Fig. 3.4 muestra un diagrama de mariposa en el que el eje horizontal es el tiempo, mientras que el eje vertical corresponde al seno de la latitud (imagen superior) y al área de las manchas (imagen inferior).

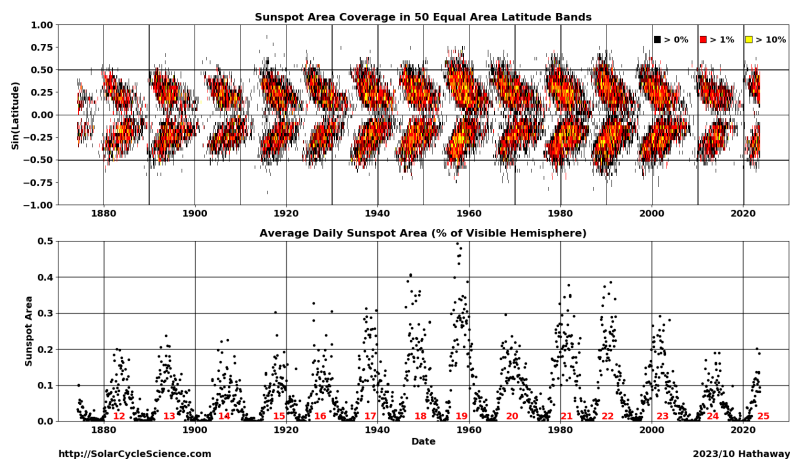


Figura 3.4: Diagrama mariposa que ilustra cómo se distribuyen las manchas solares y el flujo magnético en el Sol y cómo cambian, en función del tiempo.<sup>2</sup>

El patrón de mariposa resulta del desplazamiento hacia el ecuador de las zonas de latitud donde se ven las manchas solares. Al final, sólo se encuentran muy pocas manchas solares cerca del ecuador. Luego, el siguiente ciclo comienza con la reaparición de manchas solares alrededor de los 40° de latitud. Se entiende que las polaridades de las manchas solares bipolares se invierten de un ciclo de 11 años al siguiente. Esto implica, por tanto, que el período del ciclo solar magnético es en realidad de 22 años.

### 3.1.3. Dínamo Solar

La *teoría de dínamo* es la teoría básica basada en las ecuaciones magnetohidrodinámica (MHD) que intenta explicar cómo se generan los campos magnéticos en los sistemas astrofísicos, particu-

<sup>2</sup>Imagen extraída del sitio web de Solar Cycle Science: <http://www.solarcyclescience.com/solarcycle.html>

larmente en el Sol. Esta teoría es la más aceptada para interpretar la generación e intensificación del campo magnético medio y específicamente el ciclo solar.

En 1955, Parker propone un modelo a fin de poder explicar cómo se genera y sostiene el campo magnético dipolar terrestre (Parker, 1955). Este modelo es la base del dínamo solar, donde la dinámica del plasma está acoplada a la evolución del campo magnético.

En particular en el Sol, el ecuador rota un 20% más rápido que en los polos. Dado que el campo magnético se encuentra *congelado* al plasma, eso genera que las líneas de campo magnético poloidal (Fig. 3.5a) sean arrastradas y tensionadas por este gradiente de velocidades, formando un campo magnético toroidal, como se observa en las Fig. 3.5b y 3.5c. Este proceso se denomina efecto omega ( $\Omega$ ). Las Fig. 3.5d y 3.5e muestran que las líneas de campo toroidal han sido torcidas por movimientos turbulentos helicoidales de tal manera que sus proyecciones en el plano meridional son bucles magnéticos, en palabras más simples, la tensión y torsión de las líneas de campo produce la formación de "rulos" que emergen a la superficie. Este proceso se denomina efecto ( $\alpha$ ). Por último, varios de estos bucles magnéticos producidos por los movimientos turbulentos helicoidales se muestran proyectados en el plano meridional en la Fig. 3.5f, cerrando la primera mitad del ciclo magnético con un nuevo campo poloidal con polaridad opuesta al inicial (Fig. 3.5g).

Por otro lado, en la Fig. 3.5h se observa el mecanismo de Babcock-Leighton, que a diferencia del efecto  $\alpha$  opera en la superficie solar. Los tubos de flujo toroidales emergen ascendiendo hacia la superficie solar, dando lugar a la formación de manchas solares (Babcock, 1961; Leighton, 1969). Luego, en la Fig. 3.5i el campo de las regiones de manchas se difunde y se reconecta con los correspondientes de cada hemisferio y con los campos polares. El flujo poloidal resultante es advectivo por circulación meridional hacia los polos (Fig. 3.5j), generando el campo poloidal final a gran escala en la Fig. 3.5g.

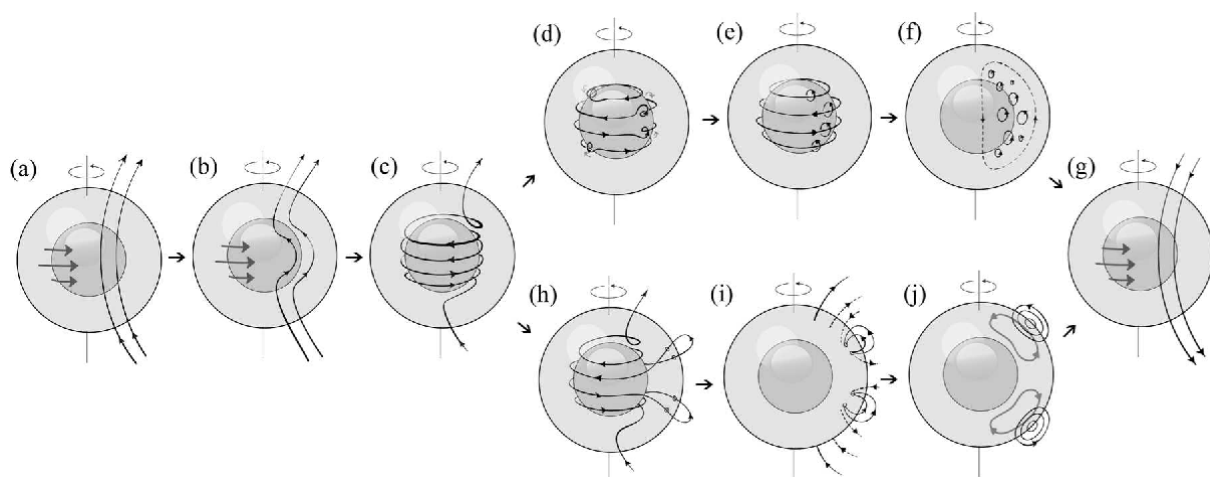


Figura 3.5: Esquema representativo de los principales procesos que se cree que ocurren durante el ciclo solar.

Cabe destacar que esta es una explicación muy sencilla y básica del dínamo solar. Modelos más complejos pueden encontrarse en Käpylä et al. (2023)

## 3.2. Actividad estelar

Al igual que en el Sol, una amplia variedad de fenómenos magnéticos pueden observarse en las atmósferas estelares, desde rayos X a ondas submilimétricas. Dichos fenómenos suelen denominarse en conjunto como *actividad estelar* y son el resultado tanto de la evolución temporal del campo magnético y el flujo de masa, como así también de la transferencia de radiación a través de la compleja topología magnética. Dado que las estructuras magnéticas en las atmósferas estelares son fenómenos dinámicos, la actividad estelar está ligada a la variabilidad temporal. Se cree que la actividad magnética superficial en otras estrellas de la secuencia principal se encuentra relacionada con la edad y la rotación diferencial de las mismas. Estrellas jóvenes con rotación alta muestran gran actividad magnética, mientras que estrellas de edad media como el Sol, con una menor rotación muestran una baja actividad magnética (Piddington, 1983).

Para estudiar la actividad de una estrella se suele observar las líneas espectrales que presentan una gran variación ante la presencia de un fenómeno activo. En particular, la intensidad de la emisión de las líneas espectrales de Ca II K (3933.66 Å) y H (3968.47 Å) aumenta con la fracción de calentamiento cromosférico no térmico que se puede producir, por ejemplo, por inhomogeneidades magnéticas locales, por lo que constituye un indicador espectroscópico útil para medir la intensidad y el área cubierta por los campos magnéticos.

### 3.2.1. Índice de Mount Wilson

En la actualidad, se sabe que existen estrellas con campos magnéticos más intensos que el campo solar. Los estudios sistemáticos de la variabilidad estelar comenzaron en 1966 con el conocido Proyecto *HK* en el observatorio Mount Wilson (California, USA), dedicado casi exclusivamente a monitorear la actividad de un conjunto de estrellas de tipo solar. El proyecto iniciado en el Observatorio Mount Wilson operó hasta el año 2003. Durante casi tres décadas, el proyecto se ocupó de medir el flujo en dos bandas centradas en las líneas K y H del Ca II, y dos bandas de referencia en el continuo cercano. En 1978, se construyó el *índice S* (Vaughan et al., 1978), el mismo está definido como el cociente entre el flujo de las líneas de Ca II K y H y el flujo de dos bandas de continuo cercano. Este índice se convirtió en una medida estándar del nivel de actividad de la estrella y suele llamarse *índice de Mount Wilson*. Se calcula mediante la expresión de la Ec. 3.1.

$$S = \alpha \frac{N_H + N_K}{N_R + N_V} \quad (3.1)$$

donde  $N_H$  y  $N_K$  representan el número de cuentas en los canales H y K, respectivamente, integradas con un perfil triangular de 1.09 Å de FWHM, mientras  $N_R$  y  $N_V$  representan el número de cuentas asociados al continuo cercano, integradas con un perfil cuadrado de 20 Å de FWHM, centradas entre

3901 y 4001 Å, con  $\alpha$  una constante. El Proyecto HK obtuvo mediciones del índice  $S$  de 2200 estrellas dF a dK durante más de tres décadas. Del análisis de estos datos se obtuvo que un 60% de las estrellas observadas muestran un nivel medio de actividad y un comportamiento cíclico como el del Sol, con períodos de entre 3 y 30 años (Baliunas et al., 1995). Hoy en día se sabe que el período de esos ciclos puede incluso variar en el tiempo. Las observaciones del Proyecto HK permitieron concluir que el nivel de actividad está relacionado con la edad de la estrella (Soderblom et al., 1991). Los campos magnéticos responsables de la actividad son creados por el dínamo estelar como resultado de la interacción entre la convección y la rotación (e.j. Lorente and Montesinos 2005). A medida que la estrella envejece y pierde momento angular a través del viento estelar, su velocidad de rotación disminuye y el dínamo se torna menos eficiente, así el nivel de actividad decrece con la edad.

### 3.2.2. Ciclos estelares

Uno de los primeros estudios en variabilidad de largo plazo de los flujos de las líneas de Ca II fue realizado por Baliunas et al. (1995), utilizando mediciones de índice  $S$  del observatorio Mount Wilson. Del análisis de estos datos, encontraron que alrededor de un 60% de las estrellas de la muestra presentaban un nivel medio de actividad con ciclos similares al del Sol y con una periodicidad que variaba entre 3 y 30 años, como se mencionó en la sección anterior. Otro 25% de las estrellas observadas presentan grandes niveles de actividad magnética con variaciones erráticas sin una periodicidad observable. Son, en general, estrellas jóvenes que rotan rápidamente y son muy activas magnéticamente. Por último, el 15% restante mostraron menores niveles de emisión cromosférica, siendo constantes en el tiempo. En la Fig. 3.6, se muestran estos tres comportamientos.

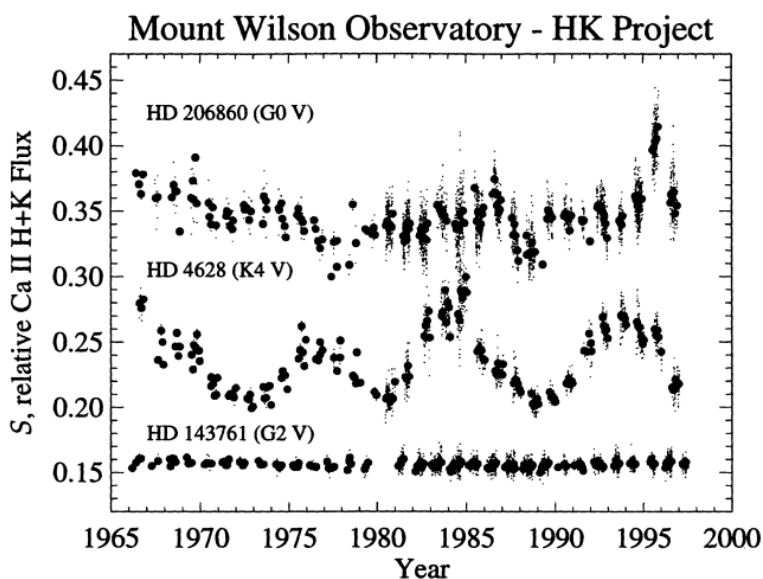


Figura 3.6: Observaciones estelares del índice  $S$  de Ca II. Las estrellas observadas son: HD 206860, la cual presenta un comportamiento variable y aleatorio, HD 4628 presenta un comportamiento cíclico con una periodicidad cercana a los 10 años, y HD 143761, que tiene un nivel constante de actividad (Baliunas et al., 1998).

### Períodos de rotación y ciclos de la actividad estelar

Con el objetivo de analizar la relación entre la actividad magnética y los parámetros estelares, [Brandenburg et al. \(1998\)](#) se centraron en estudiar una muestra de 22 estrellas F9V a K7V clasificadas como cíclicas en el Proyecto HK, donde sus período de actividad ( $P_{cyc}$ ) fuesen determinados con un alto grado de confiabilidad. En particular, analizaron la relación del período de actividad ( $P_{cyc}$ ) con el período de rotación ( $P_{rot}$ ), donde encontraron que la mayoría de los ciclos se concentraban en dos ramas lineales de pendiente positiva, las cuales hoy se conocen como la rama *activa* e *inactiva*. [Böhm-Vitense \(2007\)](#) re-analiza la relación  $P_{cyc}$ - $P_{rot}$  para un conjunto de estrellas cíclicas con períodos de actividad de alta confiabilidad, donde encuentra que efectivamente el período de actividad  $P_{cyc}$  aumenta linealmente con el  $P_{rot}$  en dos secuencias determinadas (rama activa e inactiva) como se muestra en la Fig. 3.7.

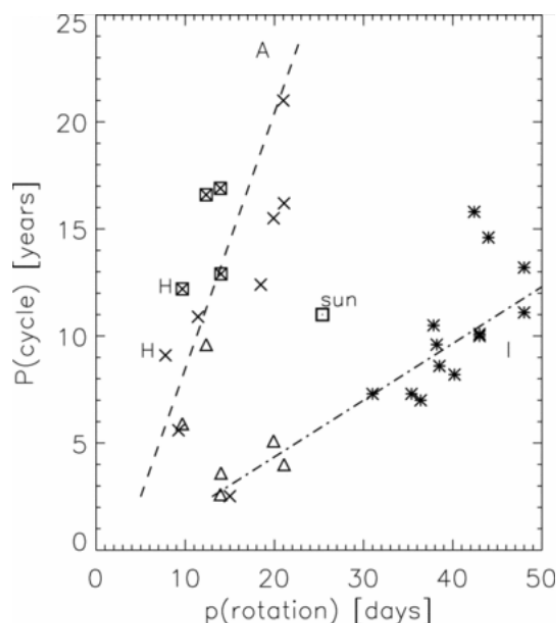


Figura 3.7: Gráfico de los períodos de ciclos de actividad,  $P_{cyc}$  (en años) en función de los períodos de rotación,  $P_{rot}$  (en días). Los datos siguen dos secuencias, la secuencia activa A (línea discontinua) y la secuencia inactiva I (línea punteada). Las cruces indican las estrellas en la secuencia A y los asteriscos indican las estrellas en la secuencia I. Los cuadrados alrededor de las cruces muestran estrellas con  $B - V < 0.62$ . Los triángulos indican períodos secundarios para algunas estrellas en la secuencia A. El período de 11 años del Sol se representa como un cuadrado con un punto dentro ([Böhm-Vitense, 2007](#)).

Este trabajo trajo dos importantes contribuciones al área de actividad magnética en estrellas frías. Por un lado, se encontró que un conjunto de 5 estrellas, F7V a K1V, con  $P_{rot} < 20$  días presentan dos ciclos de actividad que se posicionan en ambas ramas, activa e inactiva, simultáneamente. [Böhm-Vitense \(2007\)](#) propone como interpretación de este fenómeno la coexistencia de dos tipos de dinamos operando en una misma estrella: un dínamos superficial, responsable del ciclo largo y un dínamos en la tacoclina, responsable del ciclo corto. [Metcalf et al. \(2016\)](#) actualizaron la figura de [Böhm-Vitense \(2007\)](#) utilizando otra muestra de 30 estrellas diferentes (Fig. 3.8). Los autores concluyeron

que el Sol es una anomalía entre otras estrellas con períodos de rotación similares. Observaron que en particular estrellas de tipo solar con período de rotación entre 23 y 30 días parecieran no presentar signos de actividad cíclica, mientras que estrellas con períodos de rotación mayores, sólo presentan ciclos cortos. Sin embargo, sugieren que es necesario expandir las observaciones para este rango de períodos de rotación, para confirmar este resultado. Finalmente, sugieren que la actividad magnética solar se encuentra en transición y que el dínamo solar  $\alpha - \Omega$  podría estar evolucionando hacia un dínamo  $\alpha^2$ .

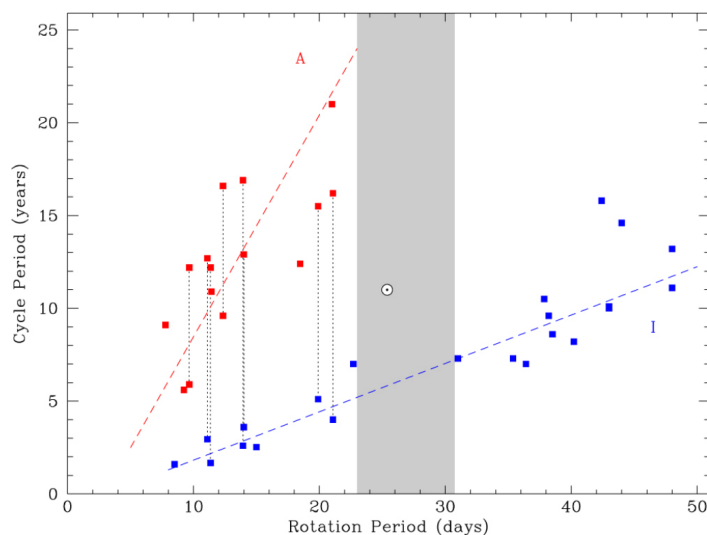


Figura 3.8: Gráfico de los períodos de ciclos de actividad,  $P_{cyc}$  (en años) en función de los períodos de rotación,  $P_{rot}$  (en días). En rojo las estrellas pertenecientes a la rama activa (A) y en azul las de la rama inactiva (I). Las líneas punteadas que unen los puntos corresponden a períodos de la misma estrella, en gris, la zona donde no se reportaron ciclos (Metcalf et al., 2016).



## Capítulo 4

# Observaciones

Los resultados de este trabajo se basaron en observaciones propias tomadas en el marco del Proyecto  $HK\alpha$  y observaciones de la base de European Southern Observatory (ESO)<sup>1</sup> tomadas con los espectrógrafos FEROS (*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph*) y HARPS (*High Accuracy Radial velocity Planet Searcher*). En este capítulo se detallarán las características principales de estos programas observacionales.

### 4.1. Proyecto $HK\alpha$

Con el objetivo de extender el estudio de la variabilidad y periodicidad estelar al final de la secuencia principal y obtener un registro de actividad para estrellas del hemisferio sur, el grupo de Física Estelar, Exoplanetas y Astrobiología (FEEPA) del IAFE inició un proyecto observacional para realizar los estudios completos de actividad a largo plazo en estrellas de tipo solar y aún más frías (Cincunegui and Mauas, 2004). Desde 1999 el Proyecto  $HK\alpha$  se dedica a observar sistemáticamente 150 estrellas dF5 a dM5.5 con el telescopio de 2.15 m del Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO, San Juan) equipado con el espectrógrafo REOSC en dispersión cruzada (DC). De esta manera, se obtienen espectros con una resolución espectral media  $R \sim 13000$  con una alta cobertura espectral de 3800 a 6700 Å que permiten estudiar indicadores de actividad magnética a diferentes alturas de la atmósfera estelar. En la Fig. 4.1 se muestra un espectro echelle característico de CASLEO. Las observaciones se realizan de forma periódica (cada 3 meses), lo cual permite evaluar el nivel de variabilidad de cada estrella, así como determinar su periodicidad. En la actualidad se dispone de más de 6000 espectros de unas 150 estrellas entre F y M, observadas reiteradamente a lo largo de 22 años.

---

<sup>1</sup><https://archive.eso.org/cms/data-portal.html>

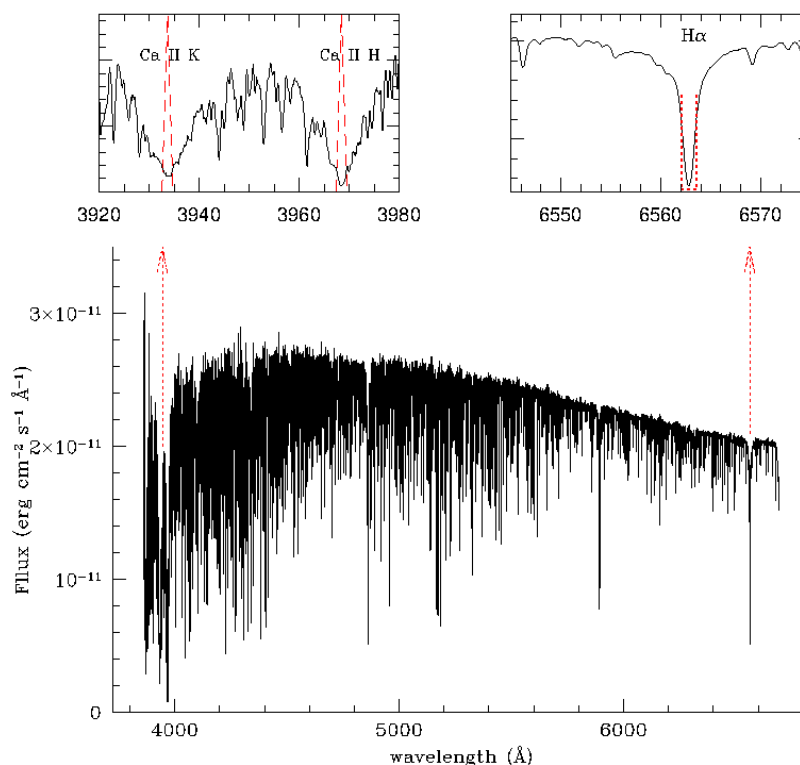


Figura 4.1: Espectro de CASLEO tomado con el espectrógrafo REOSC en configuración DC. Los cuadros superiores indican las líneas de Ca II K y H y la línea H $\alpha$ , indicadores típicos de actividad estelar.

La extensa base de datos del Proyecto HK $\alpha$  ha permitido la detección de los primeros ciclos de actividad en estrellas Ms (Buccino et al., 2011, 2014; Cincunegui et al., 2007a; Díaz et al., 2007). En el marco del Proyecto HK $\alpha$  también se han llevado a cabo diferentes estudios de actividad en estrellas de tipo solar (ej. Flores et al. 2017, 2021). Uno de los trabajos de mayor impacto fue el estudio de actividad de largo plazo de la estrella K2V  $\epsilon$  Eridani (Metcalf et al., 2013), donde se han compilado más de 45 años de mediciones del índice S, que incluyen 10 años de observaciones del Proyecto HK $\alpha$ . A partir de esta serie de datos, se detectaron dos ciclos de actividad simultáneos de 3 y 13 años y un mínimo prolongado de actividad similar al Mínimo de Maunder en el Sol. En Buccino et al. (2020) se concluye que un único dínamo es responsable de ambos ciclos de actividad, así como de la fase inactiva en  $\epsilon$  Eridani.

Las observaciones del proyecto cuentan con su propio *pipeline* de reducción que proporcionan espectros extraídos y calibrados en longitud de onda y en flujo (Cincunegui and Mauas, 2004). Este código basado en tareas estándar de IRAF, incluye sustracción de *bias*, extracción de los espectros, calibración en longitud de onda y calibración en flujo. En particular, para la calibración en flujo del espectro de alta resolución de una determinada estrella, se utiliza el espectro en dispersión simple calibrado en flujo de la misma estrella. A partir de las observaciones de septiembre del 2022, la reducción de los datos fue parte de mi trabajo de Tesis.

## 4.2. Observaciones públicas de HARPS y FEROS

Además de las observaciones del Proyecto HK $\alpha$ , se complementa esta base de datos con observaciones públicas de la base de *European Southern Observatory* (ESO) tomadas con los espectrógrafos HARPS y FEROS. La unión de observaciones provenientes de diferentes instrumentos es una práctica que ya hemos implementado exitosamente en trabajos anteriores (Flores et al., 2017; Ibañez Bustos et al., 2019a,b, 2020). De esta manera, se logra complementar y extender nuestra serie temporal del índice S. Las observaciones con estos espectrógrafos incluyen observaciones de las líneas de Ca II, con lo que se logra calcular el *índice Mount Wilson* (S) a partir de cada uno de estos espectros.

### HARPS

*High Accuracy Radial Velocity Planet Searcher* (HARPS) es un espectrógrafo echelle de banco de alta resolución que fue instalado en el 2003 en el telescopio de *European Southern Observatory* (ESO) de 3.6 m en el Observatorio La Silla, Chile (Mayor et al., 2003), realizado por un consorcio formado por el Observatoire de Genève junto con el Physikalisches Institut der Universität Bern, el Observatoire de Haute-Provence y el Service d'Aéronomie du CNRS en colaboración con ESO. El instrumento en sí está alojado en una cámara de vacío con temperatura estabilizada para limitar las desviaciones espectrales debido a las variaciones de temperatura y presión del aire, asegurando así su estabilidad. Cubre un rango de longitud de onda de 3800 Å a 6900 Å con un poder de resolución de  $R = 115000$  en 72 órdenes echelle. El potente sistema HARPS proporciona a cualquier observador espectros de alta resolución extraídos y calibrados en longitud de onda, como así también mediciones de velocidad radial (RV) con una precisión de  $1 \text{ m s}^{-1}$  (Mayor et al., 2003). En la Fig. 4.2 se muestra un espectro típico de HARPS para la estrella HD43587.

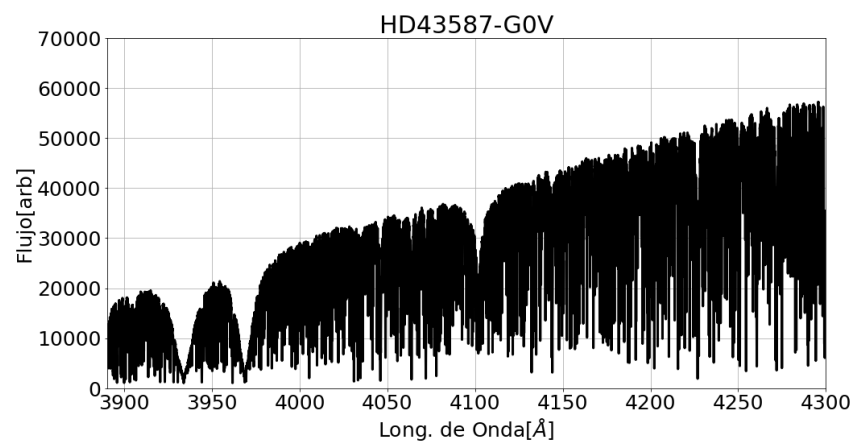


Figura 4.2: Espectro tomado con el espectrógrafo HARPS para la estrella HD43587.

### FEROS

*Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph* (FEROS) es un espectrógrafo óptico que se encuentra instalado desde el 2002 en el telescopio de 2.22 m de ESO/MPG en La Silla, Chile (Kaufer

et al., 1999) por un pequeño equipo de los observatorios de Heidelberg, Copenhagen y La Silla. FEROS está equipado con dos fibras y opera en un rango de longitudes de onda de 3600 - 9200 Å con una resolución de  $R = 48000$ . En todos estos años, FEROS permitió diversos estudios tales como la detección de exoplanetas en otras galaxias, la medición de velocidades radiales de objetos astronómicos como sistemas de exoplanetas, estrellas binarias y cúmulos de estrellas, entre otros estudios. En la Fig. 4.3 se muestra un espectro típico de FEROS para la estrella HD43587.

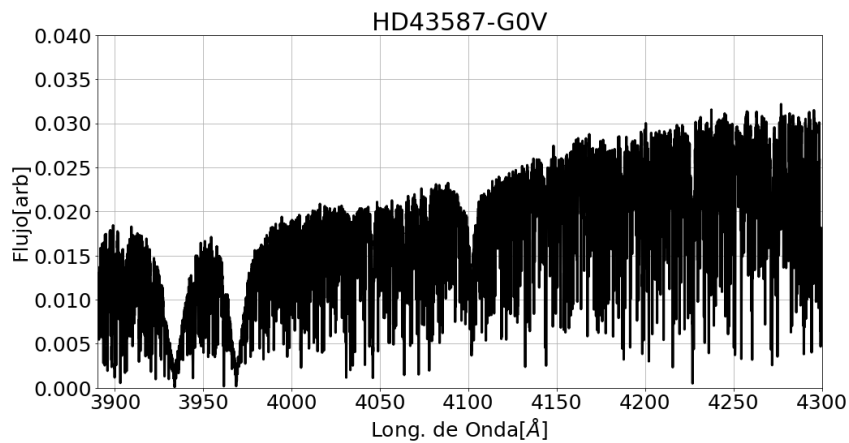


Figura 4.3: Espectro tomado con el espectrógrafo FEROS para la estrella HD43587.

## Capítulo 5

# Nuevas estrategias para el estudio de la actividad estelar desde CASLEO <sup>1</sup>

Como se mencionó en la Sección 4.1, desde el año 1999, el grupo de Física Estelar, Exoplanetas y Astrobiología del IAFE desarrolla en CASLEO el Proyecto HK $\alpha$ . De esta manera, se obtienen espectros de media resolución ( $R \sim 13000$ ) con una alta cobertura espectral de 3800 a 6700 Å que permiten estudiar indicadores de actividad magnética a diferentes alturas de la atmósfera estelar. Sin embargo, obtener estos espectros con relación  $S/N \sim 50$  en el Ca II, puede llegar a insumir hasta 100 minutos de tiempo de exposición en enanas rojas tardías.

Dado que la medición de actividad estelar se realiza primordialmente utilizando el flujo de las líneas K y H del Ca II (3933.66 y 3968.47 Å), correspondientes al extremo azul del espectro visible, en este capítulo se realiza un análisis de una nueva estrategia observacional que reduzca los tiempos de exposición. Para ello se utiliza el espectrógrafo REOSC en DS con la red de 1200 l/mm destinado sólo a observar un tramo del espectro centrado en 3800 Å. La red de 1200 l/mm es la de mayor resolución disponible en CASLEO con el espectrógrafo en dispersión simple, por eso su elección.

De esta manera, se logra calcular el *índice Mount Wilson* (índice  $S$ ), medida estándar para caracterizar la actividad estelar a partir de espectros en dispersión simple.

### 5.1. Muestra de estrellas estudiadas

Se realizaron observaciones específicas en las noches de mayo y julio del 2022 con el espectrógrafo REOSC DS con la red de 1200 l/mm, para una muestra de 35 estrellas (Tabla 5.1). En la Fig. 5.1 se muestran espectros típicos en REOSC DS y DC centrados en el Ca II.

---

<sup>1</sup>Estos resultados fueron publicados en el artículo con referato del Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía (Colombo et al., 2023)

<b>ID</b>	<b>Tipo espectral</b>	<b><math>B - V</math></b>
<b>GJ 447</b>	dM4	1.752
<b>GJ 479</b>	M3V	1.535
<b>GJ 517</b>	K5Ve	1.18
<b>GJ 551</b>	M5.5Ve	1.82
<b>GJ 803</b>	M1V	1.423
<b>GJ 845</b>	K5V	1.06
<b>HD 123732</b>	G0V	0.57
<b>HD 125781</b>	K3/4	1.51
<b>HD 139414</b>	K3/5	1.59
<b>HD 143215</b>	G1V	0.55
<b>HD 150433</b>	G5V	0.641
<b>HD 151770</b>	G3IV	1.358
<b>HD 152391</b>	G8.5V	0.76
<b>HD 156026</b>	K5V	1.16
<b>HD 157881</b>	K7V	1.305
<b>HD 158614</b>	G9-IV-V	0.72
<b>HD 160691</b>	G3IV-V	0.7
<b>HD 173560</b>	G3/5V	0.62
<b>HD 175897</b>	G5V	0.649
<b>HD 177996</b>	K1V	0.86
<b>HD 181321</b>	G2V	0.63
<b>HD 187923</b>	G0V	0.65
<b>HD 188088</b>	K3V	1.05
<b>HD 189567</b>	G2V	0.64
<b>HD 197076</b>	G5V	0.62
<b>HD 202628</b>	G5V	0.648
<b>HD 202917</b>	G7V	0.65
<b>HD 202996</b>	G0V	0.6
<b>HD 203019</b>	G7V	0.68
<b>HD 203244</b>	G5V	0.73
<b>HD 206860</b>	G0V	0.588
<b>HD 210918</b>	G2V	0.65
<b>HD 212330</b>	G2IV-V	0.65
<b>HD 213240</b>	G0/1V	0.61
<b>HD 215768</b>	G0V	0.59

Tabla 5.1: Lista de las estrellas de la muestra estudiada y sus parámetros principales.

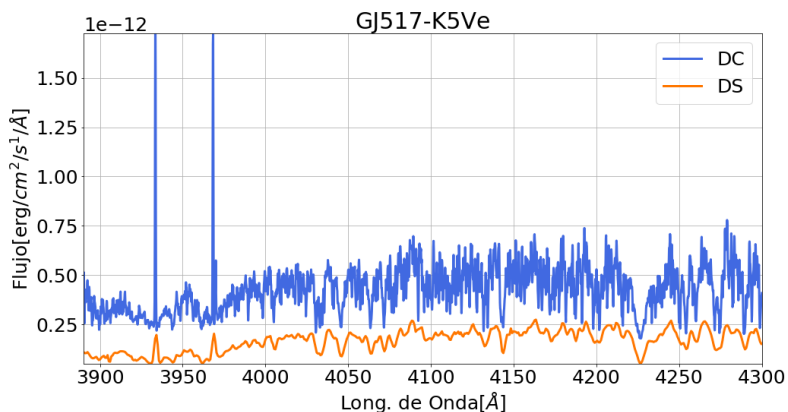


Figura 5.1: Espectros de la estrella GJ517 en alta (azul) y baja (naranja) resolución, tomados con el espectrógrafo REOSC en DC y DS, respectivamente. El espectro REOSC DC se desplaza en  $0.25 \text{ erg/cm/s/Å}$  para mejorar su visualización.

En la Fig. 5.2 se observan los porcentajes de reducción de los tiempos de exposición en los espectros DS respecto de los de DC. Se puede ver que los tiempos de observación disminuyen entre un 40 y un 80%, mejorando el monitoreo temporal de la actividad, relevante para la detección de ciclos estelares. Es notable que para más de la mitad de las estrellas el tiempo se redujo hasta un 50%.

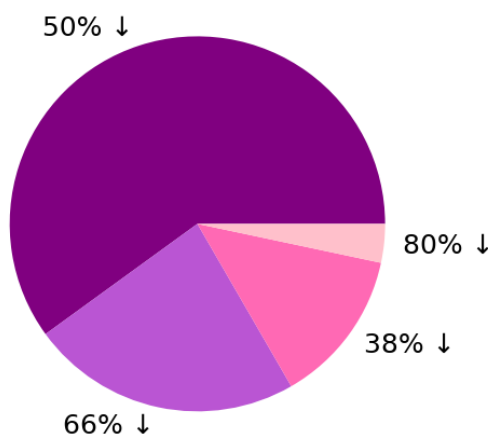


Figura 5.2: Diagrama de torta correspondiente a los distintos porcentajes de reducción de tiempo de exposición al observar una estrella con el espectrógrafo en configuración DS respecto a la configuración DC. Este diagrama es construido para la muestra de 35 estrellas.

## 5.2. Calibración de índices de actividad

Para realizar la calibración del índice  $S$  obtenido de los espectros en DC, en función del índice de actividad de CASLEO de los espectros en DS ( $S_{DS}$ ), se necesita en primera instancia obtener un perfil de integración óptimo del centro de la línea de  $\text{Ca II K}$  y  $\text{H}$ , para los espectros en DS. Es así, que se calculan los índices  $S_{DS}$  para cada uno de los espectros en DS para ventanas de ancho  $1.09 \text{ Å}$ ,  $2.18 \text{ Å}$  y  $3.27 \text{ Å}$ . Cabe señalar que la ventana integración tiene un compromiso de no ser lo suficientemente ancha como para incorporar a la integración parte del continuo, ni lo suficientemente angosta como para que la contribución en la línea cuente con pocas cuentas. Se analizan diferentes correlaciones

entre los índices obtenidos en DS con diferentes anchos y el *índice de Mount Wilson* en DC, para las 35 estrellas de la muestra observada. En la Fig. 5.3 se muestran los perfiles de integración para la línea Ca II K, mientras que en la Fig. 5.4 se muestra el índice de correlación de Spearman entre los índices  $S_{DS}$  y  $S$  para cada ancho de ventana utilizado. El ancho que maximiza la correlación, para REOSC DS, es de 2.18 Å.

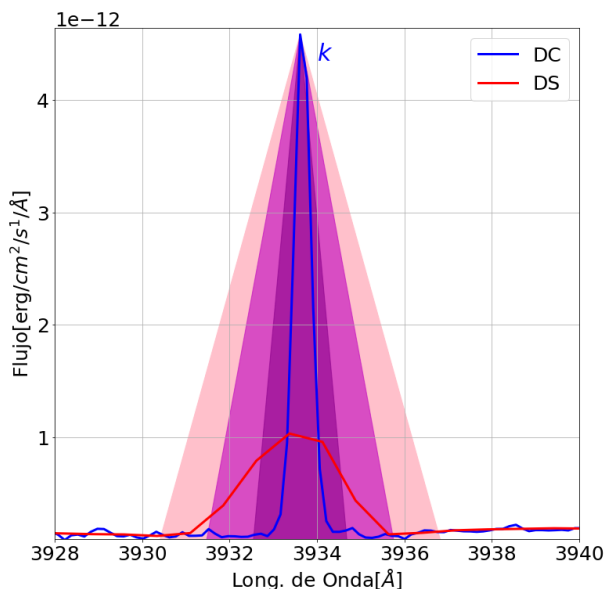


Figura 5.3: En la presente figura se muestran los perfiles de integración para la línea Ca II K, de la muestra observada. En violeta oscuro el perfil de FWHM 1.09 Å, que se suele utilizar típicamente en espectros de alta resolución para el cálculo de actividad. En colores más claros se indican los perfiles de integración de FWHM 2.18 Å y 3.27 Å. En azul un espectro tomado con el REOSC en DC y en rojo en DS.

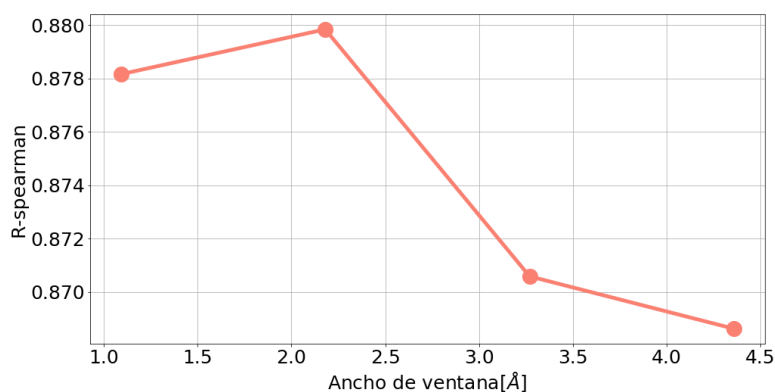


Figura 5.4: Coeficiente de correlación de Spearman entre  $S_{DS}$  y  $S$ , en función del ancho de ventana. Se puede observar que se maximiza la correlación para un FWHM de 2.18 Å.

Para las estrellas de la muestra observada con el REOSC DC, se cuentan de 2 a 40 mediciones del índice  $S$  por estrella obtenidos a lo largo del proyecto HK $\alpha$ . Dado que muchas de estas mediciones tienen una extensión temporal de entre 10 y 20 años, estos índices se promedian para obtener un valor representativo del índice de actividad  $\langle S \rangle$ . Simultáneamente, se calcula el índice de actividad para CASLEO en los espectros de dispersión simple ( $S_{DS}$ ), integrando las líneas del Ca II con el perfil triangular de FWHM 2.18 Å.



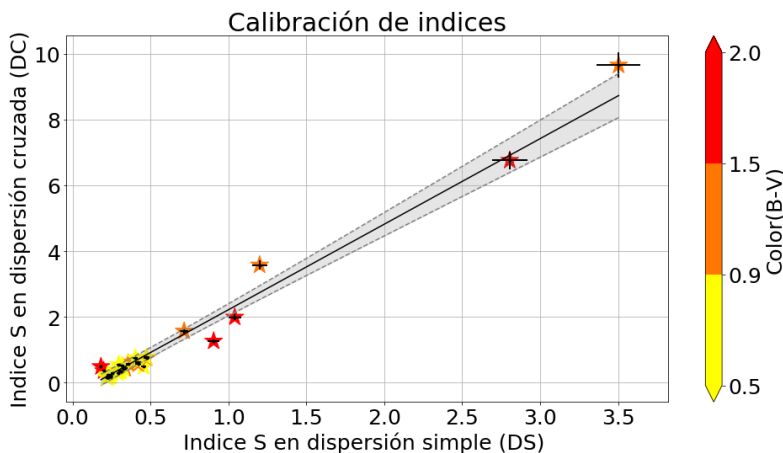


Figura 5.5:  $\langle S \rangle$  en dispersión cruzada en función de  $S_{DS}$ . El error en cada variable corresponde a un 4%.

En la Fig. 5.5 se muestran los valores  $\langle S \rangle$  en función del índice de actividad en DS con un ajuste por cuadrados mínimos expresado en la Ec. 5.1, donde los errores en cada variable corresponden a un 4%, según la estimación de Ibañez Bustos et al. (2019a) para el índice  $S$  calculado en espectros de CASLEO.

$$S = (2.603 \pm 0.232)S_{DS} + (-0.384 \pm 0.066). \quad (5.1)$$

Cabe destacar que en algunos casos, los espectros en DS no son aptos para el estudio de actividad estelar. Estos se descartan de la calibración presentada y corresponden a aquellos casos donde el flujo en el centro de las líneas de  $\text{Ca II}$  es comparable con el flujo del continuo dentro del margen de error ( $3\sigma$  en el flujo). Para cuantificar el porcentaje de estrellas del Proyecto  $\text{HK}\alpha$  que no pueden ser estudiadas en DS, se seleccionan una serie de espectros de la base en REOSC-DC de las 150 estrellas observadas en el proyecto y se remuestran a la resolución de los espectros en DS ( $R \sim 2100$ ). Se calcula el flujo en el centro de la línea de  $\text{Ca II K}$  y H y se comparan estos valores con el continuo medio. Se encuentra que un 6% de los espectros no son aptos para el estudio de actividad. En general estos espectros corresponden a estrellas K y M tempranas medianamente activas, donde el centro de la línea está en emisión pero las alas, en absorción, siguen siendo notorias. En este caso los mínimos  $K_{1v}$  y  $K_{1r}$  (ver Fig. 5.6) en la línea de  $\text{Ca II K}$  no se resuelven en DS. Se destaca que se trata de una conclusión preliminar que podrá ser confirmada cuando se observen todas las estrellas del Proyecto  $\text{HK}\alpha$  con el REOSC-DS en próximos turnos de observación.

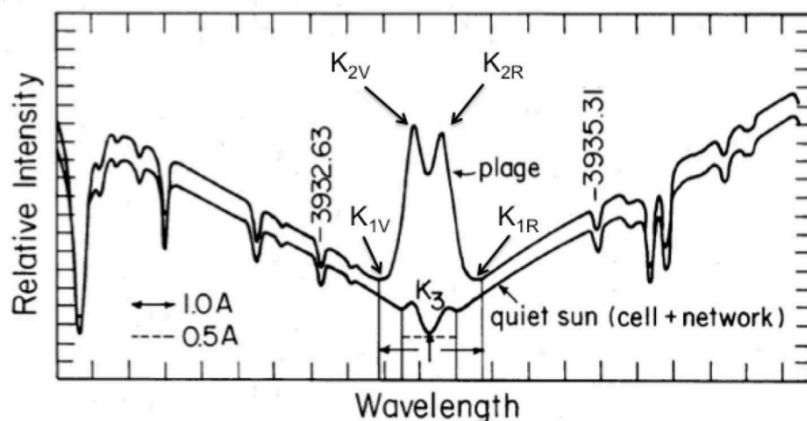


Figura 5.6: Perfil de línea Ca II K para sol tranquilo (curva inferior) y región de *plages* (curva superior) (Ermolli et al., 2018).

### 5.2.1. Serie temporal del Índice de Mount Wilson

En la Fig. 5.7 se muestra, a modo de ejemplo, el registro de actividad para cuatro estrellas observadas por el Proyecto HK $\alpha$  desde el año 2000 con el REOSC DC. En esta figura se muestran superpuestos los índices de actividad obtenidos de los espectros con el espectrógrafo REOSC DC y REOSC DS, donde se observa en cada caso, una dispersión de los índices propia de la variabilidad intrínseca de la estrella.

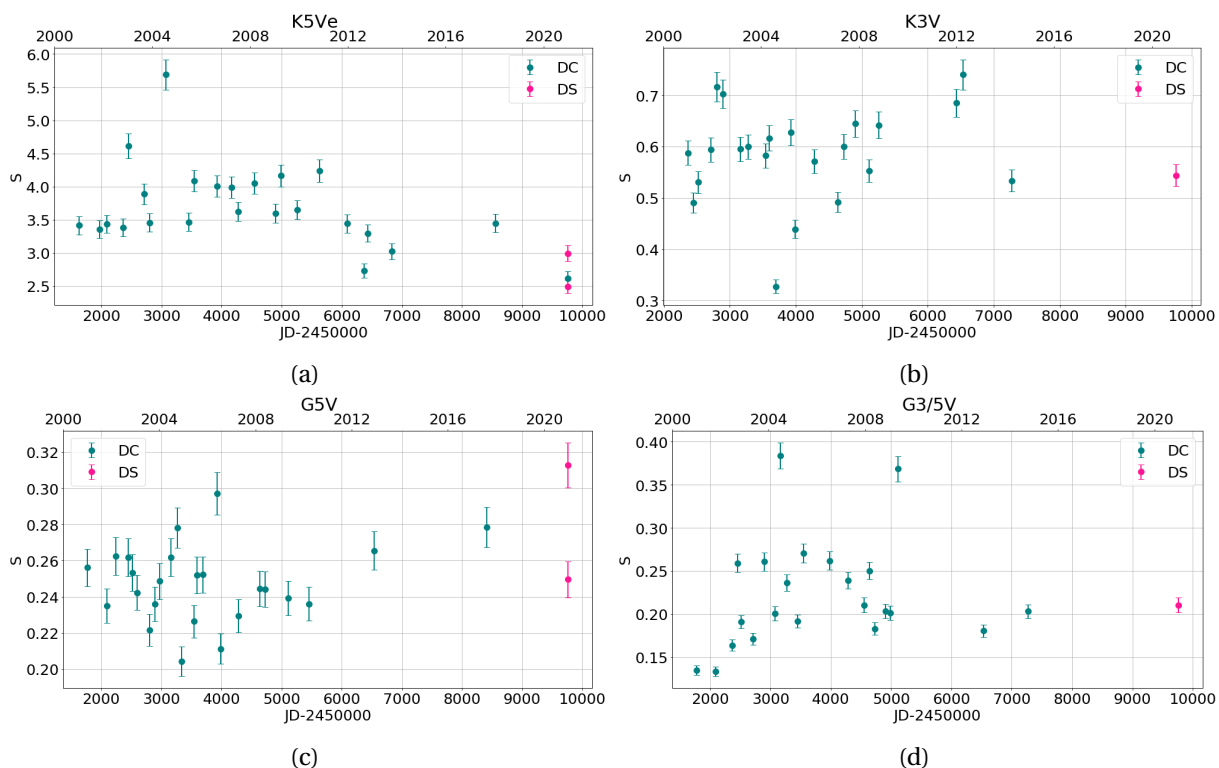


Figura 5.7: Series temporales del Índice de Mount Wilson correspondientes a estrellas de tipo espectral (a) K5Ve, (b) K3V, (c) G5V y (d) G3/5V.

En la Fig. 5.7a, entre los años 2002 y 2004 se observa una fuerte subida de la actividad de corta duración, probablemente asociada a fulguraciones. Este es un caso donde el tiempo de observación

se redujo en un 66%. Para la Fig. 5.7d, en los años 2004 y 2009 al igual que para el caso anterior, se observa una fuerte subida de la actividad de corta duración, estos puntos pueden estar asociados a fulguraciones, aunque debido al brillo de la estrella es poco probable que se detecten desde Tierra. En este caso el tiempo de observación se redujo en un 50%. Por último, para Fig. 5.7b y Fig. 5.7c el tiempo de observación se redujo aproximadamente un 40%.

Si bien aún falta extender la calibración entre ambos índices a toda la muestra del Proyecto HK $\alpha$ , se observa que esta estrategia puede ser de gran valor, dado permite obtener un monitoreo de eventos activos (ej. fulguraciones) con mayor frecuencia.

## Capítulo 6

# Estudio de ciclos de actividad en estrellas del tipo solar

En esta última década, los diagramas que relacionan la longitud de los ciclos de actividad con el período de rotación en estrellas de tipo solar han puesto en discusión una serie de puntos. Por un lado, surge el interrogante de qué tipo de dínamo pudiese estar operando en aquellas estrellas que presentan dos ciclos de actividad coexistentes. Por el otro, se plantea que la posición atípica del ciclo solar en estos diagramas podría indicar que el dínamo solar se encuentre en transición. Desde hace 30 años, se conoce que muchas estrellas del tipo solar presentan ciclos de actividad de largo plazo, similares al ciclo de 11 años en el Sol. Finalmente, se encuentra que estrellas con períodos de rotación entre 20 y 50 días no fueron reportadas como cíclicas, ya sea porque muchas de ellas presentan actividad constante o irregular.

En este capítulo se presenta un estudio de actividad estelar de largo plazo en una muestra de 14 estrellas del tipo solar del hemisferio sur, con el fin de aumentar la estadística de ciclos estelares en enanas FGK con períodos de rotación similares a los solares. Para ello se utilizan espectros obtenidos del espectrógrafo REOSC en CASLEO en el marco del Proyecto  $HK\alpha$ , con observaciones propias y del equipo de trabajo (428 espectros). Estos datos se complementan con espectros de alta resolución obtenidos de la base pública de ESO (1140 espectros) y mediciones del *índice de Mount Wilson* reportados en [Baum et al. \(2022\)](#) (1256 índices).

### 6.1. Selección de la muestra

El Proyecto  $HK\alpha$  ha observado sistemáticamente un conjunto de 150 estrellas F5V a M5.5V, dónde 118 estrellas son de tipo espectral F5V a K7V. Esta muestra de estrellas presenta un alto rango de períodos de rotación que va desde 7.78 a 71.00 días (ver Tabla 2 en [Cincunegui et al. 2007a](#)). Por un lado, la tasa de rotación de las estrellas de tipo solar pareciera estar correlacionada con la longitud del ciclo de actividad ([Böhm-Vitense 2007](#); [Metcalf et al. 2016](#) (ver Fig. 3.8)). Sin embargo, a la fecha,

algunas estrellas reportadas como cíclicas no tienen un período de rotación definido. Una manera de obtener los períodos de rotación de la muestra de estrellas a estudiar es a partir de una técnica ampliamente utilizada donde se analiza la variabilidad fotométrica de la estrella. Efectivamente, se asigna el cambio de brillo periódico de la estrella al pasaje de manchas por su superficie. Algunas de las estrellas de la muestra fueron observadas por el satélite *Transiting Exoplanets Survey Satellite* (TESS) que provee fotometría de alta precisión<sup>1</sup>. Las curvas de luz de TESS son de acceso público y poseen una longitud máxima de 27 días de observación. Por lo tanto sólo pueden ser utilizadas para determinar períodos menores a 27 días y en aquellos casos donde la variabilidad fotométrica fuese apreciable. Dado que el objetivo de esta Tesis es estudiar estrellas de tipo solar con tasa de rotación similar a la solar, las curvas de TESS fueron de utilidad a la hora de descartar estrellas con períodos menores a 20 días.

En las Fig. 6.1, se muestran dos ejemplos curvas de luz de TESS donde se puede determinar el período de rotación de la estrella y en donde la relación señal-a-ruido es muy baja para determinar un período significativo.

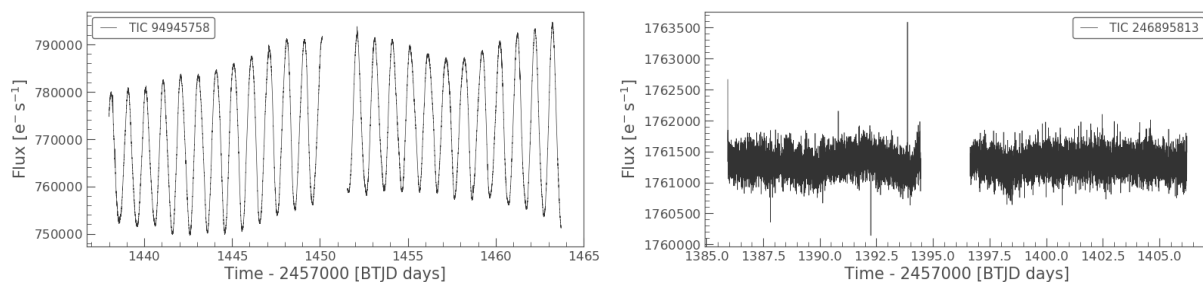


Figura 6.1: Curvas de luz TESS correspondientes a HD35850 (izquierda) y a HD3443 (derecha). Con la primera se logra determinar el período de rotación de la estrella de  $(1.01 \pm 0.1)$  días, mientras que con la segunda no se puede calcular un período de rotación significativo por la baja relación señal-a-ruido.

En aquellos casos donde el período de rotación no se puede estimar desde la curva de TESS, se recopilan los períodos de rotación de la literatura. Con el objetivo de analizar la actividad de estrellas de tipo solar con períodos de rotación entre 20 y 50 días, se restringe la muestra a aquellas estrellas con estos períodos de rotación que hubiesen sido observadas repetidamente a lo largo del Proyecto HK $\alpha$ . Por lo tanto, tomando como criterio los parámetros estelares, la cadencia y lapso de observación, se acota la muestra a 14 estrellas. En la Tabla 6.1, se lista la muestra de estrellas estudiada, sus parámetros principales, los años de observación en CASLEO y la cantidad de observaciones analizadas. Particularmente, los períodos de rotación de las estrellas de esta lista se toman únicamente de la literatura (Cincunegui et al., 2007a).

<sup>1</sup><https://mast.stsci.edu/portal/Mashup/Clients/Mast/Portal.html>

ID	Tipo espectral	Time proc	#Obersevaciones	$P_{rot}$ (d)
HD 3443	K1 V	2001-2022	39	30.00
HD 3795	K0 V	2000-2022	37	32.00
HD 9562	G1 V	2000-2022	31	29.00
HD 10700	G8 V	2000-2022	58	34.50
HD 13445	K1.5 V	2002-2022	28	30.00
HD 26965	K0 V	2000-2017	35	37.10
HD 32147	K3+ V	2000-2015	35	47.40
HD 43587	G0 V	2002-2014	26	20.00
HD 128620	G2 V	2002-2022	15	29.00
HD 128621	K1 V	2000-2022	18	42.00
HD 131977	K4 V	2000-2022	21	44.60
HD 158614	G9 IV-V	2000-2022	27	34.00
HD 212330	G2 IV-V	2000-2022	28	21.05
HD 219834	G8.5 IV	2000-2022	30	42.50

Tabla 6.1: Selección de estrellas del tipo solar del Proyecto HK $\alpha$  (con 20 días  $<P_{rot} < 50$  días) sus parámetros principales, los años de observación en CASLEO y la cantidad de observaciones analizadas. Los períodos de rotación fueron tomados únicamente de la literatura (Cincunegui et al., 2007a).

## 6.2. Cálculo del índice de Mount Wilson, construcción de series temporales y análisis de largo plazo

En primer lugar se construye un registro de actividad de largo plazo para la muestra de estrellas de la Tabla 6.1 a partir de espectros propios, públicos y datos de la literatura. Utilizando el programa desarrollado en el grupo para este cálculo, ya aplicado en una serie de trabajos anteriores (Buccino et al., 2011, 2014; Ibañez Bustos et al., 2019a,b, 2020), se obtiene el *índice de Mount Wilson* ( $S$ ) para cada uno de los espectros observados en CASLEO.

A fin de complementar el análisis se agregan observaciones de la base de datos del European Southern Observatory (ESO) tomadas con los espectrógrafos HARPS y FEROS, a las cuales se les calcula el índice de actividad mediante el método ya comentado. Además se incluyen compilaciones del índice  $S$ , para ciertas estrellas, disponibles en la literatura (Baum et al., 2022).

Luego de obtener los índices correspondientes, se calibran los índices de HARPS al  $S$  con la calibración disponible en Lovis et al. (2011), y los espectros FEROS con el procedimiento utilizado en Jenkins et al. (2008). Finalmente, en todas las estrellas a menos que se indique lo contrario en el análisis individual, se intercalibran los índices de CASLEO con los  $S$  de HARPS que se encuentran más cercanos en el tiempo.

Es importante aclarar que debido a las restricciones para la operación de CASLEO durante los aislamientos y distanciamientos sociales dispuestos en Argentina por la enfermedad COVID 19, se observan en algunas series temporales una ausencia de observaciones entre marzo 2020 y septiembre 2021.

A partir de las series temporales construidas se puede determinar si las variaciones de largo plazo tienen un patrón similar al ciclo solar. Las observaciones periódicas permiten evaluar el nivel de variabilidad de cada estrella, y eventualmente su periodicidad. Para el análisis de las series temporales de datos, difícilmente tratables a partir de series de Fourier debido a que las observaciones no son equiespaciadas temporalmente, se implementa el análisis con el periodograma Generalized Lomb-Scargle (GLS) (Zechmeister and Kürster, 2009) utilizado previamente por el grupo en Ibañez Bustos et al. (2019a,b, 2020) (Ver Apéndice A).

Una vez obtenidos los periodogramas GLS, se puede clasificar a las estrellas en cíclicas o no cíclicas. Se entiende por estrellas cíclicas aquellas que poseen una variabilidad significativa con una periodicidad pronunciada, que se observa en los periodogramas como un pico que posee un FAP<sup>2</sup> menor al 10%. Por otra parte, tomando en cuenta los criterios de Baliunas et al. (1995) y escalándolos con la estrella HD9562, común entre ambas muestras, las estrellas no cíclicas se pueden clasificar en: *var* que corresponde a una variabilidad significativa sin periodicidad pronunciada, con  $\langle \sigma_S/S \rangle$ <sup>3</sup>  $\geq 7.3\%$  y *flat* para estrellas que no tienen variabilidad significativa donde  $\langle \sigma_S/S \rangle < 7.3\%$ .

### 6.2.1. Estrellas cíclicas

#### HD3443A

HD3443A es una estrella de tipo espectral K1V, cuya magnitud visual es  $V = 5.57$ . Se encuentra catalogada como una estrella de alto movimiento propio y su período de rotación es  $P_{rot} = 30$  días (Cincunegui et al., 2007a), clasificada por su actividad de largo plazo como *var* según Baliunas et al. (1995). Posee una compañera (HD3443B), siendo sus masas  $M = 1.1M_{\odot}$  y  $M = 0.87M_{\odot}$ , respectivamente (Baliunas et al., 1995) y su período orbital de 9166 días (Eker et al., 2008). Aunque sean binarias se encuentran lo suficientemente separadas (9 AU) como para poder considerarse como simples.

La línea de trabajo para todas las estrellas será similar a la que se describirá con detalle en este caso. Se inicia estudiando las observaciones de CASLEO. Para explorar el comportamiento magnético de esta estrella, se calcula el índice  $S$  para cada espectro.

En la Fig. 6.2 se muestra la serie temporal del índice  $S$  obtenido en base a las 39 observaciones de CASLEO adquiridas entre los años 2001 y 2022, con un error del 4% y una única observación de FEROS realizada en 2006, con un error del 0.6%, al igual que el resto de los índices de FEROS (Jenkins et al., 2008).

<sup>2</sup>FAP: False Alarm probability, es una métrica para expresar la significancia de un período. En este trabajo fue calculado siguiendo la normalización de Zechmeister and Kürster (2009)

<sup>3</sup> $\langle \sigma_S/S \rangle$  corresponde a una proporción entre el desvío estándar ( $\sigma_S$ ) de los índices calculados y su valor medio  $\langle S \rangle$ .

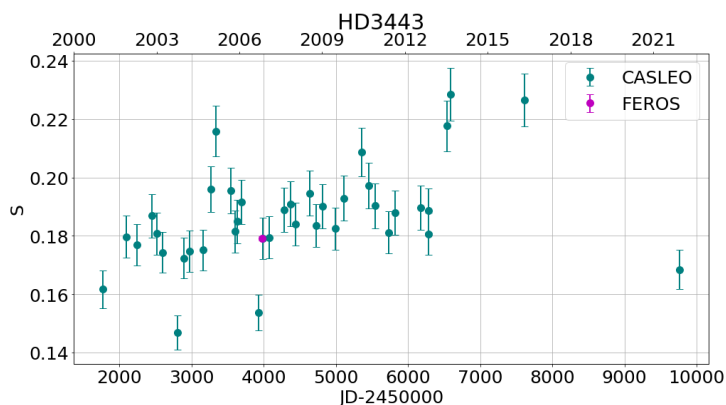


Figura 6.2: Serie temporal de la estrella HD3443. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2001-2022. Para su construcción se intercalibra los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices obtenidos de las observaciones de FEROS (en violeta).

En la Fig. 6.3 se observa el periodograma GLS realizado a partir de la serie temporal de HD3443, donde se obtiene un pico significativo  $P = (1042.9 \pm 34.81)$  días  $\sim (2,86 \pm 0,095)$  años, con un FAP de  $7 \times 10^{-3}$ .

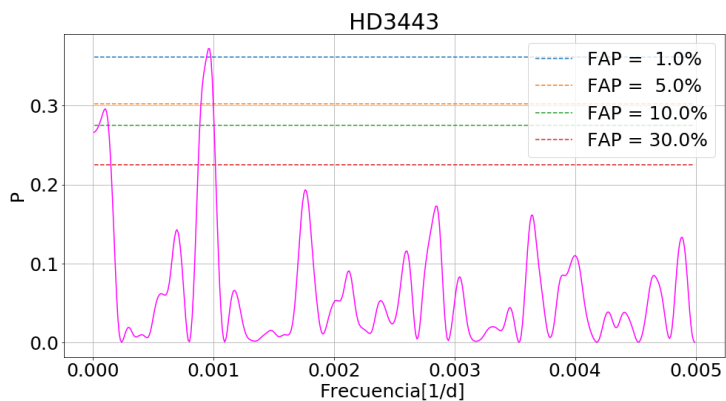


Figura 6.3: Periodograma GLS correspondiente a HD3443, que indica un ciclo de actividad de  $(1042.96 \pm 34.81)$  días.

### HD13445 - GL86A

HD13445 se encuentra catalogada como una estrella de alto movimiento propio, con una magnitud visual de  $V = 6.12$ . Es una estrella de clase y tipo espectral K1V, con un período de rotación  $P_{rot} = 30$  días (Cincunegui et al., 2007a). Posee una compañera (HD13445B), que es una enana blanca identificada por primera vez por Els et al. (2001). Aunque sean binarias se encuentran lo suficientemente separadas (23.7 AU) como para poder considerarse como estrellas simples.

HD13445 es el segundo sistema planetario más cercano que contiene un Júpiter cálido o caliente, encontrándose a una distancia de  $(10.761 \pm 0.005)$  pc y con una edad de  $\sim 10$  Gyr (Zeng et al., 2022), siendo su masa de  $0.83 M_{\odot}$  (Fuhrmann et al., 2014).

En la Fig. 6.4 se muestra la serie temporal del S obtenido de las 28 observaciones de CASLEO a lo largo de 20 años de estudio y 116 observaciones de HARPS entre 2015 y 2020, promediadas men-



sualmente, con un error del 0.35%, al igual que el resto de los índices de HARPS (Lovis et al., 2011). Particularmente para esta estrella, la intercalibración de los índices obtenidos de CASLEO con los índices de HARPS no es posible, debido a que no se encuentra cuasisimultaneidad de observaciones. Por este motivo, se decide calibrar los índices de CASLEO a partir de la calibración obtenida para HD10700, por ser una estrella no variable en el tiempo (ver Sección 6.2.2).

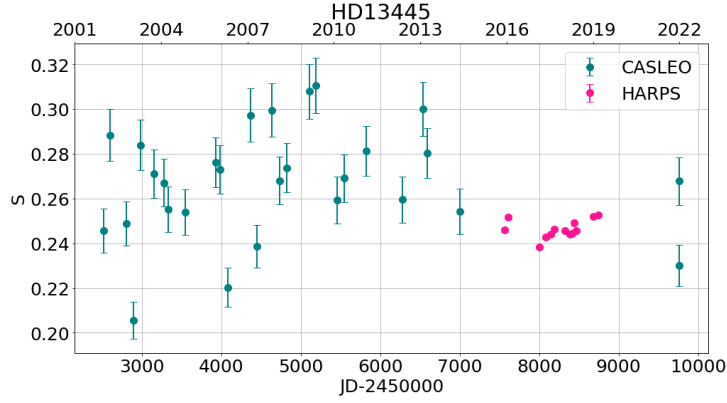


Figura 6.4: Serie temporal de la estrella HD13445. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2002-2022. Para su construcción se calibraron los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con la calibración obtenida para HD10700 (ver Sección 6.2.2).

Por otro lado, en la Fig. 6.5 se observa el periodograma GLS construido a partir de la serie temporal de HD13445, donde se obtiene un período  $P=(6690.46 \pm 1593.54)$  días  $\sim (18.33 \pm 4.37)$  años, con un FAP de  $3 \times 10^{-2}$ .

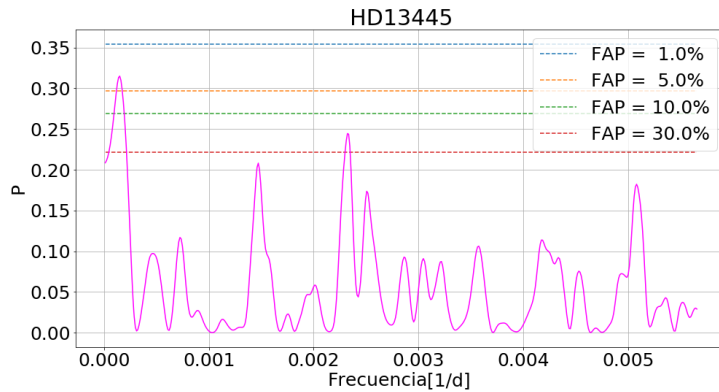


Figura 6.5: Periodograma GLS correspondiente a HD13445, que indica un ciclo de actividad de  $(6690.46 \pm 1593.54)$  días.

## HD26965

HD26965 está clasificada como una estrella K0V con una magnitud visual de  $V = 4.43$ , cuyo período de rotación es  $P_{rot} = 37.1$  días (Cincunegui et al., 2007a). Es una estrella de  $(9.23 \pm 4.84)$  Gyr y  $M = (0.76 \pm 0.03) M_{\odot}$  (Díaz et al., 2018), con una temperatura efectiva de  $(5092 \pm 25)$  K (Baum et al., 2022).

HD26965 posee una luminosidad  $L = 0.44L_{\odot}$  (Anderson and Francis, 2012) y se encuentra a una distancia de  $(4.98 \pm 0.01)$  pc según el trabajo de van Leeuwen (2007).

En la Fig. 6.6 se muestra la serie temporal del  $S$  calculado mediante las 35 observaciones de CASLEO obtenidas entre 2000 y 2017 y las 209 observaciones de HARPS entre 2008 y 2020, promediadas mensualmente. Además se incluyen los 456 índices extraídos del paper de Baum et al. (2022), que también se promediaron mensualmente, entre 2001 y 2020. Se puede observar que la forma funcional del ciclo es similar al ciclo solar, con subidas bruscas y bajadas más lentas.

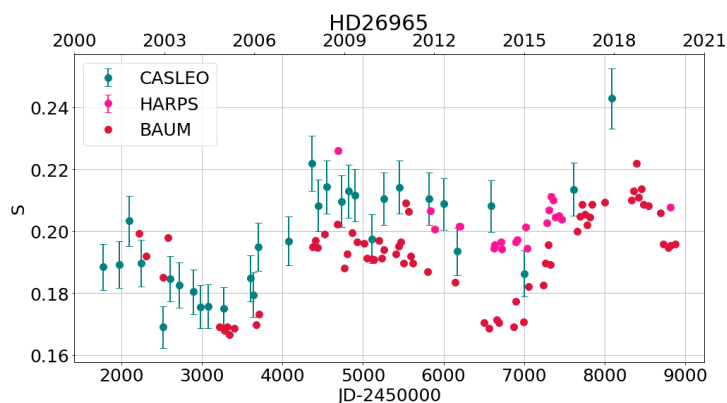


Figura 6.6: Serie temporal de la estrella HD26965. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2000-2020. Para su construcción se intercalibraron los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices calculados de las observaciones de HARPS (en rosa).

A partir de la Fig. 6.6 se construye el periodograma GLS que se presenta en la Fig. 6.7, donde se obtiene un pico significativo  $P=(3414.24 \pm 114.05)$  días  $\sim (9.35 \pm 0.31)$  años, con un FAP =  $6 \times 10^{-6}$ , lo cual es concordante con el ciclo de  $(9.9 \pm 0.1)$  años detectado en Baum et al. (2022).

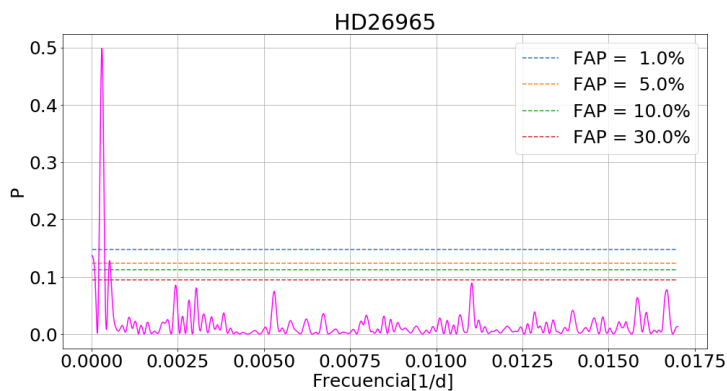


Figura 6.7: Periodograma GLS correspondiente a HD26965, que indica un ciclo de actividad de  $(3414.24 \pm 114.05)$  días.

### HD32147

HD32147 está catalogada como una estrella de alto movimiento propio con un período de rotación  $P_{rot} = 47.4$  días (Cincunegui et al., 2007a). Posee una magnitud aparente  $V = 6.21$  y es de clase y tipo espectral K3+V. Además tiene una temperatura efectiva  $T_{ef} \sim 4550$  K (Saar and Osten, 1997) y un ciclo de actividad de  $(11.1 \pm 0.2)$  años según Baliunas et al. (1995). Se encuentra a  $(8.71 \pm 0.04)$  pc de la Tierra (van Leeuwen, 2007).

En la Fig. 6.8 se presenta la serie temporal del S obtenido a partir de las 35 observaciones realizadas en CASLEO durante 15 años, desde el 2000 hasta el 2015 y las 138 observaciones de HARPS entre 2003 y 2016, promediadas mensualmente.

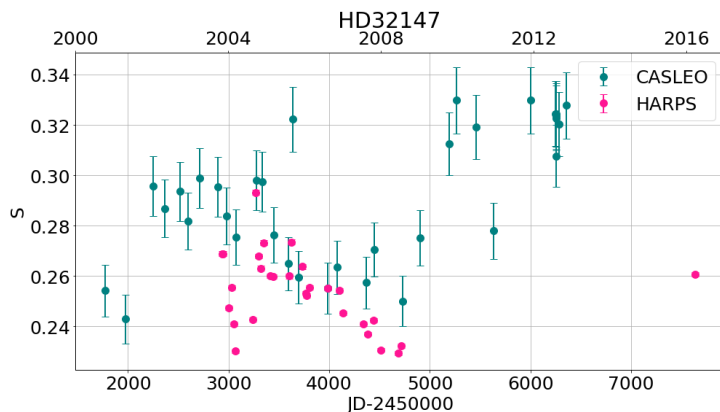


Figura 6.8: Serie temporal de la estrella HD32147. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2000-2016. Para su construcción se intercalibraron los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices calculados de las observaciones de HARPS (en rosa).

En la Fig. 6.9 se observa el periodograma GLS para la serie temporal de la Fig. 6.8, donde se obtiene un período  $P=(4695.2 \pm 1066.3)$  días  $\sim (12.86 \pm 2.92)$  años, con un FAP =  $8.8 \times 10^{-6}$ , en concordancia con el período reportado en Baliunas et al. (1995). Se observa que esta estrella posee un segundo pico significativo en su periodograma de  $P_2=340.2$  días ( $\sim 0.93$  años). Al ser menor a un año se cree que puede deberse a variaciones cortas de actividad.

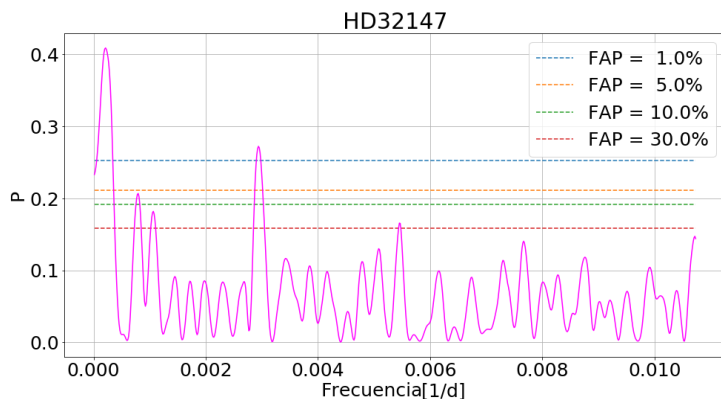


Figura 6.9: Periodograma GLS correspondiente a HD32147, que indica un ciclo de actividad de  $(4695.2 \pm 1066.3)$  días.

### HD219834A - 94 Aqr Aa

HD219834 es una binaria de clase y tipo espectral G8.5IV, que pertenece a un sistema triple, donde esta estrella es parte de la componente principal conjuntamente con 94 Aqr Ab que es una enana K3, siendo la componente secundaria 94 Aqr B que es una enana K2 (Metcalf et al., 2020). Aunque HD219834A tenga dos componentes más en su sistema, se encuentra lo suficientemente separada como para poder considerarla como una estrella simple.

Según la bibliografía su período de rotación es  $P_{rot} = 42.5$  días (Cincunegui et al., 2007a) y posee una magnitud visual  $V = 5.18$ . Así mismo, su temperatura efectiva es  $T_{ef} \sim 5480$  K (Fuhrmann, 2008) y según Baliunas et al. (1995) presenta un ciclo de  $(21 \pm 1)$  años.

A partir de las 30 observaciones de realizadas en CASLEO entre 2000 y 2022, y las 131 observaciones extraídas de HARPS (promediadas mensualmente), en la Fig. 6.10 se presenta la serie temporal del  $S$ . Es interesante ya que presenta una fase plana, similar al *Mínimo de Maunder* en el ciclo solar. No obstante, se debe complementar las observaciones así como continuar con el monitoreo de la estrella para ser concluyente.

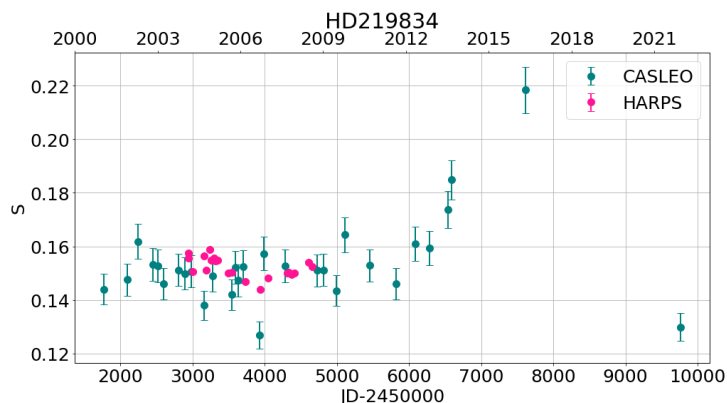


Figura 6.10: Serie temporal de la estrella HD219834. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2000-2022. Para su construcción se intercalibraron los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices calculados de las observaciones de HARPS (en rosa).

A partir de la serie temporal anterior, se calcula el periodograma GLS que se puede observar en la Fig. 6.11, donde se obtiene un pico significativo  $P = (7381.84 \pm 884.84)$  días  $\sim (20.22 \pm 2.42)$  años, con un FAP de  $7 \times 10^{-3}$ , en concordancia con el ciclo reportado por Baliunas et al. (1995).

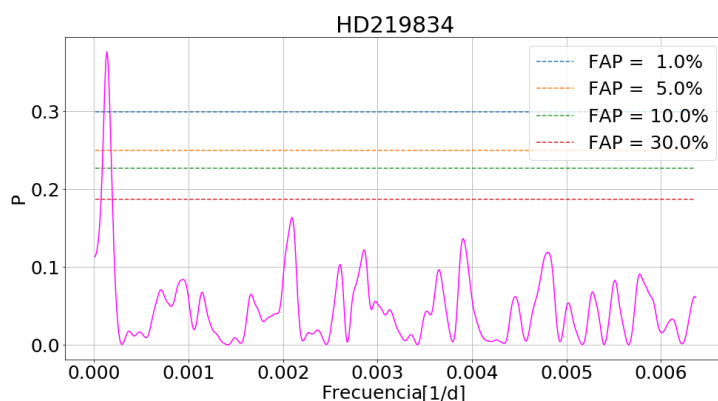


Figura 6.11: Periodograma GLS correspondiente a HD219834, que indica un ciclo de actividad de  $(7381.84 \pm 884.84)$  días.

## 6.2.2. Estrellas no cíclicas

### HD3795

HD3795 está clasificada como una estrella de alto movimiento propio, de tipo y clase espectral K0V. Posee un período de rotación de 32 días (Cincunegui et al., 2007a) y una magnitud visual  $V=6.14$ . Es una estrella de 11.1 Gyr y  $M = 1.67M_{\odot}$ , con una temperatura efectiva de  $(5379 \pm 25)$  K (Baum et al., 2022). Esta estrella se encuentra clasificada como *var* en Baliunas et al. (1995) y como *flat* en Baum et al. (2022).

En la Fig. 6.12 se muestra la serie temporal del  $S$  obtenido de las 37 observaciones de CASLEO adquiridas entre 2000 y 2022 y 3 observaciones de FEROS entre 2006 y 2017. Además se incluyen los 18 índices extraídos del paper de Baum et al. (2022), que fueron promediados mensualmente entre los años 2000 y 2022.

En este caso, al tener una mayor estadística proveniente de los índices de Baum et al. (2022), se decidió realizar la intercalibración de los índices de CASLEO con estos, mientras que los provenientes del espectrógrafo FEROS se calibraron con Jenkins et al. (2008).

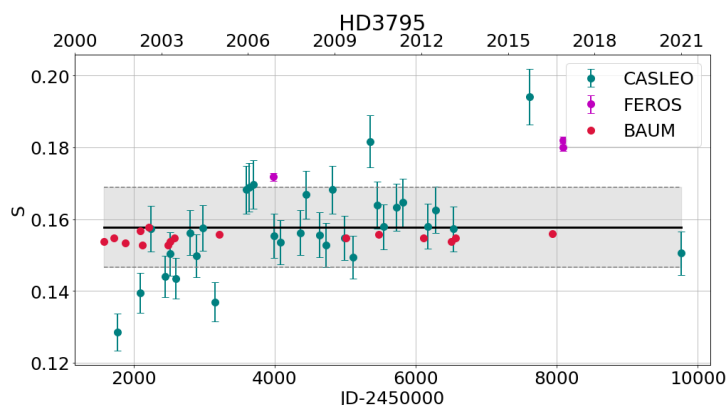


Figura 6.12: Serie temporal de la estrella HD3795. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2000-2022. Para su construcción se intercalibra los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices obtenidos de Baum et al. (2022) (en rojo). La línea sólida indica el valor medio del índice  $S$  y las líneas a trazos los niveles  $\pm 1\sigma_S$ .

En la Fig. 6.13 se observa el periodograma GLS para la serie temporal de HD3795, donde no se obtiene un pico significativo y  $\langle \sigma_S/S \rangle = 7.1\%$ , lo que implica que esta estrella no tiene un ciclo definido y según los criterios presentados puede calificarse como *flat*, en acuerdo con Baum et al. (2022). Vale la pena aclarar, que podría pasar que esta estrella tuviera un ciclo mayor a la amplitud temporal de nuestra cobertura temporal y, por lo tanto, con nuestros datos no se puede observar.

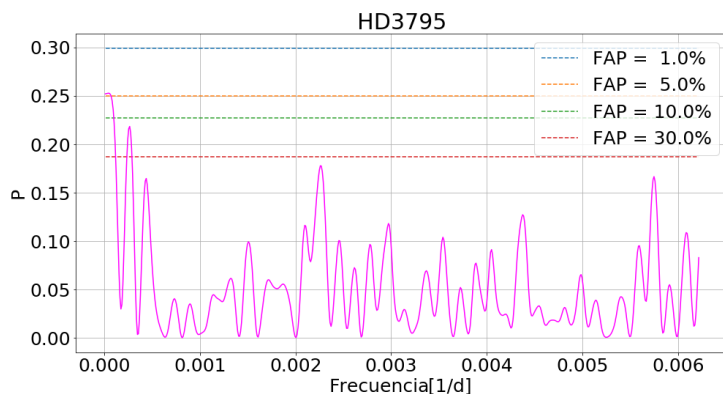


Figura 6.13: Periodograma GLS correspondiente a HD3795, que indica que la estrella no tiene ciclo de actividad existente.

### HD9562

HD9562 es una estrella clasificada como del alto movimiento propio con un período de rotación de 29 días (Cincunegui et al., 2007a). Esta tiene una edad de 5 Gyr, una masa  $M = 1.3M_{\odot}$  y una  $T_{ef} = (5837 \pm 25)$  K (Baum et al., 2022). Es una estrella de clase y tipo espectral G1V y magnitud visual  $V = 5.76$ , con un radio  $R = (0.83 \pm 0.05)R_{\odot}$  (Jofré et al., 2015). Según Baum et al. (2022) esta estrella se clasifica como *flat*.

A fin de analizar el comportamiento magnético de esta estrella, en la Fig. 6.14 se muestra la serie temporal del índice de Mount Wilson obtenido de las 31 observaciones adquiridas de CASLEO entre los años 2000 y 2022 y una única observación de FEROS en el 2008. Además se incluyen los 43 índices extraídos del paper de Baum et al. (2022), que fueron promediados mensualmente entre los años 2000 y 2022.

Nuevamente, al tener una mayor estadística proveniente de los índices de Baum et al. (2022), se decidió realizar la intercalibración de los índices de CASLEO con estos, mientras que los provenientes del espectrógrafo FEROS se calibraron con Jenkins et al. (2008).

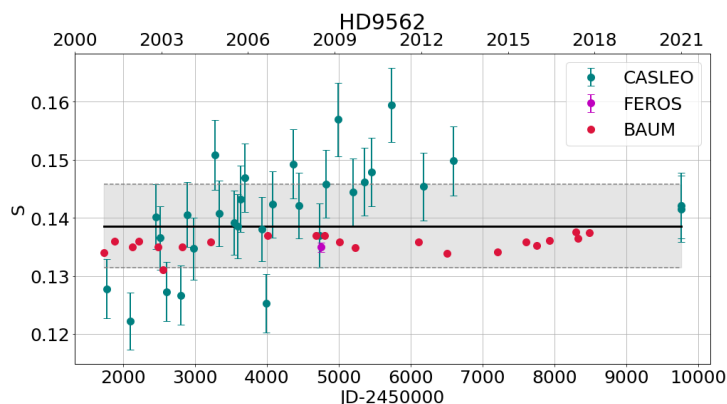


Figura 6.14: Serie temporal de la estrella HD9562. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2000-2022. Para su construcción se intercalibra los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices obtenidos de Baum et al. (2022) (en rojo). La línea sólida indica el valor medio del índice S y las líneas a trazos los niveles  $\pm 1\sigma_S$ .

En la Fig. 6.15 se observa el periodograma GLS para la serie temporal de la Fig. 6.14, donde en principio se podría decir que presenta un pico significativo.

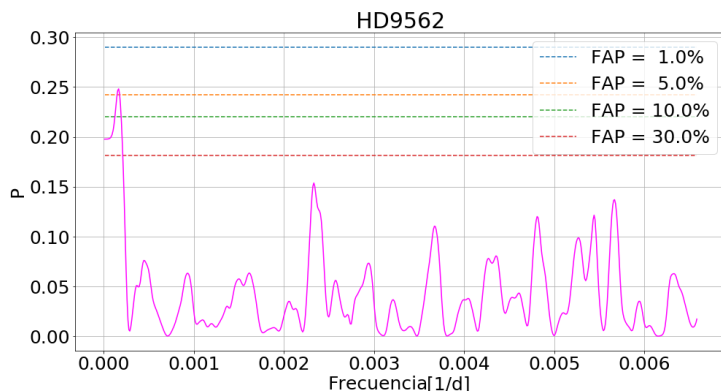


Figura 6.15: Periodograma GLS correspondiente a HD9562, que indica un ciclo de actividad de  $(6028.5 \pm 1103,9)$  días.

Sin embargo, no es un pico cerrado y es del orden de la longitud de la muestra. Volviendo a la serie temporal de la Fig. 6.14, se observa que para los puntos correspondientes a las observaciones de CASLEO existe una dispersión importante. Particularmente, si se quitan los dos puntos con mayor  $S$  y se vuelve a calcular el periodograma GLS, se obtiene la Fig. 6.16 (derecha), donde no hay un pico significativo, lo cual significa que esta estrella no es cíclica. En particular,  $\langle \sigma_S/S \rangle = 5.2\%$  resultando ser *flat*, en concordancia con Baum et al. (2022).

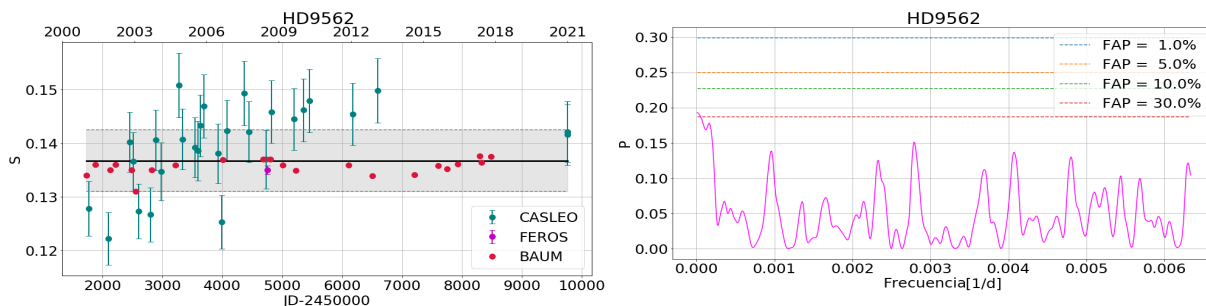


Figura 6.16: Serie temporal (izquierda) y periodograma (derecha) de HD9562 sin los dos  $S$  más altos (de CASLEO). En este caso, se observa la no presencia de un ciclo.

### HD10700 - $\tau$ Ceti

HD10700 es una estrella de tipo y clase espectral G8V, con un período de rotación de 34.5 días (Cincunegui et al., 2007a). Posee una magnitud aparente  $V = 3.5$  y se encuentra catalogada como de alto movimiento propio. Su temperatura efectiva es de  $(5333 \pm 25)$  K, su masa es  $M = 0.99M_{\odot}$  y tiene, aproximadamente, 12.4 Gyr (Baum et al., 2022).

Cuenta con una luminosidad  $L = (0.488 \pm 0.010)L_{\odot}$  y un radio  $R = (0.793 \pm 0.004)R_{\odot}$  (Teixeira et al., 2009). Además, según Tuomi et al. (2013),  $\tau$  Ceti es un posible sistema con cinco planetas orbitantes. De acuerdo con Baum et al. (2022) se clasifica como *flat*, reafirmando el resultado de Baliunas et al. (1995) (*flat?*).

En la Fig. 6.17 se muestra la serie temporal de  $S$  obtenida de las 58 observaciones realizadas durante los últimos 22 años en CASLEO y las 112 observaciones pertenecientes al espectrógrafo HARPS efectuadas entre 2012 y 2021, promediadas mensualmente. Nuevamente, se incluyen los índices extraídos del paper de Baum et al. (2022), que fueron promediados mensualmente entre los años 2000 y 2020, 749 índices en este caso.

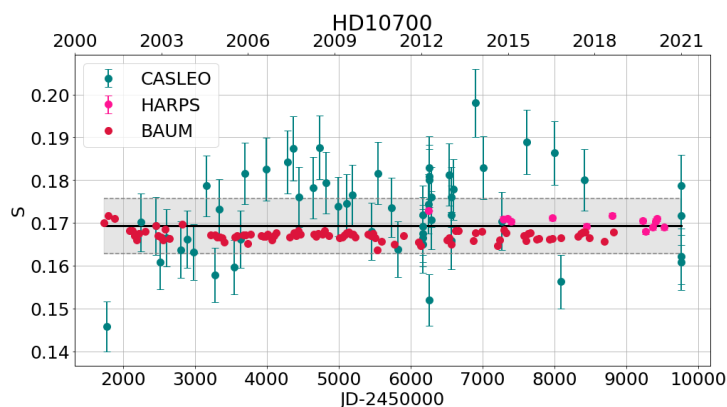


Figura 6.17: Serie temporal de la estrella HD10700. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2000-2022. Para su construcción se intercalibra los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices obtenidos del espectrógrafo HARPS (en rosa). La línea sólida indica el valor medio del índice  $S$  y las líneas a trazos los niveles  $\pm 1\sigma_S$ .

A partir de la serie temporal anterior, se construye la Fig. 6.18 que corresponde al periodograma GLS, donde no se obtiene un pico significativo, lo que implica que esta estrella no tiene un ciclo definido. Además,  $\langle \sigma_S/S \rangle = 3.8\%$ , por lo tanto es *flat*. Esto concuerda con el resultado de Baum et al. (2022).

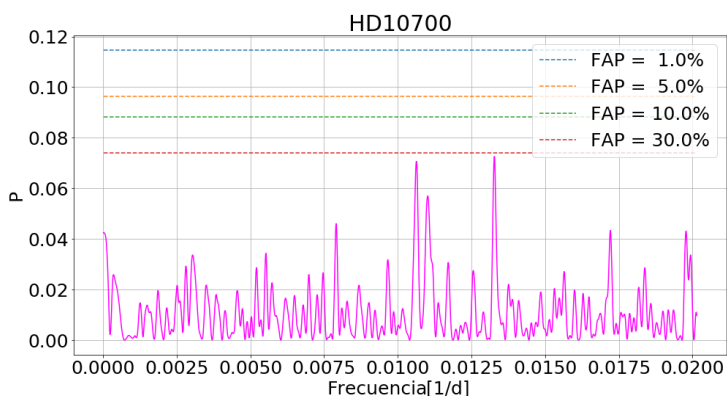


Figura 6.18: Periodograma GLS correspondiente a HD10700, que indica que la estrella no tiene ciclo de actividad significativo.

### HD43587 - GL231.1A

HD43587 es una estrella con magnitud visual  $V = 5.71$ , de clase y tipo espectral G0V y catalogada como binaria, cuya compañera es GL231.1B (de clase y tipo espectral M3.5V), aunque se encuentran lo suficientemente alejadas como para estudiarse como estrellas simples. GL231.1A se encuentra a una distancia de  $(19.250 \pm 0.148)$  pc de la Tierra (Vandepoort et al., 2019) y posee una temperatura



efectiva de 5927 K (Mishenina et al., 2015). Su período de rotación es de 20 días (Cincunegui et al., 2007a) y según Baliunas et al. (1995) se clasifica como *flat*.

En la Fig. 6.19 se muestra la serie temporal del  $S$  obtenido de las 26 observaciones adquiridas en CASLEO entre 2002 y 2014, las 5 observaciones de HARPS realizadas entre 2010 y 2018 y 2 observaciones de FEROS del año 2022. Las observaciones de ambos espectrógrafos fueron promediadas mensualmente.

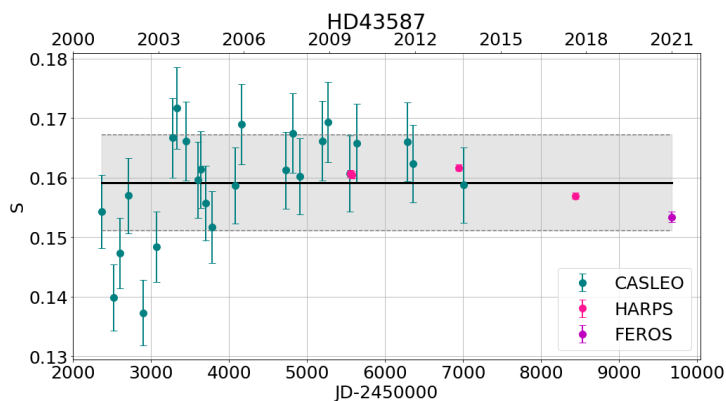


Figura 6.19: Serie temporal de la estrella HD43587. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2002-2022. Para su construcción se intercalibra los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices obtenidos del espectrógrafo HARPS (en rosa). La línea sólida indica el valor medio del índice  $S$  y las líneas a trazos los niveles  $\pm 1\sigma_S$ .

En la Fig. 6.20 se presenta el periodograma GLS, donde no se observa un pico significativo, lo que indica que esta estrella no tiene un ciclo de actividad existente. Además,  $\langle \sigma_S/S \rangle = 5.1\%$ , por lo que es *flat*, reafirmando el resultado de Baliunas et al. (1995).

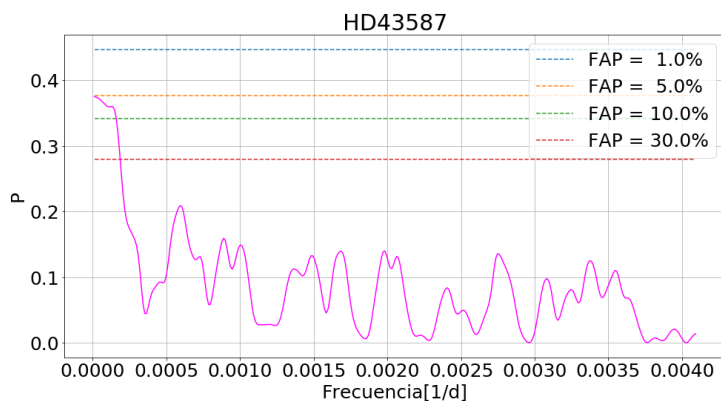


Figura 6.20: Periodograma GLS correspondiente a HD43587, que indica que la estrella no tiene ciclo de actividad existente.

### HD128620 - Alpha Centauri A

HD128620 es una binaria, cuya compañera es HD128621 (Alpha Centauri B). Es una estrella de tipo y clase espectral G2V con una magnitud visual  $V = 0.01$  y un período de rotación  $P_{rot} = 29$  días (Cincunegui et al., 2007a). Posee una temperatura efectiva de  $(5790 \pm 30)$  K, un radio de  $1.23 R_{\odot}$ , una masa de  $(1.100 \pm 0.006) M_{\odot}$  y una edad de  $(4.85 \pm 0.5)$  Gyr (Thévenin et al., 2002). Alpha Centauri A

es la estrella de tipo solar más cercana al Sol, encontrándose a una distancia 1.34 pc (Akeson et al., 2021). Su órbita elíptica es excéntrica, de modo que la distancia entre A y B varía desde 35.6 AU hasta 11.2 AU. Con estos parámetros, ambas estrellas se pueden estudiar como estrellas simples.

En la Fig. 6.21 se muestra la serie temporal del  $S$  obtenido de las 15 observaciones de CASLEO adquiridas entre los años 2002 y 2022 y las 200 observaciones de HARPS efectuadas entre 2006 y 2017, promediadas mensualmente. Particularmente, esta estrella presenta dificultades a la hora de observarla, ya que en muchas oportunidades no se distingue de su compañera.

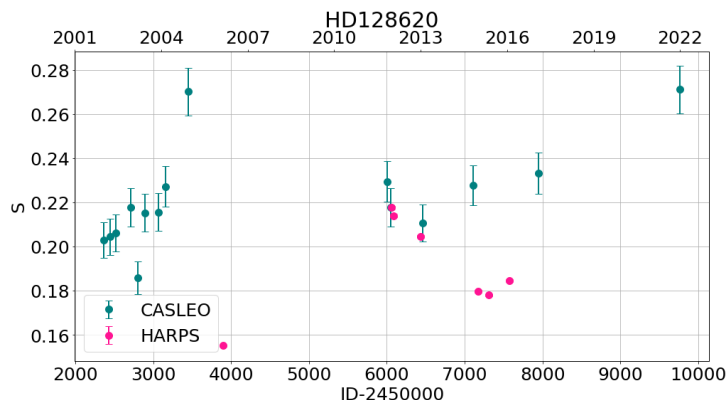


Figura 6.21: Serie temporal de la estrella HD128620. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2002-2022. Para su construcción se intercalibra los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices obtenidos del espectrógrafo HARPS (en rosa).

En la Fig. 6.22 se observa el periodograma GLS construido a partir de la serie temporal de HD128620, donde si bien existe un pico preponderante, este no supera un FAP 0.27, lo que implica que existe casi un 30% de probabilidad de que el pico señalado de un período falso. Por lo tanto, de los datos obtenidos para HD128620 no se puede definir un ciclo de actividad. Es importante aclarar que hay muy pocos datos para poder realizar una estadística definitoria. Esta estrella se puede clasificar como *var*, ya que  $\langle \sigma_S/S \rangle = 12.5\%$ .

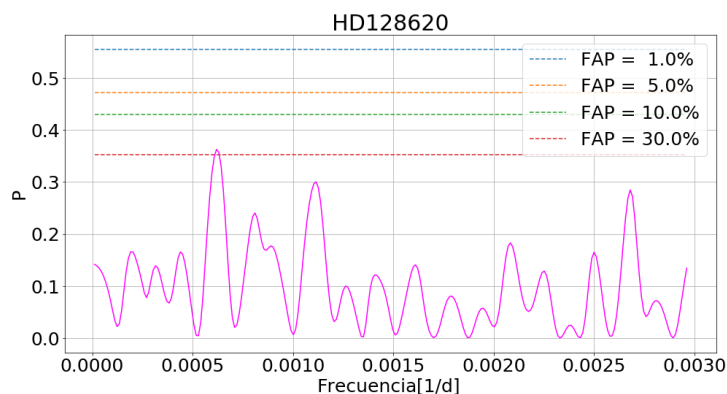


Figura 6.22: Periodograma GLS correspondiente a HD128620, que indica que la estrella no tiene ciclo de actividad definido.

### HD128621 - Alpha Centauri B

HD128621 es una binaria, cuya compañera es HD128620, mencionada en la sección anterior. Es una estrella de clase y tipo espectral K1V, con un  $P_{rot} = 42$  días (Cincunegui et al., 2007a) y una magnitud aparente  $V = 1.33$ . Posee una temperatura efectiva de  $(5260 \pm 50)K$ , un radio de  $0.857 R_{\odot}$ , una masa de  $(0.907 \pm 0.006) M_{\odot}$  y una luminosidad de  $(1.519 \pm 0.018) L_{\odot}$  (Thévenin et al., 2002). Al igual que su compañera, Alpha Centauri B se encuentra a 1.34 pc de distancia del Sol (Schmitt and Liefke, 2004). Por la distancia con su compañera (Ver Sección 6.2.2) se puede estudiar como una estrella simple.

En la Fig. 6.23 se muestra la serie temporal del  $S$  construido a partir de las 18 observaciones de CASLEO adquiridas entre los años 2000 y 2022 y las 200 observaciones de HARPS efectuadas entre 2006 y 2017, promediadas mensualmente.

Al igual que para HD13445 (ver Sección 6.2.1), la intercalibración de los índices obtenidos de CASLEO con los índices de HARPS no es posible, debido a que no se encuentran apreciablemente cerca temporalmente. Por este motivo, se decide calibrar los índices de CASLEO a partir de la calibración obtenida para HD10700 (ver Sección 6.2.2), por ser una estrella no variable en el tiempo.

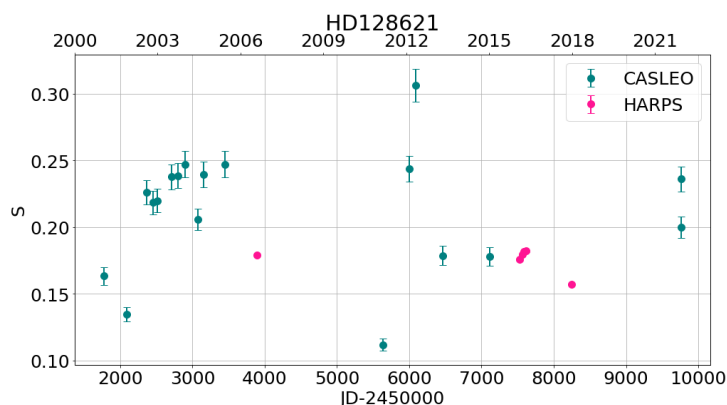


Figura 6.23: Serie temporal de la estrella HD128621. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2002-2022. Para su construcción se calibraron los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con la calibración obtenida para HD10700 (ver Sección 6.2.2).

En la Fig. 6.24 se observa el periodograma GLS construido a partir de la serie temporal de HD128621, donde no se observa un pico preponderante. Además, ninguno de los picos que se observan supera un FAP 0.14, lo que implica que existe casi un 15% de probabilidad de que estos den un falso período. Por esto, el resultado es que con los datos obtenidos para HD128621 no se puede definir un ciclo de actividad. Vale la pena aclarar que hay muy pocos datos para ser definitivos con la conclusión, habría que realizar una mayor estadística para poder definir la no existencia del ciclo. Esta estrella se puede clasificar como *var*, ya que  $\langle \sigma_S/S \rangle = 19.9\%$ .

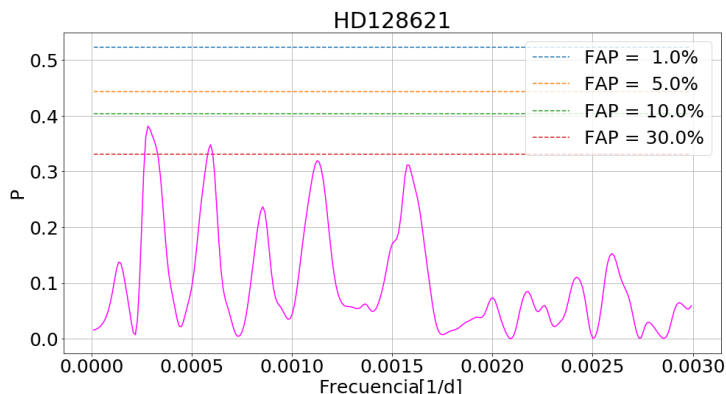


Figura 6.24: Periodograma GLS correspondiente a HD128621, que indica que la estrella no tiene ciclo de actividad definido.

### HD131977 - GJ570A

HD131977 es una estrella con un período de rotación  $P_{rot} = 44.6$  días (Cincunegui et al., 2007a), con una magnitud aparente  $V = 5.72$  y es de clase y tipo espectral K4V. Dispone de dos compañeras binarias (GJ570B y GJ570C), cuyo período orbital es de  $(308.884 \pm 0.004)$  días (Baroch et al., 2018). Estas se encuentran a 190 UA de HD131977, por lo que se puede trabajar con esta como si fuera una estrella simple.

GJ570A tiene  $T_{ef} \sim 4744$  K y se encuentra a una distancia de la Tierra de 5.882 pc. Además, posee un radio  $R = 0.477R_{\odot}$  y una masa  $M = 0.72M_{\odot}$ .

En la Fig. 6.25 se muestra la serie temporal de la  $S$  obtenido a partir de las 21 observaciones de CASLEO adquiridas entre 2000 y 2017 y 8 observaciones de HARPS realizadas entre 2005 y 2006, promediadas mensualmente.

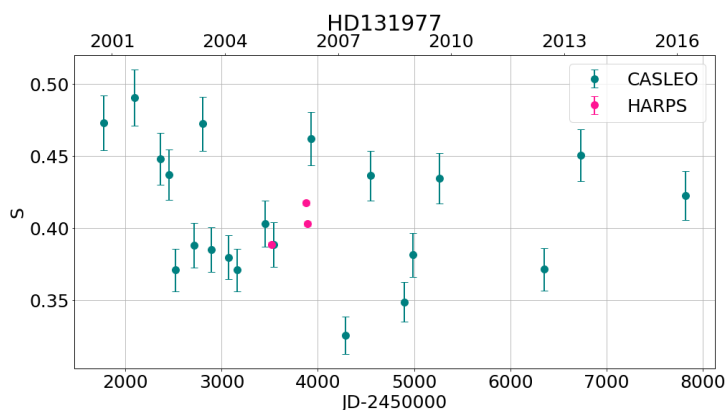


Figura 6.25: Serie temporal de la estrella HD131977. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2000-2017. Para su construcción se intercalibra los índices obtenidos de las observaciones de CASLEO (en verde) con los índices obtenidos del espectrógrafo HARPS (en rosa).

A partir de esta serie temporal, se construye el periodograma GLS que se observa en la Fig. 6.26, donde no se presenta un pico significativo, lo que indica que esta estrella no tiene un ciclo de actividad existente. Además,  $\langle \sigma_S/S \rangle = 10.2\%$  por lo que se puede clasificar como *var*.

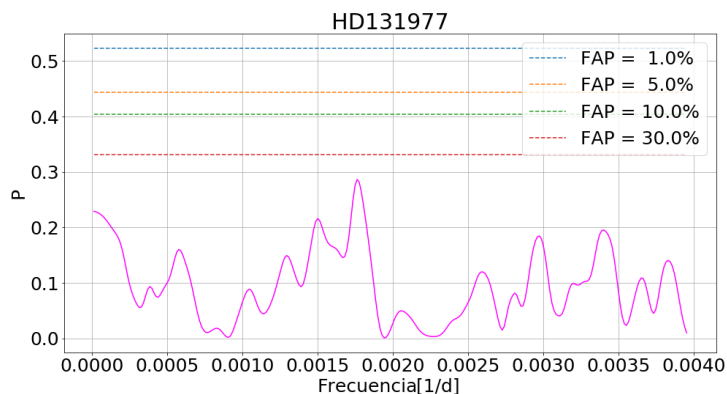


Figura 6.26: Periodograma GLS correspondiente a HD131977, que indica que la estrella no tiene ciclo de actividad existente.

### HD158614A - GJ678A

HD158614A es una binaria, cuya compañera es HD158614B, aunque se encuentran lo suficientemente lejos para estudiarlas como estrellas simples. Su magnitud visual es  $V = 5.31$ , su período de rotación es de 34 días (Cincunegui et al., 2007a) y su clase y tipo espectral es G9IV-V. Estas binarias se encuentran en el cúmulo galáctico M67 (Schiavon et al., 2004) y se encuentran a una distancia de la Tierra de 16.45 pc (Grether and Lineweaver, 2006). Las masas de ambas son  $M_A = 1 M_\odot$  y  $M_B = 0.92 M_\odot$ , respectivamente. GJ678A está clasificada como *flat* (Baliunas et al., 1995).

A partir de las 27 observaciones de realizadas en CASLEO entre 2000 y 2022 se construye la serie temporal del  $S$ , que se presenta en la Fig. 6.10. Para esta estrella no existen observaciones por parte del espectrógrafo HARPS, ni FEROS.

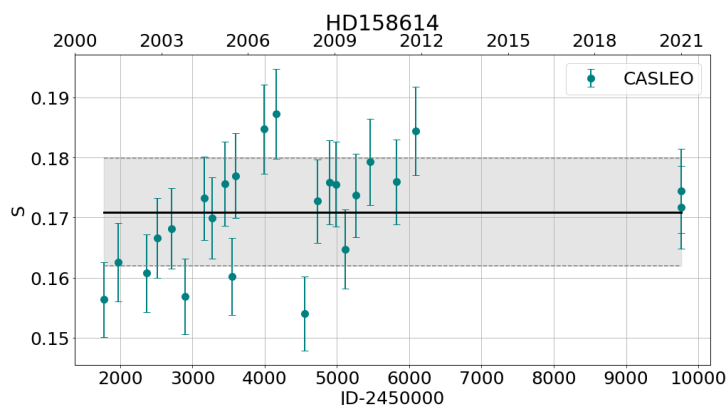


Figura 6.27: Serie temporal de la estrella HD158614. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2000-2022. La línea sólida indica el valor medio del índice  $S$  y las líneas a trazos los niveles  $\pm 1\sigma_S$ .

En la Fig. 6.28 se observa el periodograma GLS para HD158614, donde no se obtiene ningún pico significativo, lo que implica la no existencia de un ciclo de actividad magnética. Además,  $\langle \sigma_S/S \rangle = 5.2\%$ , por lo tanto se clasifica como *flat*, en coincidencia con Baliunas et al. (1995).

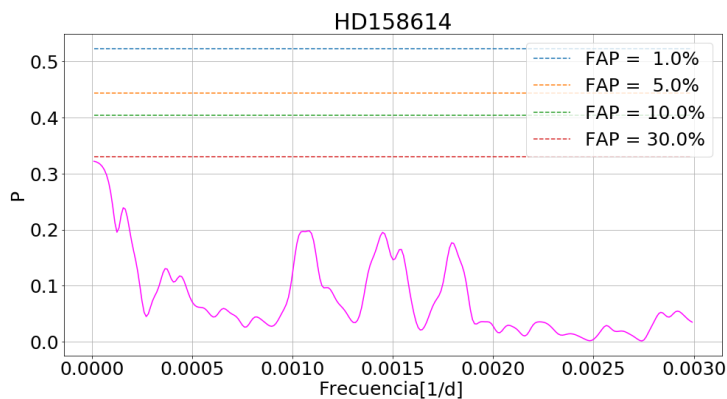


Figura 6.28: Periodograma GLS correspondiente a HD158614, que indica que la estrella no tiene ciclo de actividad existente.

### HD212330

HD212330 está catalogada como una estrella de alto movimiento propio, con un período de rotación de 21.05 días (Cincunegui et al., 2007a). Su tipo y clase espectral es G2IV-V y su magnitud visual es  $V = 5.31$ . Se encuentra a una distancia de  $(20.569 \pm 0.144)$  pc (Vandepoort et al., 2019) y su temperatura efectiva es de  $(5699 \pm 155)$  K (Bond et al., 2006). Posee un radio  $R = 1.941R_{\odot}$  y una masa  $M = 1.02M_{\odot}$ .

En la Fig. 6.25 se muestra la serie temporal del  $S$  obtenido a partir de las 28 observaciones de CASLEO adquiridas en los últimos 22 años. Al igual que para HD158614 (ver Sección 6.2.2), para esta estrella no existen observaciones por parte del espectrógrafo HARPS, ni FEROS. Tampoco se encontraron para esta estrella estudios de actividad a largo plazo en la literatura.

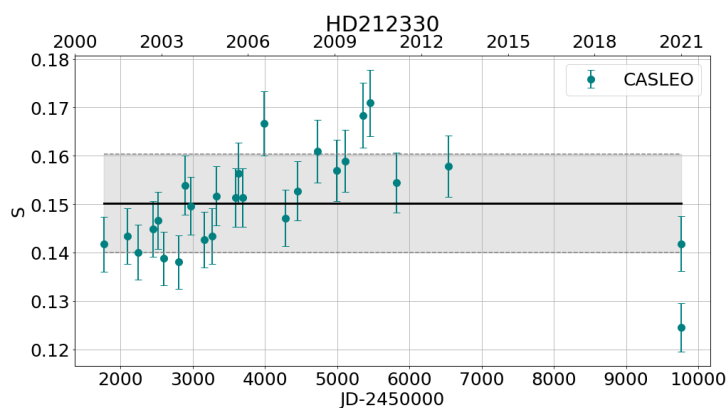


Figura 6.29: Serie temporal de la estrella HD212330. Los índices pertenecen al período de tiempo abarcado entre 2000-2022. La línea sólida indica el valor medio del índice  $S$  y las líneas a trazos los niveles  $\pm 1\sigma_S$ .

En la Fig. 6.30 se observa el periodograma GLS realizado a partir de la serie temporal de la Fig. 6.29, donde el período más alto corresponde a un pico partido centrado en  $(9596.4 \pm 3318.7)$  días, mayor a la cobertura temporal de la serie. Sin embargo, se observa que existe un pico correspondiente a un período menor de 345 días ( $\sim 0.95$  años), que en principio sería significativo por superar un FAP del 10%. Para poder corroborar si este pico no es un aliás del primero, se resta la función sinusoidal

de período 9596.4 días y se vuelve a realizar el periodograma GLS obteniendo la Fig. 6.31. En esta se observa, que al restar la contribución del "pico partido", no queda ningún pico significativo. De esta manera, concluimos que se trata de una estrella sin ciclo de actividad predominante. Además, como  $\langle \sigma_S/S \rangle = 6.8\%$  se clasifica como *flat*.

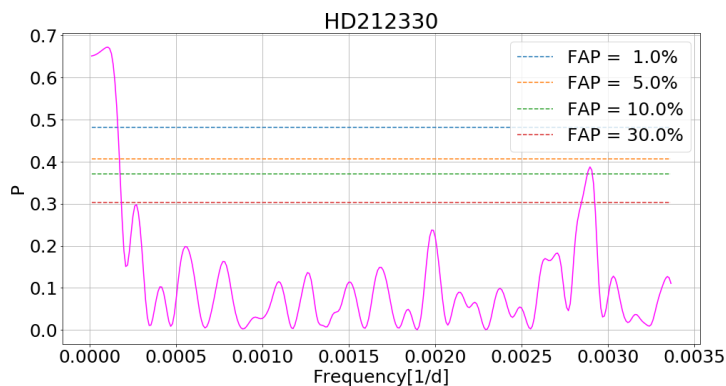


Figura 6.30: Periodograma GLS correspondiente a HD212330.

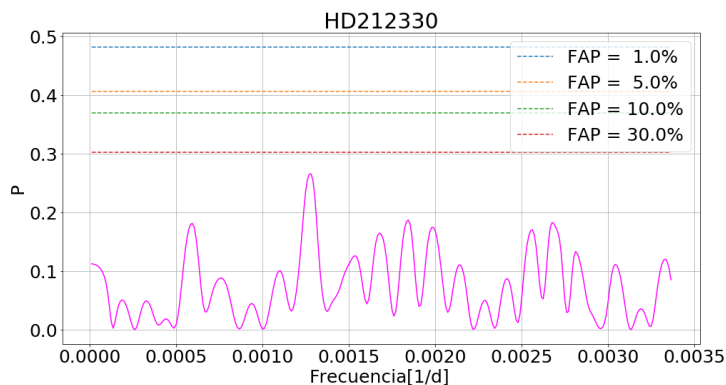


Figura 6.31: Periodograma GLS correspondiente a HD212330, que indica que la estrella no tiene ciclo de actividad existente.

### 6.3. Períodos de actividad en función del período de rotación.

A modo de resumen en la Tabla 6.2 se sintetizan los resultados obtenidos en este trabajo para las estrellas de la muestra estudiada junto a sus principales características.

Una vez determinados los períodos de rotación y actividad confiables del conjunto de estrellas de interés, volcamos nuestros resultados sobre el gráfico de Metcalfe et al. (2016), donde se relaciona la longitud del ciclo de actividad con la tasa de rotación de la estrella. Estos autores encontraron que la relación entre ambas cantidades no es unívoca, sino que se distribuye en 2 ramas diferentes. En la Fig. 6.32 se muestra en rojo las estrellas pertenecientes a la rama activa (A) y en azul las de la rama inactiva (I). Las rectas roja y azul punteadas son las obtenidas en Böhm-Vitense (2007), mientras que el Sol está indicado con el símbolo típico. Las líneas punteadas que unen los puntos corresponden a períodos de la misma estrella, en gris, la zona donde no se reportaron ciclos, mientras que en verde son los resultados obtenidos durante este trabajo, para las estrellas que presentaron un ciclo de acti-

vidad. En la mayoría de los casos los períodos de actividad detectados pertenecen a la rama inactiva del diagrama  $P_{cyc}-P_{rot}$ , donde algunas estrellas cíclicas se incluyen en la franja donde sólo se había reportado el ciclo solar. En ningún caso se pudo detectar estrellas con 2 ciclos de actividad.

ID	Tipo espectral	Time proc	#Obersecciones	$P_{rot}(d)$	$P_{act}(d)$	FAP	$\langle S \rangle$	$\sigma_S$
HD 3443	K1 V	2001-2022	39	30.00	$1042.96 \pm 34.81$	$7 \times 10^{-3}$	0.186	0.016
HD 3795	K0 V	2000-2022	37	32.00	-	-	0.158	0.011
HD 9562	G1 V	2000-2022	31	29.00	-	-	0.139	0.007
HD 10700	G8 V	2000-2022	58	34.50	-	-	0.169	0.0006
HD 13445	K1.5 V	2002-2022	28	30.00	$6690.46 \pm 1593.54$	$3 \times 10^{-2}$	0.261	0.022
HD 26965	K0 V	2000-2017	35	37.10	$3414.24 \pm 114.05$	$2 \times 10^{-6}$	0.194	0.014
HD 32147	K3+ V	2000-2015	35	47.40	$4695.2 \pm 1066.3$	$8.8 \times 10^{-6}$	0.274	0.029
HD 43587	G0 V	2002-2014	26	20.00	-	-	0.159	0.008
HD 128620	G2 V	2002-2022	15	29.00	-	-	0.212	0.026
HD 128621	K1 V	2000-2022	18	42.00	-	-	0.195	0.038
HD 131977	K4 V	2000-2022	21	44.60	-	-	0.410	0.041
HD 158614	G9 IV-V	2000-2022	27	34.00	-	-	0.171	0.008
HD 212330	G2 IV-V	2000-2022	28	21.05	-	-	0.150	0.010
HD 219834	G8.5 IV	2000-2022	30	42.50	$7381.84 \pm 884.84$	$7 \times 10^{-3}$	0.153	0.013

Tabla 6.2: Selección de estrellas del tipo solar del Proyecto HK $\alpha$ , sus parámetros principales, los años de observación en CASLEO, la cantidad de observaciones analizadas y los resultados de este trabajo. Los períodos de rotación fueron tomados únicamente de la literatura (Cincunegui et al., 2007a).

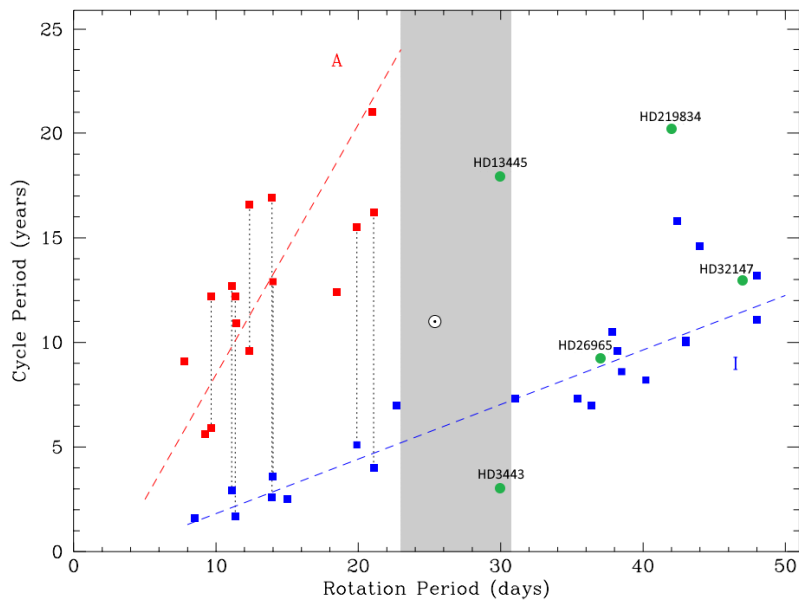


Figura 6.32: Gráfico extraído de Metcalfe et al. (2016), donde se relaciona la longitud del ciclo de actividad con la tasa de rotación de la estrella. En verde los resultados obtenidos durante este trabajo.



# Conclusiones

En esta Tesis estudiamos la actividad magnética de largo de plazo en estrellas de tipo solar utilizando observaciones propias y aquellas disponibles en catálogos y en la base de datos de otros observatorios. Este estudio requiere obtener observaciones sistemáticas a lo largo de años y con una frecuencia mensual o trimestral. A lo largo de esta Tesis nos centramos en dos objetivos principales. En primer lugar buscamos generar estrategias observacionales que lograsen una reducción apreciable de los tiempos de observación en CASLEO, perdiendo la menor cantidad de información posible. Mientras que en segundo lugar, trabajamos con el objetivo de detectar ciclos de actividad en estrellas con períodos de rotación entre 20 y 50 días, intervalo en el cual se han reportado escasas estrellas cíclicas en la literatura.

Mediante las observaciones del Proyecto  $HK\alpha$  se obtienen espectros de dispersión media  $R \sim 13000$  con una alta cobertura espectral de 3800 a 6700 Å que permiten estudiar indicadores de actividad magnética a diferentes alturas de la atmósfera estelar. Sin embargo, obtener estos espectros puede llegar a insumir hasta 100 minutos en algunas estrellas. Dado que la medición de actividad estelar se realiza primordialmente utilizando el flujo de las líneas K y H del Ca II del extremo azul del espectro visible, en este trabajo se analizó una nueva estrategia observacional donde se utiliza el espectrógrafo REOSC en DS destinado sólo a observar un tramo del espectro centrado en 3800 Å. De esta manera, se logra calcular el *índice Mount Wilson*. Así, se logró calibrar, para un conjunto de 35 estrellas, los promedios de los índices derivados de espectros en dispersión cruzada con los espectros en simple tomados en los turnos de mayo y julio del 2022. Para cada uno de los casos, se calculó un índice de actividad para un perfil triangular de FWHM de 1.09 Å, para los de alta resolución, y se probaron distintos perfiles para los de baja resolución, encontrando que la mejor correlación corresponde a FWHM de 2.18 Å. Con toda esta información, se logró construir una relación entre los índices  $S$  para los espectros en DC contra los índices  $S_{DS}$ . Si bien falta realizar una extensión de esta relación a todas las estrellas del Proyecto  $HK\alpha$  y esta configuración instrumental no es adecuada para algunas estrellas, se encontró una forma de reducir el tiempo observacional entre un 40 y 80%, perdiendo la menor cantidad de información posible. En el futuro, se verá de analizar un número mayor de estrellas a fin de hacer más robusta la estadística extendiendo la muestra a diferentes niveles de actividad. Los primeros resultados muestran que sería un buen método de observación y análisis para las estrellas tardías más activas.

Por otra parte, se realizó un estudio de una muestra de 14 estrellas de tipo solar observadas en el marco del Proyecto HK $\alpha$ . En primer lugar, se lograron determinar los períodos de rotación de la muestra de estrellas del proyecto a partir de la literatura, con lo que se seleccionó una submuestra de estrellas con los períodos de rotación en el rango de 20 días  $<P_{rot} < 50$  días, donde hay un vacío de estrellas cíclicas. Finalmente, se calcularon los períodos de actividad de las estrellas de la submuestra utilizando técnicas de análisis de series temporales no equiespaciadas, construidas a partir de observaciones del equipo de trabajo en CASLEO, las cuales se complementaron con observaciones públicas de los espectrógrafos HARPS y FEROS, y mediciones del *índice de Mount Wilson* reportadas en [Baum et al. \(2022\)](#). Del conjunto de 14 estrellas analizadas, se detectaron ciclos de actividad en 5 estrellas: HD3443 (K1V), HD13445 (K1.5V), HD26965 (K0V), HD32147 (K3+V), HD219834 (G8.5IV); mientras que el resto presentó un patrón de actividad irregular o constante, siendo el caso de HD3795 (K0V), HD9562 (G1V), HD10700 (G8V), HD43587 (G0V), HD128620 (G2V), HD128621 (K1V), HD131977 (K4V), HD158614 (G9IV-V) y HD212330 (G2IV-V).

En coincidencia con [Metcalf et al. \(2016\)](#), de la muestra estudiada no se detectó ningún ciclo de actividad en la rama activa para estrellas con rotaciones solares o más lentas. No obstante, las estrellas HD3443 y HD13445 muestran evidencia de actividad cíclica no detectada previamente para estrellas con estos períodos de rotación, entre 23 y 31 días. Por otro lado, HD32147 y HD26965 parecieran presentar ciclos de actividad pertenecientes a la rama inactiva, mientras que HD219834 pareciera no pertenecer a ninguna rama.

Finalmente, existen dos posibles caminos de entender estos resultados. Uno y el más discutido hasta el momento ([Metcalf et al., 2016](#)), entiende que el dínamo solar se encuentra en transición generando que tenga un ciclo de actividad atípico, lo que implicaría que HD13445 y HD3443 podrían encontrarse en una situación similar. Sin embargo, también sí se observa con detenimiento la Fig. 6.32 se puede notar la existencia de una tendencia lineal entre las estrellas que se encuentran entre ramas (el Sol, HD13445 y HD219834), lo que podría significar la existencia de una tercer rama no reportada hasta el momento.

## Apéndice A

# Periodogramas de Lomb-Scargle Generalizado

Al examinar observaciones astronómicas a lo largo del tiempo, comúnmente nos enfrentamos a la irregularidad en la distribución de datos, es decir que los datos no se encuentran equispaciados, lo que impide la aplicación del formalismo de la transformada de Fourier discreta. Esta complicación surge por diversas razones, como la limitación de observar objetos durante todo el año, condiciones climáticas desfavorables durante ciertos turnos de observación, o la diversidad de programas de observación en distintas épocas, entre otras. Para abordar el análisis espectral de estos datos, se recurre a métodos modificados de Fourier. En particular, durante esta Tesis, el enfoque principal adoptado es el uso del periodograma Lomb-Scargle Generalizado (GLS por sus siglas en inglés [Zechmeister and Kürster 2009](#)).

Para identificar ciclos de actividad estelar, se ha utilizado ampliamente el periodograma de Lomb-Scargle (LS) en diversos estudios (por ej, [Baliunas et al. 1995](#); [Flores et al. 2017](#); [Metcalf et al. 2013](#)). Aunque el periodograma LS es un algoritmo bien establecido para realizar análisis de frecuencia en conjuntos de datos no equispaciados, su eficacia ha sido objeto de discusión en la literatura, y se han propuesto nuevas modificaciones. Una de estas es el periodograma GLS, que presenta ciertas ventajas sobre el periodograma LS clásico. Este método considera un punto cero variable, eliminando la necesidad de bootstrap o algoritmos de Monte Carlo para calcular la significancia de una señal, lo que reduce los costos computacionales y hace que sea menos susceptible al aliasing que el periodograma LS.

Para una serie de datos  $y_i$  con errores  $\sigma_i$  obtenidos a un tiempo  $t_i$  con  $i = 1, 2, \dots, N$ , con  $N$  el número de mediciones, el periodograma GLS se define como:

$$p(\omega) = \frac{1}{YY} \left[ \frac{YC_{\tau}^2}{CC_{\tau}} - \frac{YS_{\tau}^2}{SS_{\tau}} \right] \quad (\text{A.1})$$

donde las variables mencionadas se pueden escribir como:

$$\begin{aligned}
 Y &= \sum \omega_i y_i & Y C_\tau(\omega) &= \sum \omega_i (y_i - \bar{h}) \cos \omega(t_i - \tau) \\
 C &= \sum \omega_i \cos \omega(t_i - \tau) & Y S_\tau(\omega) &= \sum \omega_i (y_i - \bar{h}) \sin \omega(t_i - \tau) \\
 S &= \sum \omega_i \sin \omega(t_i - \tau) & C C_\tau(\omega) &= \sum \omega_i \cos^2 \omega(t_i - \tau) - C.C \\
 Y Y &= \sum \omega_i (y_i - \bar{h}) & S S_\tau(\omega) &= \sum \omega_i \sin^2 \omega(t_i - \tau) - S.S
 \end{aligned}$$

donde  $\omega$  es la frecuencia,  $\omega_i = \frac{1}{W\sigma_i}$  son los pesos normalizados, siendo  $W = \sum \frac{1}{\sigma_i}$  y  $\tau$  se define mediante la siguiente relación:

$$\tan(2\omega\tau) = \frac{\sum \omega_i \sin(2\omega t_i) - 2 \sum \omega_i \cos(\omega t_i) \sum \omega_i \sin(\omega t_i)}{\sum \omega_i \cos(2\omega t_i) - [\sum \omega_i \cos(\omega t_i)]^2 + [\sum \omega_i \sin(\omega t_i)]^2} \quad (\text{A.2})$$

Si se plantea una función armónica  $y(t) = a \cos(\omega t) + b \sin(\omega t) + c$ , con  $\omega$  una dada frecuencia, cuyas amplitudes se obtengan por el método de cuadrados mínimos con los datos  $\{t_i, y_i\}$ , la expresión a minimizar coincide con la Ec. A.1.

Por lo general, se puede considerar que un conjunto de observaciones está compuesto por una componente periódica de cierta frecuencia y ruido blanco gaussiano. Por lo tanto, la hipótesis nula del periodograma GLS establece que el conjunto de datos  $y_i$  está formado por variables aleatorias independientes con distribución gaussiana.

Dado que, al buscar períodos con un periodograma, examinamos un rango de frecuencias, es crucial evaluar la significancia de un pico específico en comparación con los picos en otras frecuencias. Por lo tanto, la normalización se vuelve fundamental para las estimaciones de la probabilidad de falsa alarma (o FAP por sus siglas en inglés) de una señal mediante una expresión analítica. En nuestro estudio, normalizamos el periodograma bajo la suposición de ruido gaussiano, es decir:

$$P = \frac{N-1}{2} p(\omega) \quad (\text{A.3})$$

En el caso de que se muestreen  $M$  frecuencias independientes  $\omega$ , el FAP o la probabilidad de que exista un  $p(\omega)$  mayor a un dado valor  $x$  es:

$$FAP = 1 - [1 - \text{Prob}(x > p(\omega))]^M \quad (\text{A.4})$$

La ecuación A.4 nos indica que cuando un valor de  $p(\omega)$  exhibe un FAP bajo, según la hipótesis nula, la frecuencia  $2\pi\omega$  es altamente significativa. Sin embargo, para evaluar la importancia de esta frecuencia, es necesario conocer el valor de  $M$ , que no siempre coincide con el número de frecuencias muestreadas debido a la falta de independencia entre ellas. Cumming (2004) demostró que, dado que la separación entre los picos en el periodograma es  $\frac{1}{T}$ , donde  $T$  es el tiempo de muestreo, la cantidad

de picos en el rango de frecuencias empleado ( $\Delta f = f_2 - f_1$ ) es aproximadamente  $\sim T\Delta f$ . Este número de picos proporciona una estimación del valor de frecuencias independientes muestreadas.

# Bibliografía

- R. Akeson, C. Beichman, P. Kervella, E. Fomalont, and G. F. Benedict. Precision Millimeter Astrometry of the  $\alpha$  Centauri AB System. *AJ*, 162(1):14, July 2021. doi: 10.3847/1538-3881/abfaff.
- E. Anderson and Ch. Francis. XHIP: An extended hipparcos compilation. *Astronomy letters*, 38(5): 331–346, May 2012. doi: 10.1134/S1063773712050015.
- M. J. Aschwanden. *Physics of the Solar Corona. An Introduction*. Praxis Publishing Ltd, 2004.
- H. W. Babcock. The Topology of the Sun's Magnetic Field and the 22-Year Cycle. *ApJ*, 133:572, March 1961. doi: 10.1086/147060.
- S. L. Baliunas, R. A. Donahue, W. H. Soon, J. H. Horne, J. Frazer, L. Woodard-Eklund, M. Bradford, L. M. Rao, O. C. Wilson, and Q. Zhang. Chromospheric Variations in Main-Sequence Stars. II. *ApJL*, 438: 269, January 1995. doi: 10.1086/175072.
- S. L. Baliunas, R. A. Donahue, W. Soon, and G. W. Henry. Activity Cycles in Lower Main Sequence and POST Main Sequence Stars: The HK Project. In Robert A. Donahue and Jay A. Bookbinder, editors, *Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*, volume 154 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 153, January 1998.
- D. Baroch, J. C. Morales, I. Ribas, L. Tal-Or, M. Zechmeister, A. Reiners, J. A. Caballero, A. Quirrenbach, P. J. Amado, S. Dreizler, S. Lalitha, S. V. Jeffers, M. Lafarga, V. J. S. Béjar, J. Colomé, M. Cortés-Contreras, E. Díez-Alonso, D. Galadí-Enríquez, E. W. Guenther, H. J. Hagen, T. Henning, E. Herrero, M. Kürster, D. Montes, E. Nagel, V. M. Passegger, M. Perger, A. Rosich, A. Schweitzer, and W. Seifert. The CARMENES search for exoplanets around M dwarfs. Nine new double-line spectroscopic binary stars. *A&A*, 619:A32, November 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201833440.
- A. C. Baum, J. T Wright, J. K. Luhn, and H. Isaacson. Five Decades of Chromospheric Activity in 59 Sun-like Stars and New Maunder Minimum Candidate HD 166620. *AJ*, 163(4):183, April 2022. doi: 10.3847/1538-3881/ac5683.
- E. Böhm-Vitense. Chromospheric Activity in G and K Main-Sequence Stars, and What It Tells Us about Stellar Dynamos. *ApJL*, 657:486–493, March 2007. doi: 10.1086/510482.

- J. C. Bond, C. G. Tinney, R. P. Butler, H. R. A. Jones, G. W. Marcy, A. J. Penny, and B. D. Carter. The abundance distribution of stars with planets. *MNRAS*, 370(1):163–173, July 2006. doi: 10.1111/j.1365-2966.2006.10459.x.
- A. Brandenburg, S. H. Saar, and C. R. Turpin. Time Evolution of the Magnetic Activity Cycle Period. *ApJ*, 498(1):L51–L54, May 1998. doi: 10.1086/311297.
- A. P. Buccino, R. F. Díaz, M. L. Luoni, X. C. Abrevaya, and P. J. D. Mauas. Long-term Chromospheric Activity in Southern M Dwarfs: Gl 229 A and Gl 752 A. *AJ*, 141:34, February 2011. doi: 10.1088/0004-6256/141/2/34.
- A. P. Buccino, R. Petrucci, E. Jofré, and P. J. D. Mauas. Possible Chromospheric Activity Cycles in AD Leo. *ApJL*, 781:L9, January 2014. doi: 10.1088/2041-8205/781/1/L9.
- A. P. Buccino, L. Sraibman, P. M. Olivar, and F. O. Minotti. An application of a solar-type dynamo model for  $\epsilon$  Eridani. *MNRAS*, 497(3):3968–3975, September 2020. doi: 10.1093/mnras/staa1908.
- A. J. Cannon and E. C. Pickering. VizieR Online Data Catalog: Henry Draper Catalogue and Extension (Cannon+ 1918-1924; ADC 1989). *VizieR Online Data Catalog*, art. III/135A, October 1993.
- G. Cayrel de Strobel. Stars resembling the Sun. *A&AR*, 7(3):243–288, January 1996. doi: 10.1007/s001590050006.
- A. R. Choudhuri. *The physics of fluids and plasmas : an introduction for astrophysicists*. Cambridge University Press, 1998.
- C. Cincunegui and P. J. D. Mauas. Library of flux-calibrated echelle spectra of southern late-type dwarfs with different activity levels. *A&A*, 414:699–706, February 2004. doi: 10.1051/0004-6361:20031671.
- C. Cincunegui, R. F. Díaz, and P. J. D. Mauas. A possible activity cycle in Proxima Centauri. *A&A*, 461:1107–1113, January 2007a. doi: 10.1051/0004-6361:20066027.
- C. Cincunegui, R. F. Díaz, and P. J. D. Mauas.  $H\alpha$  and the Ca II H and K lines as activity proxies for late-type stars. *A&A*, 469:309–317, July 2007b. doi: 10.1051/0004-6361:20066503.
- P. D. Colombo, A. P. Buccino, C. Oviedo, R. Ibañez Bustos, and P. Mauas. Nuevas estrategias para el estudio de la actividad estelar desde CASLEO. *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 64:56–58, August 2023.
- A. Cumming. Detectability of extrasolar planets in radial velocity surveys. *MNRAS*, 354(4):1165–1176, November 2004. doi: 10.1111/j.1365-2966.2004.08275.x.

- J. Datson, C. Flynn, and L. Portinari. Spectroscopic study of solar twins and analogues. *A&A*, 574: A124, February 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201425000.
- R. F. Díaz, J. F. González, C. Cincunegui, and P. J. D. Mauas. The spectroscopic binary system Gl 375. I. Orbital parameters and chromospheric activity. *A&A*, 474:345–353, November 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20078195.
- M. R. Díaz, J. S. Jenkins, M. Tuomi, R. P. Butler, M. G. Soto, J. K. Teske, F. Feng, S. A. Shectman, P. Arriagada, J. D. Crane, I. B. Thompson, and S. S. Vogt. The Test Case of HD 26965: Difficulties Disentangling Weak Doppler Signals from Stellar Activity. *AJ*, March 2018. doi: 10.3847/1538-3881/aaa896.
- Z. Eker, N. F. Ak, S. Bilir, D. Dođru, M. Tüysüz, E. Soyduđan, H. Bakıř, B. Uđrař, F. Soyduđan, A. Erdem, and O. Demircan. A catalogue of chromospherically active binary stars (third edition). *MNRAS*, 389 (4):1722–1726, October 2008. doi: 10.1111/j.1365-2966.2008.13670.x.
- S. G. Els, M. F. Sterzik, F. Marchis, E. Pantin, M. Endl, and M. Kürster. A second substellar companion in the Gliese 86 system. A brown dwarf in an extrasolar planetary system. *A&A*, 370:L1–L4, April 2001. doi: 10.1051/0004-6361:20010298.
- I. Ermolli, T. Chatzistergos, N. A. Krivova, and S. K. Solanki. The potential of Ca II K observations for solar activity and variability studies. In D. Banerjee, J. Jiang, K. Kusano, and S. Solanki, editors, *Long-term Datasets for the Understanding of Solar and Stellar Magnetic Cycles*, volume 340, pages 115–120, February 2018. doi: 10.1017/S1743921318001849.
- M. G. Flores, A. P. Buccino, C. E. Saffe, and P. J. D. Mauas. A possible long-term activity cycle for  $\iota$  Horologii: First results from SPI-HK $\alpha$  project. *MNRAS*, 464:4299–4305, February 2017. doi: 10.1093/mnras/stw2650.
- M. G. Flores, M. Jaque Arancibia, R. V. Ibañez Bustos, A. P. Buccino, J. Yana Galarza, N. E. Nuñez, P. Miquelarena, J. Alacoria, C. Saffe, and P. J. D. Mauas. Detecting prolonged activity minima in binary stars. The case of  $\zeta^2$  Reticuli. *A&A*, 645:L6, January 2021. doi: 10.1051/0004-6361/202039902.
- K. Fuhrmann. Nearby stars of the Galactic disc and halo - IV. *MNRAS*, 384:173–224, February 2008. doi: 10.1111/j.1365-2966.2007.12671.x.
- K. Fuhrmann, R. Chini, L. S. Buda, and F. Pozo Nuñez. On the Age of Gliese 86. *A&A*, 785, April 2014. doi: 10.1088/0004-637X/785/1/68.
- D. Grether and C. H. Lineweaver. How Dry is the Brown Dwarf Desert? Quantifying the Relative Number of Planets, Brown Dwarfs, and Stellar Companions around Nearby Sun-like Stars. *ApJ*, 640(2): 1051–1062, April 2006. doi: 10.1086/500161.



- J. Hardorp. The sun among the stars. I. A search for solar spectral analogs. *A&A*, 63:383–390, February 1978.
- R. V. Ibañez Bustos, A. P. Buccino, M. Flores, C. I. Martinez, D. Maizel, S. Messina, and P. J. D. Mauas. First long-term activity study of AU Microscopii: a possible chromospheric cycle. *MNRAS*, 483: 1159–1167, February 2019a. doi: 10.1093/mnras/sty3147.
- R. V. Ibañez Bustos, A. P. Buccino, M. Flores, and P. J. D. Mauas. Ross 128 – GL 447. A possible activity cycle for a slow-rotating fully convective star. *A&A*, 628, August 2019b. doi: 10.1051/0004-6361/201936030.
- R. V. Ibañez Bustos, A. P. Buccino, S. Messina, A.F. Lanza, and P. J. D. Mauas. Activity–rotation in the dM4 star Gl 729. A possible chromospheric cycle. *A&A*, 644, December 2020. doi: 10.1051/0004-6361/202039164.
- J.S. Jenkins, H.R.A. Jones, Y. Pablenko, D.J. Pinfield, J.R. Barnes, and Y. Lyubchik. Metallicities & Activities of Southern Stars. *A&A*, 458:571–584, October 2008. doi: 10.1051/0004-6361:20078611.
- E. Jofré, R. Petrucci, C. Saffe, L. Saker, E. Artur de la Villarmois, C. Chavero, M. Gómez, and P. J. D. Mauas. Stellar parameters and chemical abundances of 223 evolved stars with and without planets. *A&A*, 574:A50, February 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201424474.
- P.J. Käpylä, M. K. Browning, A. Sacha Brun, G. Guerrero, and J. Warnecke. Simulations of Solar and Stellar Dynamos and Their Theoretical Interpretation. *SSR*, 219(7):58, October 2023. doi: 10.1007/s11214-023-01005-6.
- A. Kaufer, O. Stahl, S. Tubbesing, P. Nørregaard, G. Avila, P. Francois, L. Pasquini, and A. Pizzella. Commissioning FEROS, the new high-resolution spectrograph at La-Silla. *The Messenger*, 95:8–12, March 1999.
- B. J. Labonte. Spectra of Plages on the Sun and Stars. I. CA II H and K Lines. *ApJS*, 62:229, September 1986. doi: 10.1086/191137.
- R. B. Leighton. A Magneto-Kinematic Model of the Solar Cycle. *ApJ*, 156:1, April 1969. doi: 10.1086/149943.
- R. Lorente and B. Montesinos. Predicting the Length of Magnetic Cycles in Late-Type Stars. *ApJ*, 632 (2):1104–1112, October 2005. doi: 10.1086/444412.
- C. Lovis, X. Dumusque, N. C. Santos, F. Bouchy, M. Mayor, F. Pepe, D. Queloz, D. Ségransan, and S. Udry. The HARPS search for southern extra-solar planets. XXXI. Magnetic activity cycles in solar-type stars: statistics and impact on precise radial velocities. *ArXiv e-prints*, July 2011.

- M. Mayor, F. Pepe, D. Queloz, F. Bouchy, G. Rupprecht, G. Lo Curto, G. Avila, W. Benz, J. L. Bertaux, X. Bonfils, Th. Dall, H. Dekker, B. Delabre, W. Eckert, M. Fleury, A. Gilliotte, D. Gojak, J. C. Guzman, D. Kohler, J. L. Lizon, A. Longinotti, C. Lovis, D. Megevand, L. Pasquini, J. Reyes, J. P. Sivan, D. Sosnowska, R. Soto, S. Udry, A. van Kesteren, L. Weber, and U. Weilenmann. Setting New Standards with HARPS. *The Messenger*, 114:20–24, December 2003.
- J. Meléndez, K. Dodds-Eden, and J. A. Robles. HD 98618: A Star Closely Resembling Our Sun. *ApJ*, 641(2):L133–L136, April 2006. doi: 10.1086/503898.
- J. Meléndez, J. L. Bean, M. Bedell, I. Ramírez, M. Asplund, S. Dreizler, A. Alves-Brito, L. Spina, L. Casagrande, T. Monroe, M. T. Maia, and F. Freitas. Using Solar Twins to Explore the Planet-Star Connection with Unparalleled Precision. *The Messenger*, 161:28–31, September 2015.
- T. S. Metcalfe, A. P. Buccino, B. P. Brown, S. Mathur, D. R. Soderblom, T. J. Henry, P. J. D. Mauas, R. Petrucci, J. C. Hall, and S. Basu. Magnetic Activity Cycles in the Exoplanet Host Star epsilon Eridani. *ApJL*, 763:L26, February 2013. doi: 10.1088/2041-8205/763/2/L26.
- T. S. Metcalfe, R. Egeland, and J. van Saders. Stellar Evidence That the Solar Dynamo May Be in Transition. *ApJL*, 826(1):L2, July 2016. doi: 10.3847/2041-8205/826/1/L2.
- T. S. Metcalfe, J. L. van Saders, S. Basu, D. Buzasi, W. J. Chaplin, R. Egeland, R. A. Garcia, P. Gaulme, D. Huber, T. Reinhold, H. Schunker, K. G. Stassun, T. Appourchaux, W. H. Ball, T. R. Bedding, S. Deheuvels, L. González-Cuesta, R. Handberg, A. Jiménez, H. Kjeldsen, T. Li, M. N. Lund, S. Mathur, B. Mosser, M. B. Nielsen, A. Noll, Z. Çelik Orhan, S. Örtel, A.R. G. Santos, M. Yildiz, S. Baliunas, and W. Soon. The Evolution of Rotation and Magnetic Activity in 94 Aqr Aa from Asteroseismology with TESS. *ApJ*, 900, September 2020. doi: 10.3847/1538-4357/aba963.
- T. Mishenina, T. Gorbaneva, M. Pignatari, F. K. Thielemann, and S. A. Korotin. Mn abundances in the stars of the Galactic disc with metallicities  $-1.0 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0.3$ . *MNRAS*, 454(2):1585–1594, December 2015. doi: 10.1093/mnras/stv2038.
- M. Mittag, J. H. M. M. Schmitt, and K. P. Schröder. Revisiting the cycle-rotation connection for late-type stars. *A&A*, 674:A116, June 2023. doi: 10.1051/0004-6361/202245060.
- E. N. Parker. Hydromagnetic Dynamo Models. *ApJ*, 122:293, September 1955. doi: 10.1086/146087.
- J. H. Piddington. On the Origin and Structure of Stellar Magnetic Fields. *Ap&SS*, 90(1):217–230, February 1983. doi: 10.1007/BF00651562.
- H. N. Russell. Relations Between the Spectra and other Characteristics of the Stars. I. Historical. *Nature*, 93(2322):227–230, April 1914.

- S. H. Saar and R. A. Osten. Rotation, turbulence and evidence for magnetic fields in southern dwarfs. *MNRAS*, 284:803–810, February 1997. doi: 10.1093/mnras/284.4.803.
- R. P. Schiavon, N. Caldwell, and J. A. Rose. The Integrated Spectrum of M67 and the Spectroscopic Age of M32. *AJ*, 127(3):1513–1530, March 2004. doi: 10.1086/381950.
- J. H. M. M. Schmitt and C. Liefke. VizieR Online Data Catalog: NEXXUS ROSAT survey of coronal X-ray (Schmitt+, 2004). *VizieR Online Data Catalog*, art. J/A+A/417/651, April 2004. doi: 10.26093/cds/vizie.34170651.
- D. R. Soderblom and J. R. King. Solar-Type Stars: Basic Information on Their Classification and Characterization. In Jeffrey C. Hall, editor, *Solar Analogs: Characteristics and Optimum Candidates*, page 41, January 1998.
- D. R. Soderblom, D. K. Duncan, and D. R. H. Johnson. The Chromospheric Emission–Age Relation for Stars of the Lower Main Sequence and Its Implications for the Star Formation Rate. *ApJ*, 375:722, July 1991. doi: 10.1086/170238.
- T. C. Teixeira, H. Kjeldsen, T. R. Bedding, F. Bouchy, J. Christensen-Dalsgaard, M. S. Cunha, T. Dall, S. Frandsen, C. Karoff, M. J. P. F. G. Monteiro, and F. P. Pijpers. Solar-like oscillations in the G8 V star  $\tau$  Ceti. *A&A*, 494(1):237–242, January 2009. doi: 10.1051/0004-6361:200810746.
- F. Thévenin, J. Provost, P. Morel, G. Berthomieu, F. Bouchy, and F. Carrier. Asteroseismology and calibration of alpha Cen binary system. *A&A*, 392:L9–L12, September 2002. doi: 10.1051/0004-6361:20021074.
- M. Tuomi, H. R. A. Jones, J. S. Jenkins, C. G. Tinney, R. P. Butler, S. S. Vogt, J. R. Barnes, R. A. Wittenmyer, S. O’Toole, J. Horner, J. Bailey, B. D. Carter, D. J. Wright, G. S. Salter, and D. Pinfield. Signals embedded in the radial velocity noise. Periodic variations in the  $\tau$  Ceti velocities. *A&A*, 551:A79, March 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201220509.
- F. van Leeuwen. Validation of the new Hipparcos reduction. *A&A*, 474(2):653–664, November 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20078357.
- J. Vandeportal, P. Bastien, A. Simon, J. Augereau, and E. Storer. Polarization of stars with debris discs: comparing observations with models. *MNRAS*, 483(3):3510–3528, March 2019. doi: 10.1093/mnras/sty3060.
- A. H. Vaughan, G. W. Preston, and O. C. Wilson. Flux Measurements of CA II H and K emission. *PASP*, 90:267–274, 1978.
- M. Zechmeister and M. Kürster. The generalised Lomb-Scargle periodogram. A new formalism for the floating-mean and Keplerian periodograms. *A&A*, 496:577–584, March 2009. doi: 10.1051/0004-6361:200811296.

Y. Zeng, T. D. Brandt, G. Li, T. J. Dupuy, Y. Li, G. M. Brandt, J. Farihi, J. Horner, R. A. Wittenmyer, R. P. Butler, C. G. Tinney, B. D. Carter, D. J. Wright, H. R. A. Jones, and S. J. O'Toole. The Gliese 86 Binary System: A Warm Jupiter Formed in a Disk Truncated at  $\approx 2$  AU. *AJ*, 164, November 2022. doi: 10.3847/1538-3881/ac8ff7.

---

Tesis disponible bajo Licencia Creative Commons, Atribución – No Comercial – Compartir Igual (by-nc-sa) 2.5 Argentina Buenos Aires, 2023