

# Introduction to solar spectropolarimetry

## INTRODUCCIÓN A LA ESPECTROPOLARIMETRÍA SOLAR

Yasaira Álvarez Torres

---

UNIVERSIDAD DE LA LAGUNA  
FACULTAD DE CIENCIAS  
GRADO EN FÍSICA  
CURSO 2021-2022

---



**Tutor:**  
Basilio Ruiz Cobo

*“Como sentado en un trono real, el Sol gobierna la familia de planetas que giran alrededor suyo.”*

**Nicolás Copérnico**

## **Agradecimientos**

En primer lugar agradecer a todas las personas que me han ayudado a llevar a cabo este proyecto, especialmente a Basilio Ruiz Cobo, tutor de este trabajo, que ha sabido contagiarme su ilusión y entusiasmo por la física solar. Por otro lado, un cálido agradecimiento a mis compañeros de clase y amigos, que siempre han estado ahí para recordarme que era perfectamente capaz de sacar esto adelante. Ya por último, agradecerle a mi madre, por su apoyo incondicional, y a mi tía, que aunque no vaya a poder ser testigo de como me gradúo, estaría profundamente orgullosa de mi.

---

## Abstract

---

*Spectropolarimetry is a branch of astrophysics that focuses on the study of the Sun by analyzing the polarized light that reaches us from it. This field of study has been very important in improving our knowledge of the different solar structures, as well as their magnetic fields, their different temperatures, among other characteristics.*

*Throughout this work we will talk about the different solar structures, giving special importance to understanding how the solar magnetic field works, what exactly are the sunspots and what are their main parts (umbra and penumbra) and what the granulation of the surface of the sun consists of. Also, understanding theoretical concepts such as the Zeeman Effect and Stokes Parameters, the foundations have been laid to carry out a practical study using data from a satellite, the HINODE. These data obtained with spectropolarimetry techniques contain the profiles of the Stokes parameters (I, U, V, Q) in pixels at different wavelengths, of a specific area of the Sun, where two spectral lines of Fe I (neutral iron).*

*With these data from the Stokes Parameters we will be able to represent in the first place the different faces that make up the data cube for the intensity parameter I, the image that shows the sunspot that will be the object of study being especially important. In addition, the spectrograms of the X axes for the rest of the Stokes parameters have also been represented, as well as their profiles at different points of the solar continuum.*

*Starting with the practical measurement process, in the first place, a calibration of the data has been carried out using the spectrum of the FTS[7] atlas to convert our data to wavelengths. Once this has been done and taking into account that some physical variables modify the spectra of the Stokes Parameters, we have been able to carry out a series of measurements.*

*The first parameter measured was temperature, obtaining good results that account for the notable difference in temperature between the umbra and the calm sun. For the calculation of errors, the so-called Monte Carlo method has been used. Next, the values of the magnetic intensity in the study region have been measured, having to separate the calculations according to whether the criterion of strong field or weak field is fulfilled, obtaining as a result an image that accounts for the field differences in the different areas of the sunspot, as well as in the calm sun region. As expected, the results show that in the umbra area the magnetic field is much more intense than in the calm sun region. In this case, the error propagation method has been used. Finally, the velocities of the solar surface have been measured, obtaining as a result a fluctuation of 2Km/s. To his error, the Monte Carlo Method has been used again..*

*Finally, three correlations have been made between the different parameters studied, in order to understand more and draw better conclusions from the results. In the representation of the magnetic field against the temperature, it is verified that the areas corresponding to the umbra have a higher value of the magnetic field together with a much lower temperature, as a consequence of the differences in the level of the surface material in that region. . In the correlation between speed and temperature, where it is striking that the points are scattered on the graph between 2 and -2 km/s. This is possibly caused by scattering from the five-minute wobble of the solar surface, along with noise in the data. Finally. The correlation between the magnetic field and the speed was made, where the 5-minute oscillation of the solar surface becomes notable again.*

*Finally, to conclude the work, the most interesting phenomena that have been observed with these traditional measurement methods have been mentioned, such as the Zeeman Effect, which causes a splitting of the spectral lines, in this case, of Fe I. Said This splitting is what has allowed us to measure the magnetic field in the study region, thus obtaining good results from the umbra to the calm region. The 5-minute oscillation of the solar surface has also become notable, which today continues to occupy an important place in research and, finally, we have verified the phenomenon of convection, which is affecting the regions of the calm Sun, while in the area of the sunspot this does not happen.*

## Resumen

---

La espectropolarimetría es una rama de la astrofísica que se centra en el estudio del Sol mediante el análisis de la luz polarizada que nos llega de él. Este ámbito de estudio ha sido muy importante a la hora de mejorar nuestros conocimientos sobre las diferentes estructuras solares, así como sobre sus campos magnéticos, sus distintas temperaturas entre otras características.

A lo largo de este trabajo hablaremos de las diferentes estructuras solares, prestando especial importancia a entender cómo funciona el campo magnético solar, que son exactamente las manchas solares y cuáles son sus principales partes (umbra y penumbra) y en que consiste la granulación de la superficie. Además, entendiendo conceptos teóricos como el Efecto Zeeman y los Parámetros de Stokes, se sentarán las bases para poder llevar a cabo un estudio práctico empleando los datos de un satélite, el HINODE. Dichos datos obtenidos con técnicas de espectropolarimetría contienen los perfiles de los parámetros de Stokes (I, U, V, Q) en píxeles a diferentes longitudes de onda, de una zona concreta del Sol, donde se aprecian principalmente dos líneas espectrales del Fe I (hierro neutro).

Con esos datos de los Parámetros de Stokes podremos representar en primer lugar las distintas caras que conforman el cubo de datos para el parámetro de la intensidad I, siendo especialmente importante la imagen que muestra la mancha solar que será objeto de estudio. Además, se han representado también los espectrogramas de los ejes X para el resto de parámetros de Stokes, así como los perfiles de los mismos en diferentes puntos del continuo solar.

Ya comenzando con el proceso práctico de medida, en primer lugar, se ha realizado una calibración de los datos empleando el espectro del atlas FTS para pasar nuestros datos a longitudes de onda. Una vez realizado esto y teniendo en cuenta que algunas variables físicas modifican los espectros de los Parámetros de Stokes, hemos podido llevar a cabo una serie de medidas.

El primer parámetro medido ha sido la temperatura, obteniendo buenos resultados que dan cuenta de la notable diferencia de temperatura entre la umbra y el sol en calma. Para el cálculo de errores, se ha empleado el conocido como Método de Montecarlo. A continuación, se han medido los valores de la intensidad magnética en la región de estudio, teniendo que separar los cálculos según se cumpla el criterio de campo fuerte o campo débil, obteniendo como resultado una imagen que da cuenta de las diferencias de campo en las distintas zonas de la mancha solar, así como en la región de sol en calma. Tal como se esperaba, en los resultados se aprecia como en la zona de la umbra el campo magnético es mucho más intenso que en la región de sol en calma. En este caso se ha empleado el método de propagación de errores. Por último, se ha medido las velocidades de la superficie solar, obteniendo como resultado una fluctuación de las

mismas de 2Km/s.

Por ultimo, se han realizado tres correlaciones entre los distintos parámetros estudiados, para poder comprender más y sacar mejores conclusiones de los resultados. En la representación del campo magnético frente a la temperatura se comprueba que las zonas correspondientes a la umbra poseen un valor más alto del campo magnético junto con una temperatura mucho más baja, como consecuencia de las diferencias de nivel del material de la superficie en esa región. En la correlación entre la velocidad y la temperatura, donde llama la atención que los puntos están dispersados en la gráfica entre 2 y -2 km/s. Esto posiblemente este causado por la dispersión originada por la oscilación de cinco minutos de la superficie solar, junto con el ruido de los datos. Por último. Se realizó la correlación entre el campo magnético y la velocidad, donde se vuelve a hacer notable la oscilación de 5 minutos de la superficie solar.

Finalmente, para concluir el trabajo se han mencionado los fenómenos más interesantes que se han conseguido observar con estos métodos tradicionales de medida, tales como el Efecto Zeeman, el cual provoca un desdoblamiento de las líneas espectrales, en este caso, del Fe I. Dicho desdoblamiento es el que nos ha permitido medir el campo magnético en la región de estudio, obteniendo así buenos resultados desde la umbra hasta en la región en calma. También se ha hecho notable la oscilación de 5 minutos de la superficie solar, la cual a día de hoy sigue ocupando un lugar importante en la investigación y, por último, hemos comprobado el fenómeno de convección, el cual está afectando a las regiones de sol en calma, mientras que en la zona de la mancha esto no sucede.

# Índice

<b>I</b>	<b>Introducción</b>	<b>6</b>
I.1	Campo Magnético Solar . . . . .	6
I.2	Manchas Solares . . . . .	7
I.3	Granulación . . . . .	9
I.4	Efecto Zeeman . . . . .	9
I.5	Parámetros de Stokes . . . . .	10
<b>II</b>	<b>Datos</b>	<b>11</b>
II.1	HINODE . . . . .	11
II.2	Descripción de los datos . . . . .	11
II.3	Calibración . . . . .	17
<b>III</b>	<b>Metodología</b>	<b>19</b>
III.1	Medida de la temperatura . . . . .	19
III.2	Medida del campo magnético . . . . .	22
III.3	Medida de la velocidad . . . . .	26
<b>IV</b>	<b>Resultados y discusión</b>	<b>29</b>
<b>V</b>	<b>Conclusión</b>	<b>32</b>
<b>VI</b>	<b>Referencias</b>	<b>33</b>

# I Introducción

---

## Resumen

*Solar spectropolarimetry is a very important branch of solar astrophysics research that is currently under development. This field of study allows us to obtain data on the polarization of light, that is, it allows us to know the Stokes parameters. In order to get the most out of them, it is important to understand how the magnetic field works on the solar surface, to have an in-depth knowledge of solar structures such as grains and spots, as well as to understand what the Zeeman Effect consists of and what exactly the Stokes parameters are.*

La espectropolarimetría solar es una rama de la investigación de la astrofísica solar muy importante y que actualmente continúa en desarrollo. Dicho campo de estudio nos permite obtener datos de la polarización de la luz, es decir, nos permite conocer los parámetros de Stokes. Para poder sacarles el máximo partido es importante entender cómo funciona el campo magnético en la superficie solar, conocer en profundidad la estructuras solares tales como gránulos y manchas, así como entender en qué consiste el Efecto Zeeman y qué son exactamente los parámetros de Stokes.

---

El Sol es la estrella más importante y tiene la mayor influencia en la vida en la Tierra y en la humanidad. Es una estrella de secuencia principal, clase espectral G2V cuya estructura se puede dividir en un núcleo, que ocupa una cuarta parte del radio y donde tienen lugar las reacciones nucleares; una zona radiativa o “refugio”, que ocupa hasta las tres cuartas partes del radio solar y destaca por ser una región donde no hay convección (la energía escapa más lentamente por radiación) y, finalmente, la zona convectiva, que ocupa aproximadamente una cuarta parte del radio solar restante. A continuación, está la atmósfera solar, que tiene una capa llamada fotosfera que se extiende desde la capa en la que los fotones escapan libremente, hasta la capa de temperatura mínima (aproximadamente de 500 km de espesor), seguida de la cromosfera, que se extiende desde esta capa hasta la región de transición, donde hay un aumento brusco de temperatura, alcanzando así la corona solar.

Su proximidad a la Tierra nos ha permitido desarrollar técnicas de estudio como la espectropolarimetría, de la cual intentaré hacer una breve introducción en este proyecto, sin embargo, primero hay algunos conceptos en los que hay que profundizar, como son la estructura global del sistema magnético solar, el origen de las manchas solares y la granulación.

## I.1 Campo Magnético Solar

Uno de los aspectos más llamativos del Sol es la gran cantidad de actividad que posee, desde erupciones hasta coronas solares. El motivo de tal actividad es la existencia de un campo magnético, originado por los movimientos del plasma solar de alta conductividad.

El campo magnético se produce por la presencia de cargas en movimiento, es decir, por la presencia de corrientes que varían con el tiempo. El plasma solar es un fluido altamente ionizado o, en otras palabras, un fluido que posee muchas de estas cargas móviles. El plasma solar tiene dos tipos de movimientos fundamentales, el de rotación diferencial, que es más rápido en el

ecuador que en los polos y el de "burbujeo" por convección, siendo ambos responsables del movimiento de cargas que originan las corrientes eléctricas precursoras del campo magnéticos solar.

Existe un fenómeno muy importante que se origina como consecuencia de la altísima conductividad del plasma: las líneas del campo magnético, las cuales deberían moverse en solidaridad con las líneas del campo. Este fenómeno se denomina "Campo Magnético Congelado" y lo que llama la atención es que el material no es capaz de cruzar estas líneas de campo, lo cual plantea dos situaciones diferentes: Una zona en la que el campo es lo suficientemente grande como para no dejar pasar la materia u otra zona donde no es lo suficientemente fuerte como para imponerse a la dinámica del material.

Para estudiar estos dos casos, el parámetro  $\beta$  del plasma que se introduce, que no es otra cosa que la relación entre la presión del gas  $P = \frac{\rho RT}{\mu}$ , siendo  $\mu$  el peso molecular medio, sobre la presión magnética  $P_{mag} = \frac{B^2}{2\mu_0}$ , con  $\mu_0$  la permeabilidad al vacío. Por lo tanto, cuando el campo  $B$  es muy grande, el valor de  $\beta$  será muy pequeño, lo que implica que el campo puede manejar materia, esta situación se da en la fotosfera superior y en capas más externas. En cambio, en las capas más profundas del Sol, el valor de  $\beta$  es mayor y prevalece la dinámica de la materia.

Cabe señalar que, en las capas profundas, donde el material "arrastra" el campo, se puede llegar a la situación de que se produzca una acumulación del campo magnético bajo la línea o superficie esférica que se encuentra bajo la zona de convección. Esta fina capa del Sol entre las zonas radiativa y convectiva se denomina tacoclina, y es una región muy importante ya que, durante determinadas fases del ciclo solar, se almacenará en ella un campo magnético de alta intensidad.

Este campo de alta intensidad que se acumula en las tacoclinas provoca un aumento de la presión magnética, que debe estar en equilibrio con la presión del gas. Por lo tanto, una presión de gas con un valor bajo implica una densidad muy pequeña. Como consecuencia, los "tubos", que no son otra cosa que las líneas de campo que se acumulan en las tacoclinas, se vacían. Al vaciarse, la diferencia de peso provoca que, al flotar, asciendan a la superficie solar, atravesando así la fotosfera y generando manchas solares.

## I.2 Manchas Solares

Las manchas solares consisten en regiones muy oscuras que se encuentran en la fotosfera del sol. Estas estructuras que se observan en algunas zonas del disco solar van cambiando, es decir, su tamaño puede oscilar entre los 1.500 y los 50.000 km de longitud, y su duración puede ser de tan solo unos días, o incluso meses. Además, como ya se ha comentado en el apartado anterior, estas manchas solares se forman como consecuencia de la acumulación de campo magnético que atraviesa la superficie del sol.

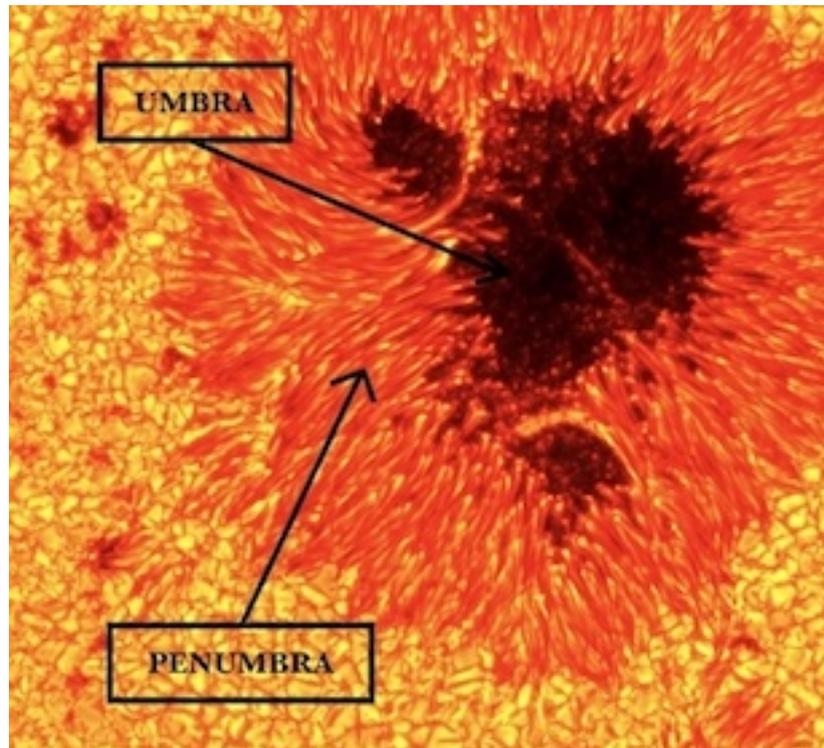
Para explicar por qué son oscuras, debemos volver a hablar de líneas de campo magnético. Este campo que sale de la mancha solar y que venía de capas más profundas por flotación, al llegar a la superficie imposibilita la convección, lo que provoca que la energía (transporte radiativo) sólo pueda producirse a través de la emisión de luz. Al no haber convección, el transporte radiativo desde el interior no es suficiente para poder compensar el enfriamiento por radiación de capas más altas, lo que hace que esta región se enfríe, ya que la energía no puede venir de abajo. En resumen, el color oscuro de la mancha solar se debe principalmente a la gran

diferencia de temperatura entre esta y el resto de la superficie solar.

Además de tener una temperatura más baja, las manchas solares tienen un valor de presión de gas externo bajo, lo que implica un valor de densidad bajo. Este fenómeno provoca que las manchas queden casi vacías, haciendo que los fotones provengan de una profundidad mayor que los del resto de la superficie solar. Esta diferencia de altura (en km) desde la superficie del sol, es decir, desde  $\tau = 1$  hasta la mancha solar, se conoce como "Depresión de Wilson".

Otro dato importante sobre estas estructuras solares es el hecho de que suelen aparecer en parejas. La explicación de este fenómeno es que las líneas del campo magnético están cerradas. Estas provienen de las capas profundas y, al subir y atravesar la superficie, generan una mancha, sin embargo, estas líneas deben volver a entrar, provocando una segunda mancha solar en general.

En la siguiente imagen (Figura 1) podemos distinguir dos zonas que componen la Mancha Solar, la Umbra y la Penumbra. La Umbra es la región central de la mancha solar, que es más oscura debido a su baja temperatura, alrededor de 4000K o incluso menos, mientras que el Sol en calma circundante tiene una temperatura de unos 5780K a la misma profundidad óptica. Además, en la Umbra el campo magnético se vuelve prácticamente perpendicular a la superficie, como consecuencia de que la intensidad de este sea muy alta. Por otro lado, la penumbra es la región que rodea a la umbra. Esta zona es menos oscura ya que la temperatura aquí es mayor (de unos 5500K), sin embargo, tanto la umbra como la penumbra se observan más oscuras que el resto de la superficie solar.



**Figura 1:** Representación de una mancha solar a partir de los datos del Hinode, diferenciando umbra y penumbra.

Otra observación importante, que se aprecia en la imagen anterior, es que la penumbra está constituida por filamentos oscuros y brillantes, ubicados radialmente con respecto a la umbra. Posiblemente, a lo largo de los filamentos brillantes se produzca el flujo Evershed, que consiste

en el flujo radial de umbra hacia el exterior de la mancha solar, siguiendo las líneas de campo, a una velocidad de unos 6 km/s.

### I.3 Granulación

Si nos fijamos en la imagen del apartado anterior, alrededor de la penumbra se observa una especie de red celular, formada por un montón de gránulos brillantes, entrelazados entre sí por membranas más oscuras. Esta granulación, que recubre la superficie solar (salvo las manchas solares) no es más que numerosas células convectivas que alcanzan la superficie. En ellos, el material sube por el centro de la celda a unos 2 km/s, lo que provoca un sobrepulso que hace que la burbuja de material sobrepase la región de estabilidad convectiva.

En resumen, lo que podemos observar, esos gránulos brillantes, es el material que se encuentra en el "área de excepción" o rebasamiento (overshooting), capa en la que el material sigue ascendiendo por inercia, donde se deja de cumplir el criterio de Schwarzschild ( $\rho < \rho_{ext}$ ), para luego volver a caer. Estas burbujas de material que suben están muy calientes y, al volver a descender, se enfrían, de ahí el origen de esa red que entreteje los diferentes gránulos, la cual se denomina zonas intergranulares.

Por tanto, la granulación es la muestra de la convección, que puede manifestarse en diferentes escalas (de menor a mayor, granulación, mesogranulación, supergranulación y las llamadas células gigantes). La granulación es, por tanto, la más pequeña, de unos 1000km, con estructuras en constante evolución, que pueden aumentar de tamaño, dividirse en otros gránulos o formar parte de las zonas intergranulares.

### I.4 Efecto Zeeman

El efecto Zeeman explica la división de una línea espectral en varias componentes cuando la fuente se ve afectada por la presencia de un campo magnético  $\vec{B}$ . Es decir, hay una división de los niveles cuando el número cuántico secundario del momento angular total degenera ( $m_i$ ). Esto provoca que donde antes había una transición, ahora habrá en principio tres, es decir, aparece un triplete en el espectro cuya componente central se denomina "componente  $\pi$ " que mantiene su frecuencia natural y otras dos componentes circulares, conocidas como sigmas ( $\sigma_l$  y  $\sigma_r$ ). Como curiosidad, cabe añadir que si sólo hay un triplete, se denomina Efecto Zeeman normal, mientras que si hay más componentes, se denomina Efecto Zeeman anómalo. La presencia de más componente se debe simplemente al desdoblamiento de los dos niveles, el inferior y el superior, por lo que muchas transiciones son posibles. Si sólo se desdobra un nivel (porque el otro tiene  $J=0$ ) solo aparece un triplete.

Para entender lo anterior, se debe tener en cuenta que las líneas espectrales se forman por la absorción/emisión de fotones cuando estos inciden sobre los átomos que se encuentran en determinados niveles de energía, provocando a su vez el desplazamiento de electrones hacia diferentes niveles energéticos. En las líneas espectrales, los fotones siempre vienen, por así decirlo, de cerca del observador. Cuando se tiene un nivel de energía, se caracteriza por números cuánticos, entre los que se encuentran el momento angular orbital  $L$  ( $L = \sum l$ ), el momento angular de espín  $S$  ( $S = \sum s$ ) y el momento angular total  $J$  (para cada átomo) donde  $J = \sum j$  siendo  $j = s + l$ . Con el acoplamiento J-J, se produce el efecto Paschen-Back, aunque el acoplamiento más normal es el L-S llamado Russell-Sunders o spin-orbita.

Por tanto, cuando existe un nivel de energía en el que se produce una transición y es válido el esquema de acoplamiento L-S, se conocen los momentos angulares  $L$ ,  $S$  y  $J$ . Al someter dicha transición a la presencia de un campo magnético  $\vec{B}$ , se rompe la degeneración en energía, como dije más arriba, en función del número cuántico secundario del momento angular total ( $m_j$ ). Este desdoblamiento  $\Delta\lambda$  es proporcional a un factor que depende del átomo.

Dado que el fotón solo puede girar a la derecha o a la izquierda o no girar en absoluto,  $\Delta m_j$  siempre será o -1, 0, 1, por lo que solo hay tres transiciones posibles, siendo  $\Delta\lambda$  la diferencia entre las transiciones sucesivas.

En resumen, si es posible medir la polarización en presencia de un campo  $\vec{B}$  y representarla, obteniendo así los espectros de cada una de las tres componentes de polarización (lineal  $\pi$ , circular  $\sigma_l$  y  $\sigma_r$ ), siendo la separación entre los máximos de las componentes sigma y pi proporcional a  $g \cdot \lambda^2 \cdot \vec{B} \approx \Delta\lambda$ , donde  $g$  es el factor de Landé.

Hay que tener en cuenta que la separación entre tripletes máximos suele ser demasiado pequeña para medir el ensanchamiento, lo que dificulta obtener el valor de  $\vec{B}$  utilizando esta técnica, pero esto se verá más en profundidad en los siguientes apartados.

## I.5 Parámetros de Stokes

Una forma de medir los parámetros de Stokes vendría dada al colocar un polarizador y un desfaseador, permitiendo así medir únicamente la polarización lineal y la polarización circular  $I_l$  y  $I_r$ , cada una por separado. Esto nos permite obtener mejor la distancia entre los máximos, siendo  $I$ ,  $I_r$  e  $I_l$  los conocidos como Parámetros de Stokes.

En general, los parámetros de Stokes son un conjunto de valores que describen el estado de polarización de la radiación electromagnética. Por lo tanto, matemáticamente hablando, la luz polarizada puede ser descrita mediante los parámetros de Stokes haciendo uso del vector  $\vec{I}$ :

$$\vec{I} = \begin{bmatrix} I \\ Q \\ U \\ V \end{bmatrix}. \quad (1)$$

Donde  $I$  habla de la intensidad total,  $Q$  y  $U$  sobre la polarización lineal y  $V$  sobre las componentes circulares.

Para el estudio del campo, nos bastan con conocer los parámetros  $I$  y  $V$  (descomponiéndose este último en  $I_r$  e  $I_l$ ), destacando dos posibles aproximaciones, la de campo fuerte y la de campo débil. Todo esto se verá con más detalle en el apartado de medidas del campo magnético.

## II Datos

---

### Resumen

*For the data of this project, those extracted from the HINODE observational satellite have been used. These data comprise the four Stokes parameters, each of which is made up of a cube of data in pixels, comprising the X and Y axis (length and temporal displacement of the slit of the slit) and the Z axis, which is the lengths wavelengths. As these data come in pixels, it is necessary to perform a calibration of them with the help of the FTS catalog, in order to have our data based on wavelengths.*

Para los datos de este proyecto se han empleado los extraídos del satélite observacional HINODE. Dichos datos comprenden los cuatro parámetros de Stokes, cada uno de los cuales está constituido por un cubo de datos en píxeles, que comprenden el eje X e Y (largo de la rendija y desplazamiento temporal de la rendija) y el eje Z, que se trata de las longitudes de onda. Al venir dichos datos en píxeles, es necesario realizar una calibración de los mismos con la ayuda del catálogo de FTS, para poder así tener nuestros datos en función de las longitudes de onda.

---

### II.1 HINODE

Los datos de los que se ha dispuesto para el estudio de los diferentes parámetros de la superficie solar provienen de la sonda espacial HINODE, la cual fue lanzada el 22 de septiembre de 2006, siguiendo activa hoy en día. Este telescopio se encuentra equipado principalmente con tres instrumentos, que son el *Solar Optical Telescope (SOT)*, el *X-ray Telescope (XRT)* y el *Extreme-Ultraviolet Imaging Spectrometer (EIS)*. Para esta práctica los datos se han extraído del SOT, ya que es el que permite obtener una vista sin precedentes de los campos magnéticos en la fotosfera solar, en el rango óptico de longitudes de onda.

### II.2 Descripción de los datos

Los datos vienen dados en formato *.fits* y contienen los Parámetros de Stokes, no obstante, se debe tener en cuenta que vienen dados en píxeles, no en longitudes de onda.

En las siguientes figuras de debajo podemos observar las distintas caras que conformarían nuestro cubo de datos que comprende los valores de la intensidad I. Otros cubos de las mismas dimensiones contienen los datos *Q*, *U* y *V*. Faltaría el Eje Y pero éste lo podemos entender como un "falso eje" o copia del Eje X, ya que realmente da cuenta de los instantes de tiempo en los que se toma la información. Podemos ver en la figura 6 que se aprecia a la perfección la mancha solar así como la zona en calma. Por otro lado, en las figuras de los espectrogramas, especialmente en la de I, se pueden apreciar a la perfección dos líneas oscuras horizontales, que corresponden a las dos longitudes de onda del hierro neutro (FeI), la  $\lambda = 6301.5012 \text{ \AA}$  y  $\lambda = 6302.4936 \text{ \AA}$ .

En los espectrogramas de U, V y Q podemos observar el paso de los ejes por la penumbra y por la umbra (zona mas oscura de las imágenes). Para los tres casos se ve que en la región de la

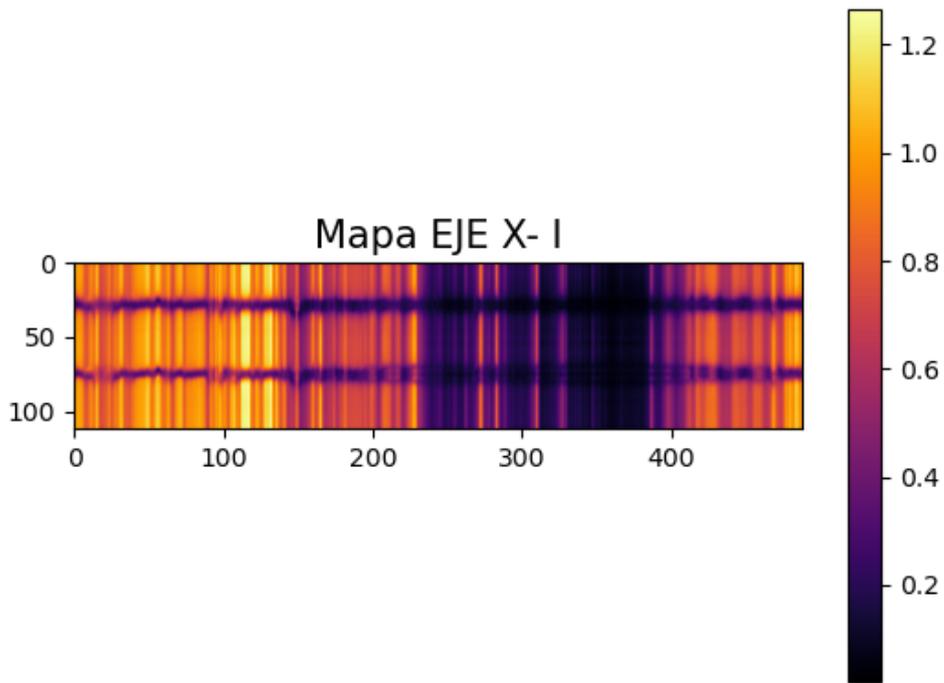


Figura 2: Representación del espectrograma de los datos de la intensidad I en el eje X.

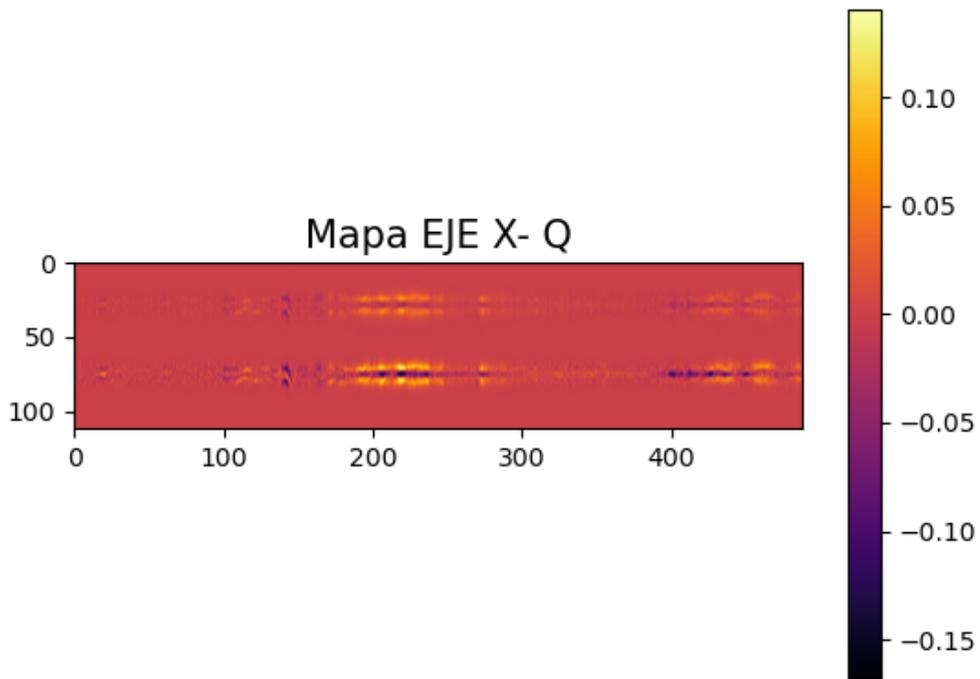


Figura 3: Espectrograma de los datos de Q en el eje X.

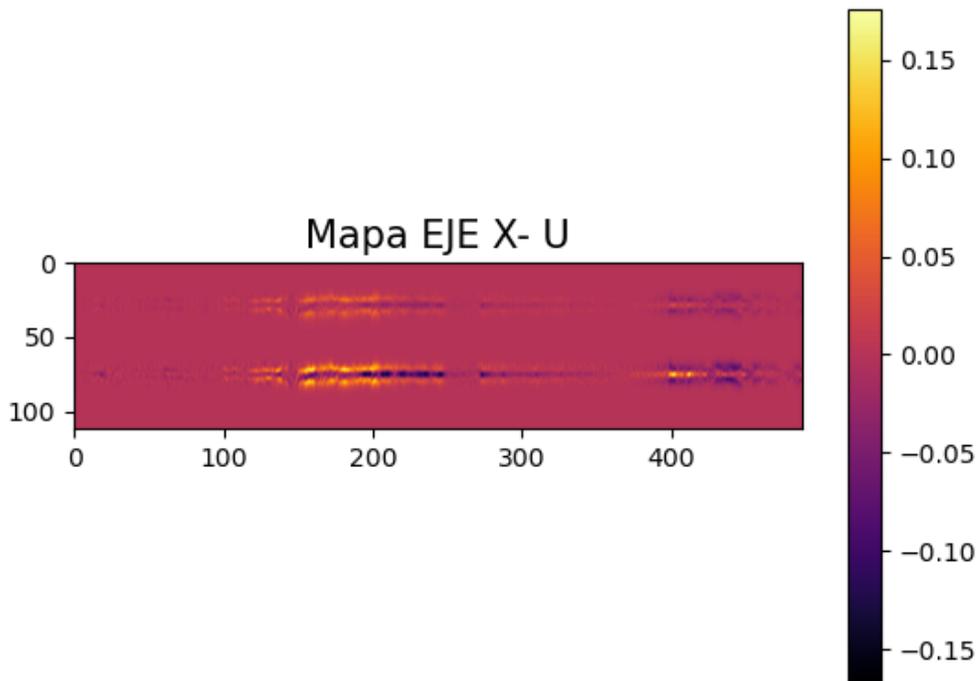


Figura 4: Espectrograma de los datos de U en el eje X.

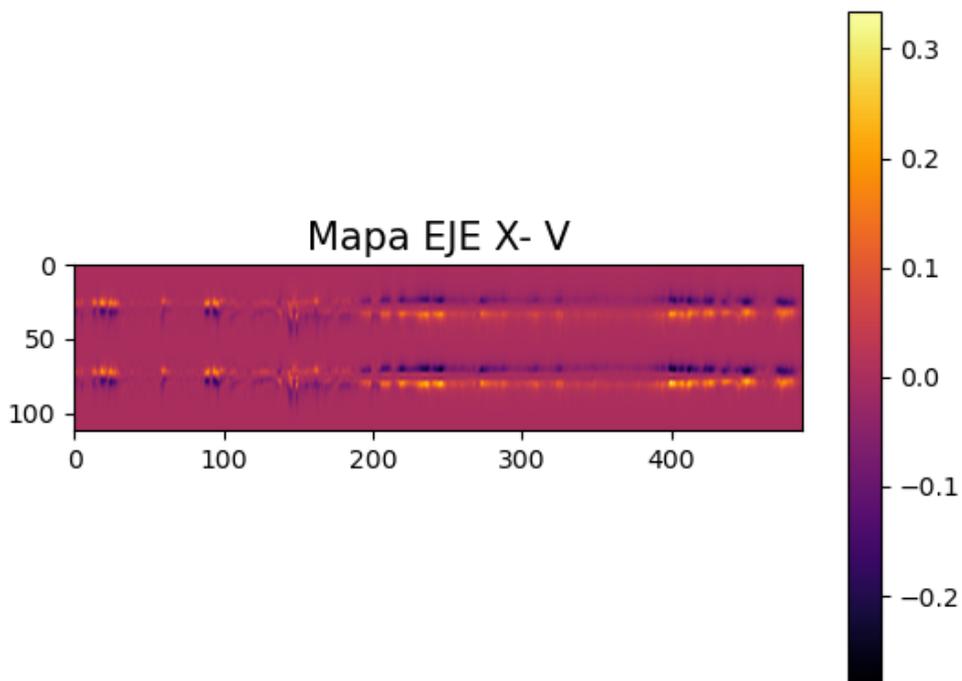
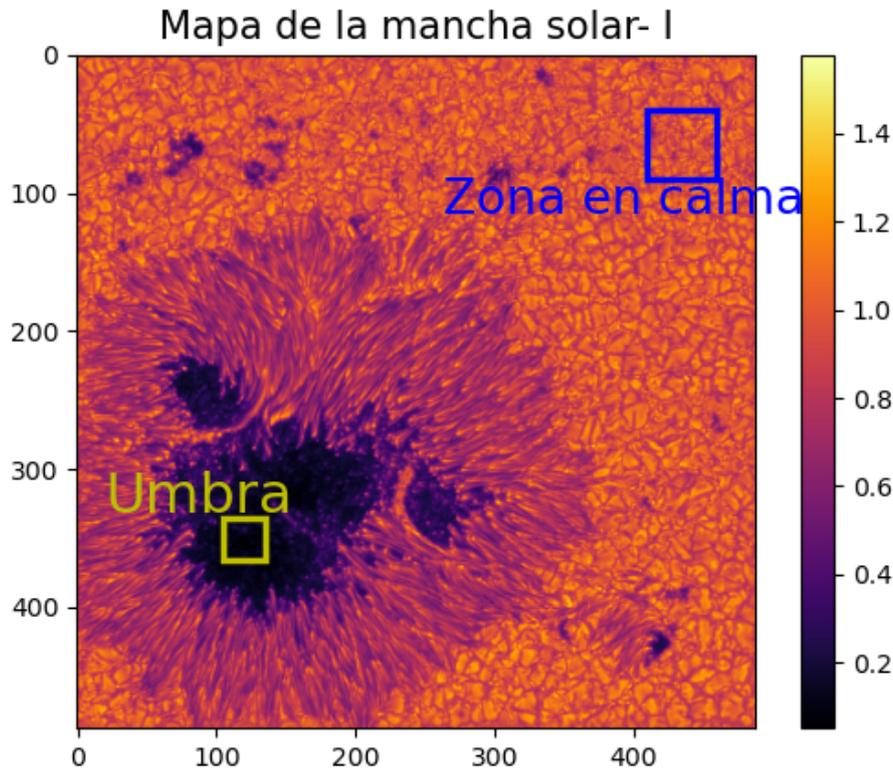


Figura 5: Espectrograma de los datos de V en el eje X.



**Figura 6:** Representación de la macha solar a partir de los datos de la intensidad I. Las zonas recuadradas de la umbra y de la zona en calma se emplearán para llevar a cabo los cálculos pertinentes.

umbra la señal es muy débil. Esto se debe a que la señal de todos los Parámetros de Stokes se escalan con la intensidad del continuo (la cantidad de luz disponible), siendo la intensidad en esta región de la umbra de 0,1 o 0,2. Además, si nos fijamos en el espectrograma de V vemos como la banda negra y amarilla se separan entre si en las zonas de campo fuerte. También como se ven regiones sin señal, como consecuencia de que la rendija esta atravesando zonas donde el campo vertical es nulo (no hay señal de Stokes V). Por otro lado, para los casos de Q y U, las regiones sin señal se deben a que están atravesando zonas con componentes perpendiculares (a la línea de visión) del campo nulo.

Otro detalle interesante de estas imágenes es la presencia de unas líneas serpenteantes de diferentes tonalidades, que corresponden a la granulación de la superficie solar. Esto se debe a que las líneas del hierro neutro se desvían hacia el azul (material caliente que asciende) mientras que otras están desplazadas hacia el rojo (material frío que desciende). Este fenómeno es conocido como "wiggle" o serpeo, y demuestra la existencia de convección en la superficie. Por último cabe señalar que cuando las líneas del hierro neutro se debilitan en algunas zonas, llegando incluso a desaparecer, es como consecuencia de "abrillantamientos", es decir, zonas de la superficie que tienen una temperatura superior al resto. Esta pérdida de opacidad de la línea sucede ya que al aumentar la temperatura el hierro neutro pasa de estar ionizado típicamente del 98% al 99%, pasando de haber un 2% a un 1% de hierro ionizado en esa zona de la franja.

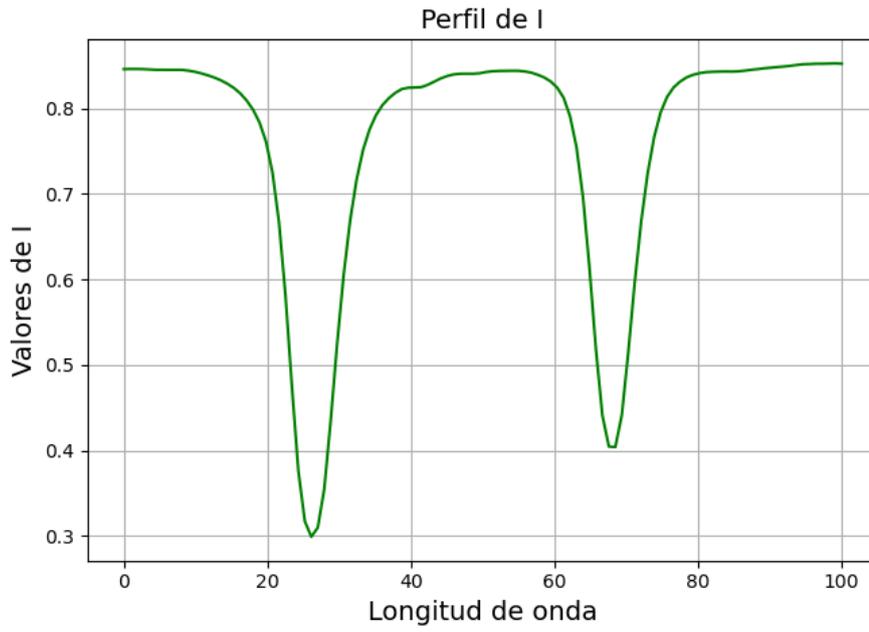


Figura 7: Perfil de I

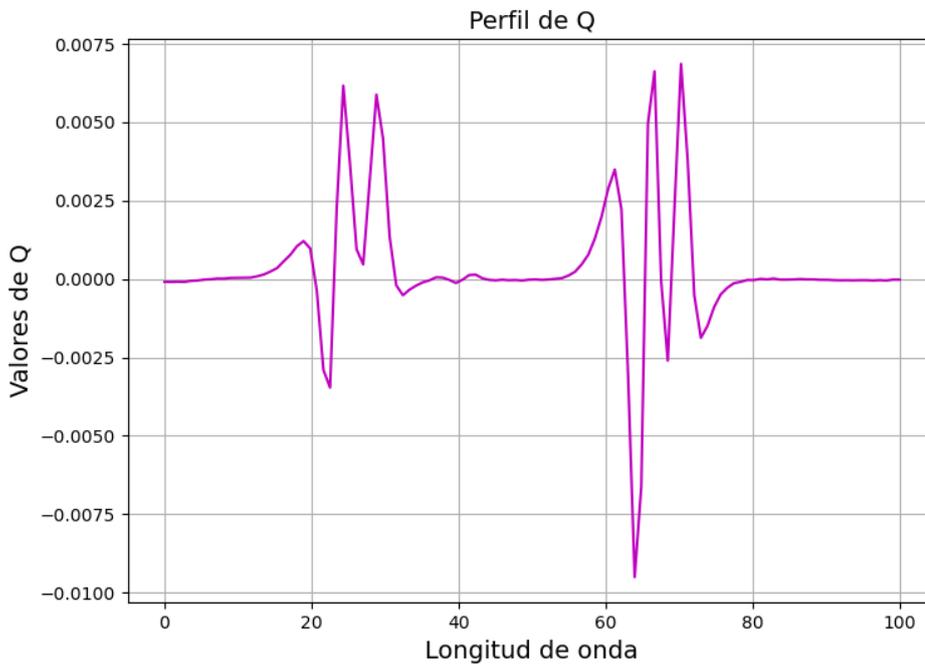
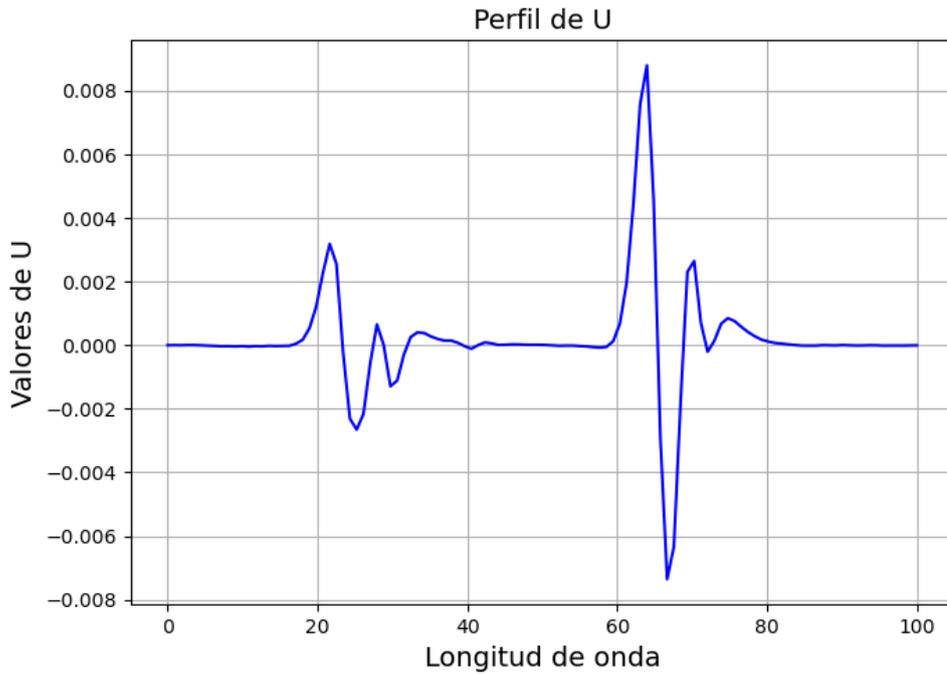
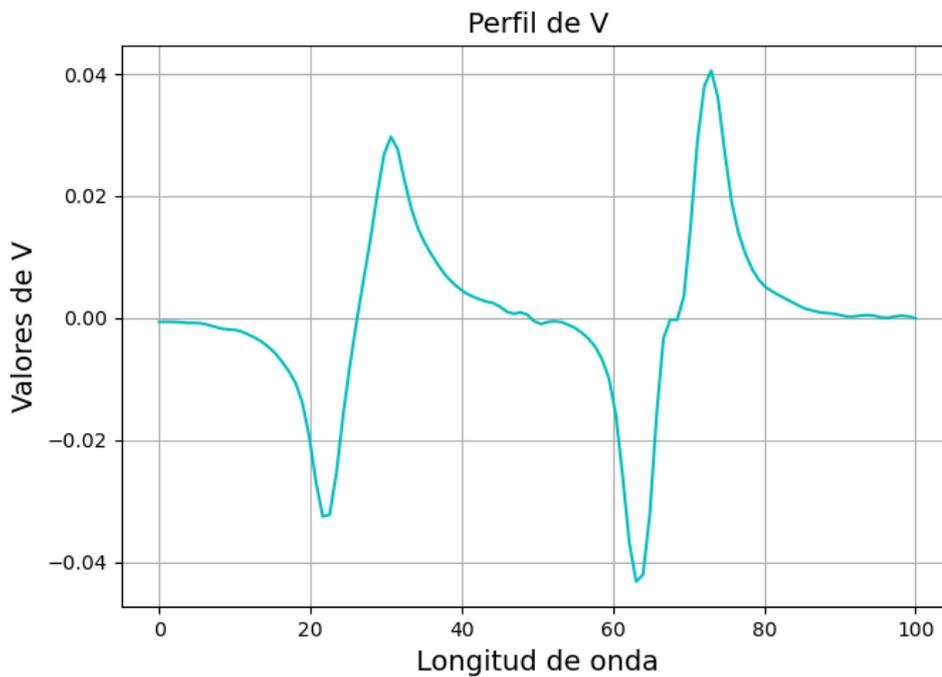


Figura 8: Perfil de Q



**Figura 9:** Perfil de U



**Figura 10:** Perfil de V

En las imágenes anteriores podemos observar los perfiles de los diferentes parámetros de Stokes. Para los cuatro perfiles se han escogido puntos distintos de la región del sol en calma. Se puede ver que no hay presencia de splitting, por lo que se supone que el campo es débil en los puntos elegidos. Prestando atención a la gráfica de Q vemos que posee al menos 4 o 5 lóbulos, en lugar de tres bien definidos.

Esto podría deberse a que en el píxel seleccionado se están superponiendo señales diferentes, ya que distintas partes de este punto poseen valores del campo magnético diferentes. Aun así, se puede deducir que el campo magnético es muy vertical y pequeño, dando lugar a que los

perfiles de Q y U sean tan pequeños (del orden de  $8 * 10^{-3}$ ) que se verán afectados también por el ruido. Otra señal de que el campo es casi vertical es lo bien definido que está el perfil de V, donde se aprecia que la segunda línea, la  $6302.5\text{\AA}$ , es mayor a pesar de que la profundidad de la línea en el perfil de I es menor que la de  $6301.5\text{\AA}$ . El motivo de esto es que el factor de Landé de la segunda línea espectral es mayor ( $g=2.5$ ) con respecto al de la primera ( $g=1.67$ ).

### II.3 Calibración

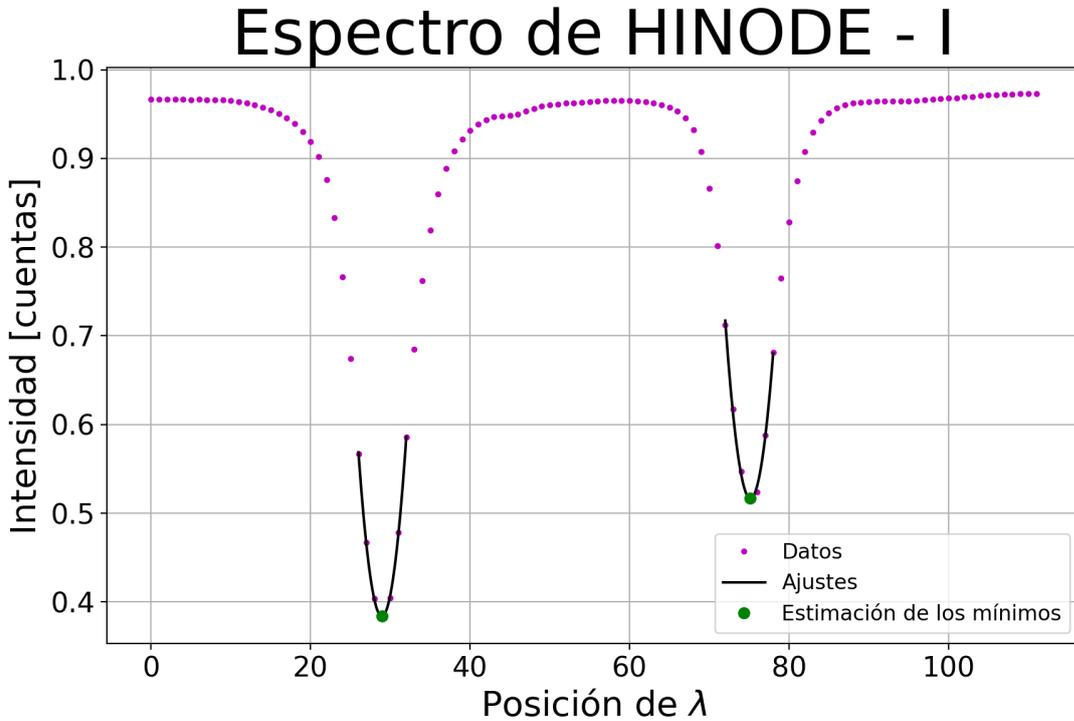
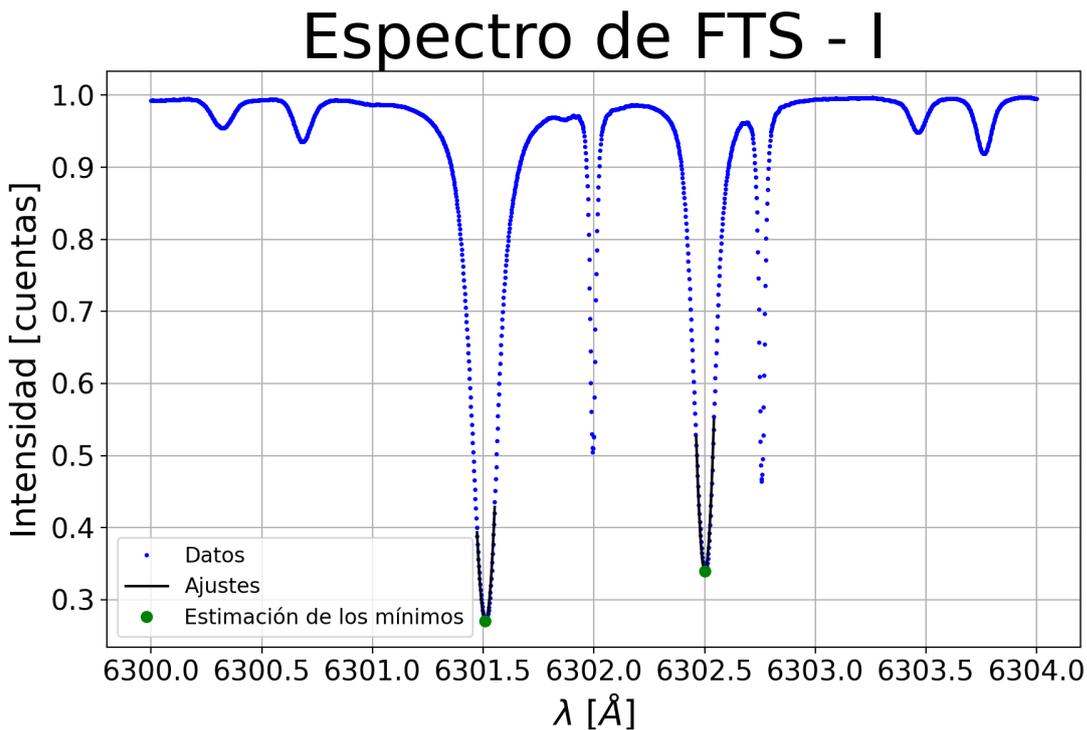


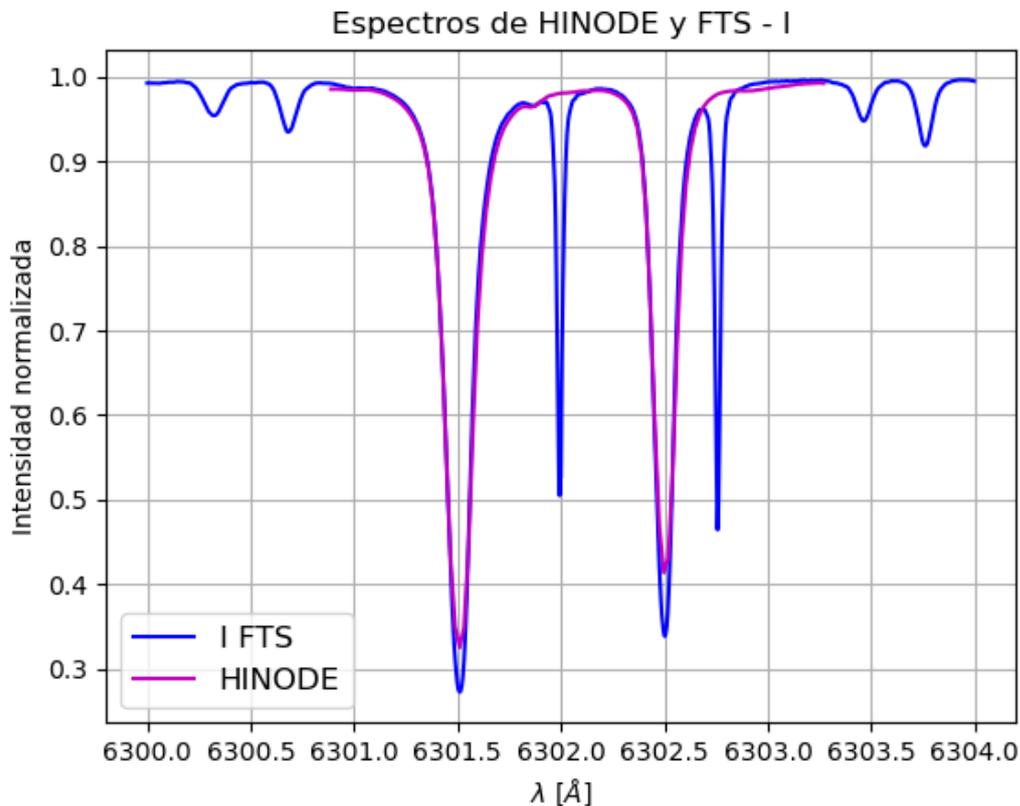
Figura 11: Ajuste de las líneas de absorción del HINODE. Se ha empleado un ajuste parabólico para hallar el mínimo de cada línea.



**Figura 12:** Ajuste de las líneas de absorción del FTS. Se ha empleado un ajuste parabólico para hallar el mínimo de cada línea.

Como había mencionado anteriormente, los datos del HINODE necesitan ser calibrados, ya que como se aprecia en la Figura 11 no están asociados a los valores de las longitudes de onda. Para solventar esto se han empleado los datos del espectro del atlas FTS[7] (Figura 6), cuyas siglas significan "Fourier-Transform Spectroscopy", las cuales sí vienen dadas en función de la longitudes de onda, porque ya han sido calibrados, usando la presencia de líneas que se firman en la atmósfera de la Tierra (líneas telúricas). Si nos fijamos en ambos espectros, el del HINODE y el de FTS, este último posee dos líneas de absorción extras menos anchas e intensas, que no se observan en el espectro del HINODE. Esto se debe a que los datos del FTS han sido obtenidos desde un telescopio en la Tierra, lo que provoca que en el espectro aparezcan líneas de absorción de otros elementos o moléculas (en este caso se trata de líneas de O<sub>2</sub> presentes en la atmósfera terrestre, mientras que el HINODE es un telescopio espacial, que no se ve afectado por la presencia de la atmósfera terrestre).

Para la calibración, se ha estimado la posición de las dos líneas de absorción del Fe I, tanto para el HINODE (en la región del sol en calma señalada en la figura 6) como para FTS. Una vez realizado esto, basta con asignar ese valor de longitud de onda del FTS con la posición del mínimo del HINODE ( la longitud de onda del píxel y el paso en Å de cada píxel), pudiendo así calcular la relación entre el espacio de ambos picos del HINODE y el espacio de longitud de onda del FTS, obteniendo como resultado el espectro completo en posiciones de longitud de onda del HINODE. En la siguiente imagen se aprecia que el ajuste es bueno.



**Figura 13:** Resultado de la calibración del espectro del HINODE y comparativa con los datos FTS.

### III Metodología

#### Resumen

*Once the data is ready, numerous calculations can be carried out, obtaining in the process a map of temperatures of the solar surface, a map of the strength of the magnetic field and a map of velocities. At the same time, It is interesting to carry out a calculation of the stochastic errors, in order to have information on the accuracy and reliability of our results, , i.e. how the observational noise translates into the uncertainty of our result.*

Una vez se tienen los datos listos se podrán llevar a cabo numerosos cálculos, obteniendo en el proceso un mapa de temperaturas de la superficie solar, un mapa de las intensidades del campo magnético y un mapa de velocidades. A su vez, es interesante llevar a cabo un estudio de los errores de todos estos procedimientos, para ver como se traduce el ruido de las observaciones en incertidumbres de nuestros parámetros medidos y tener así información de la fiabilidad de nuestros resultados.

#### III.1 Medida de la temperatura

Para el estudio de la temperatura en la superficie solar (fotosfera) tendremos en cuenta una serie de aproximaciones teóricas que nos facilitan los cálculos. En primer lugar se parte de la ecuación del transporte radiativo:

$$\frac{dI_\nu}{dz} = \eta_\nu - \chi_\nu I_\nu \quad (2)$$

Esta ecuación dice que la variación de la intensidad específica  $I_\nu$  al atravesar un espesor  $dz$  aumenta debido a la emisividad del medio  $\eta_\nu$  y disminuye debido a la absorción  $\chi_\nu I_\nu$ . Suponiendo que no hay emisión y tomando una profundidad óptica a 500 nm (la denominamos  $\tau_5$ ) se obtiene la expresión conocida como Ecuación del Transporte Radiativo (ETR), donde se establece que el cambio que sufre la intensidad al atravesar un medio se puede expresar como

$$\frac{dI_\nu}{\tau_5} = K_\nu(I_\nu - S_\nu) \quad (3)$$

Siendo  $K_\nu$  el cociente entre los coeficientes de absorción y  $S_\nu$  la función fuente, que es la intensidad que se emite en un recorrido libre medio (unidad en profundidad óptica). Por otro lado, a lo anterior se le puede aplicar otra aproximación útil la cual es conocida como Aproximación de Eddington-Barbier, que consiste en suponer que la función fuente es lineal y el coeficiente de absorción es constante. La integración de la ecuación anterior con estas hipótesis es analítica y da como resultado:

$$I_\nu(\tau) = S_\nu(\tau_5 = 1) \quad (4)$$

Además, si tenemos en cuenta que en la fotosfera, debido a las condiciones de la misma, se puede asumir un equilibrio termodinámico local (ETL), el cual establece que la función fuente es igual a la Ecuación de Boltzmann, llegamos a la siguiente expresión matemática para la intensidad (en función de la longitud de onda):

$$I = B_\lambda = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\exp(hc/kT\lambda) - 1} \approx f(\lambda)\exp(-hc/kT\lambda) \quad (5)$$

Donde  $T$  es la temperatura en  $\tau = 1$ . Se ha tenido en cuenta que para el rango de longitudes de onda en el que se va a trabajar (aproximadamente 6300-6303Å), el mínimo valor de la exponencial del denominador es mucho mayor a uno, permitiendo llegar a la aproximación de la derecha. Por lo tanto, teniendo en cuenta la aproximación de Eddington-Barbier y el ETL, se llega a la siguiente expresión que relaciona intensidad con temperatura:

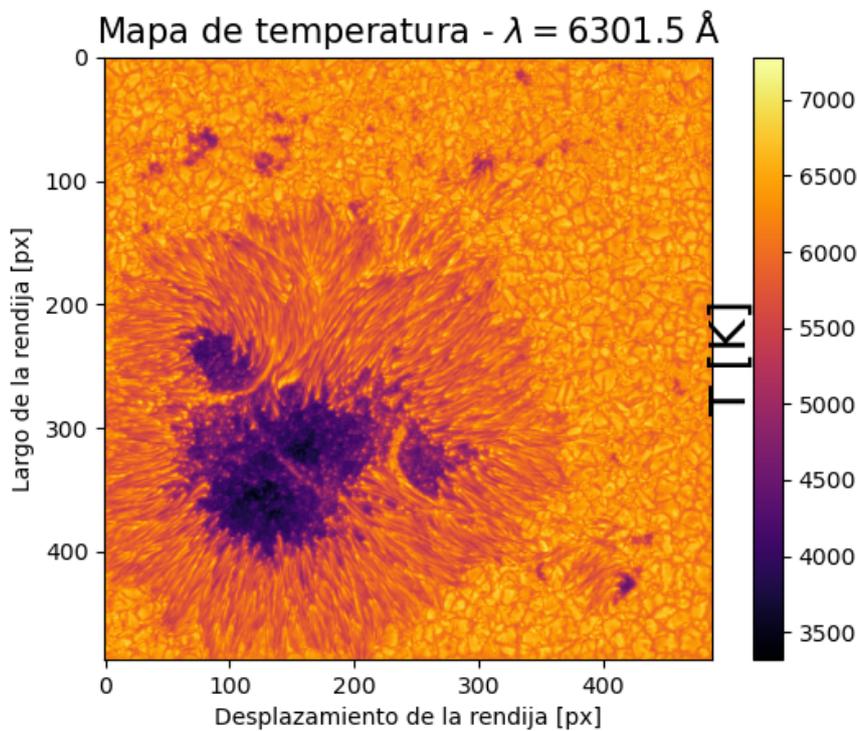
$$\frac{I}{I_c} = \frac{e^{\frac{hc}{\lambda k T_c}}}{e^{\frac{hc}{\lambda k T}}} \rightarrow \ln\left(\frac{I}{I_c}\right) = \frac{hc}{\lambda k T_c} - \frac{hc}{\lambda k T} = \frac{hc}{\lambda k} \left(\frac{1}{T_c} - \frac{1}{T}\right) \quad (6)$$

donde  $h = 6.63 \cdot 10^{-34} J \cdot s$ ,  $k = 1.38 \cdot 10^{-23} J/K$ ,  $c = 3 \cdot 10^8 m/s$ , y donde además se tiene que tener en cuenta que para los datos del HINODE se tiene que la intensidad en la zona del sol en calma es  $I_c \approx 0.9553$  cuentas, valor que tiene asociada la temperatura  $T_c = 5780K$ .

Una vez llegados a la expresión anterior, y teniendo en cuenta que conocemos los valores de  $I_c$  y  $T_c$ , así como de los valores de la intensidad calibrados en función de las longitudes de onda, bastará con despejar de la ecuación anterior la temperatura  $T$  y realizar los cálculos.

$$T = \left[\frac{1}{T_c} - \frac{\lambda k}{hc} \ln\left(\frac{I}{I_c}\right)\right]^{-1} \quad (7)$$

Para los cálculos he escogido la longitud de onda del FeI  $\lambda = 6301.5\text{Å}$ , obteniendo como resultado el siguiente mapa de temperaturas.



**Figura 14:** Mapa del cálculo de la temperatura para los datos del HINODE para  $\lambda = 6301.5\text{Å}$ .

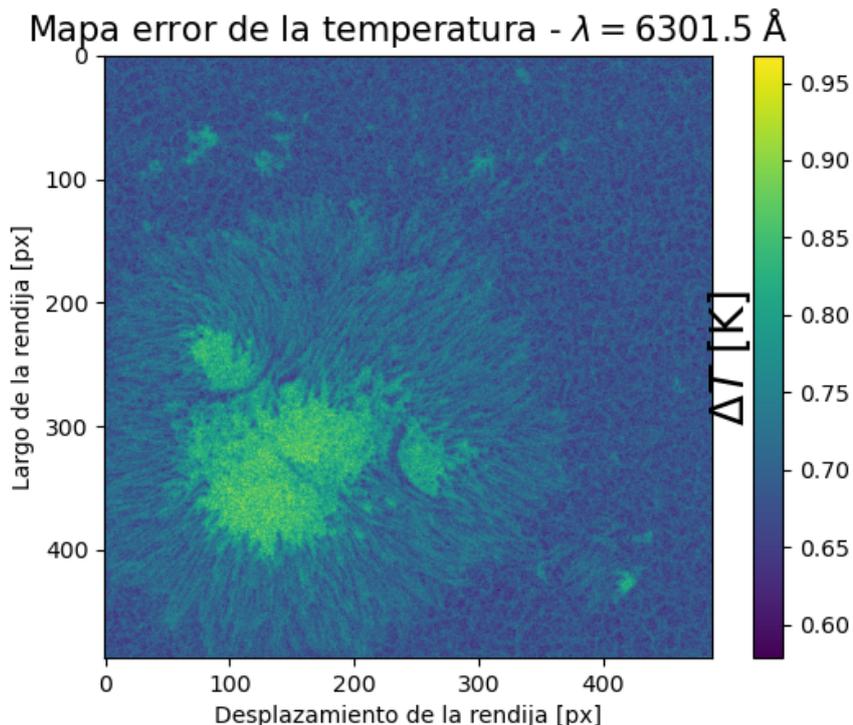
Una vez realizados los cálculos para la temperatura de esta zona de la fotosfera solar se obtiene que la máxima temperatura es de alrededor de 6700K, lo cual encaja con la temperatura

efectiva del sol. En el mapa hay varios detalles que llaman la atención. Por un lado se observa que la umbra tiene una temperatura menor que la penumbra y especialmente menor que la región del sol en calma. La explicación de esto ya se mencionó en la teoría del principio, y es que debido a que el campo magnético sea más intenso en la umbra, lo cual dificulta la convección en la zona de la mancha solar, hace que el ascenso de material en esta región sea más limitado. Como consecuencia, habrá una diferencia de nivel en la umbra, que al estar "más abajo" que el resto de la zona provoca un descenso de la temperatura en la misma.

Por otro lado se observa un aumento de la temperatura en la zona de la penumbra, concretamente en los filamentos generados por el campo magnético.

Finalmente en la región del sol en calma es donde se distinguen las temperaturas más altas, tal como era de esperar. Además, se distingue a la perfección la granulación, que tal como explicamos al comienzo, al tratarse de células convectivas que alcanzan la superficie, poseen un centro brillante (mayor temperatura) y unos bordes más oscuros (menor temperatura). El motivo de esta diferencia de temperatura es similar al de la umbra, ya que al subir este material por convección se encuentra más elevado que el material que lo rodea.

En cuanto a los errores, para calcularlos he empleado el conocido como Método de Montecarlo. Este método consiste en aplicar el mismo procedimiento llevado a cabo para obtener la temperatura, pero sumándole un cierto ruido aleatorio a los datos de la intensidad, repitiendo el cálculo  $n$  veces. El resultado se puede observar en la siguiente imagen, donde se aprecia que los errores son muy pequeños, por lo que podemos dar nuestro cálculo de la temperatura por muy preciso.



**Figura 15:** Mapa del cálculo del error de la temperatura en cada punto para los datos del HINODE  $\lambda = 6301.5\text{\AA}$ .

## III.2 Medida del campo magnético

Como ya se ha mencionado con anterioridad, el estudio del campo magnético en la superficie solar es muy importante, ya que nos permite entender numerosos fenómenos y poder entender el por qué de algunas de sus estructuras. En el caso de las manchas solares, su importancia es aun mayor ya que en estas se observa un aumento notable del campo magnético, llegando a provocar desdoblamientos en las líneas espectrales.

Anteriormente habíamos explicado en qué consiste el Efecto Zeeman y hablado sobre los Parámetros de Stokes, por lo que ahora pasaremos a explicar como se puede calcular el campo magnético en la práctica. En primer lugar debemos fijarnos en el perfil de la intensidad  $I$  (ver figura 7), donde, dependiendo del pixel seleccionado, observaremos una componente central  $\pi$ , que en el caso de los datos del Hinode apenas se observa, y dos componentes a los lados  $\sigma_l$  y  $\sigma_r$  mayores. Todo esto lo explicamos en profundidad en el apartado sobre el Efecto Zeeman, donde se dijo que la separación entre ambos mínimos de longitud de onda es proporcional al campo magnético tal que:

$$\Delta\lambda_B = C\lambda^2 B g_{LS} \quad (8)$$

Por lo tanto, el cálculo del campo magnético puede parecer sencillo, no obstante, existe una dificultad y es que el perfil de  $I$  no siempre presenta los mínimos de las líneas de absorción del hierro neutro lo suficientemente separados (comparado con la anchura de la línea espectral) como para que los cálculos puedan efectuarse.

La anchura de las líneas espectrales dependerán de los conocidos como mecanismos de ensanchamiento, que se dividen en tres: Ensanchamiento natural (debido a la vida media del nivel), colisional (por presiones) y Doppler (por temperatura). Estos tres efectos, cada uno de los cuales producen un perfil gaussiano o lorentziano, se convolucionan los tres dando como resultado un Perfil de Voigt, que determinará la forma y la anchura de nuestras líneas espectrales.

Volviendo a centrarnos en el cálculo del campo magnético en nuestra mancha solar, nos encontraremos con dos casos posibles para calcular dicho campo dependiendo de que los mínimos del perfil de  $I$  estén lo suficientemente separados (Aproximación de campo fuerte) o por el contrario no se puedan diferenciar correctamente los mínimos (Aproximación de campo débil). Para diferenciar entre una situación u otra nos guiaremos por el ensanchamiento Doppler o térmico  $\Delta\lambda_D$ , dado que es el más importante, sobre todo en la región del core de la línea (el colisional, genera una lorentziana que tiene las alas muy anchas, mientras que el doppler genera una gaussina que tiene el core más ancho. El core es la región que nos interesa)

Para calcular el ensanchamiento Doppler emplearemos los perfiles de lo que denominamos intensidad a derechas  $I_+ = I + V$ , e intensidad a izquierdas  $I_- = I - V$ . Una vez calculados y representados ambos perfiles, basta con realizar un ajuste parabólico, siendo dicho ensanchamiento Doppler proporcional a la anchura de dichas parábolas a media altura, tal como se ve en la siguiente imagen.

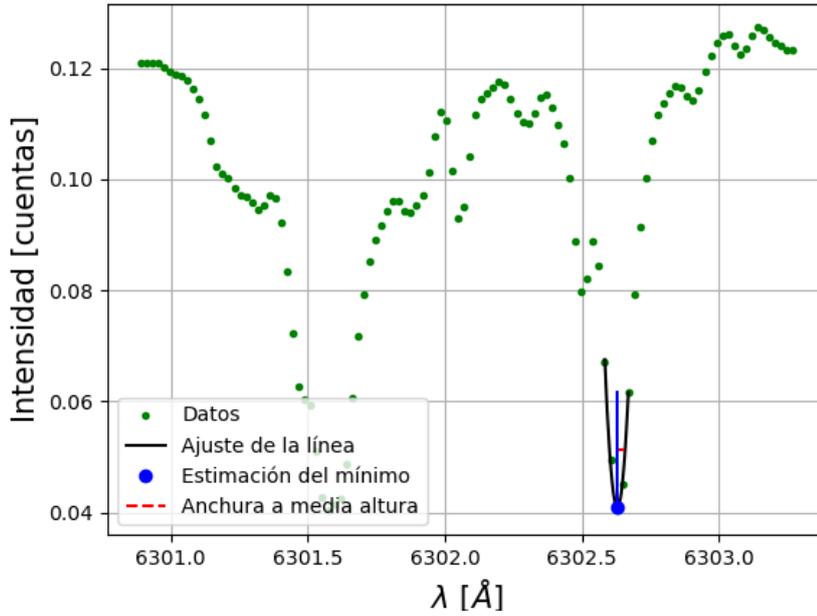


Figura 16: Cálculo del ensanchamiento Doppler empleando el perfil de  $I_-$  y la línea  $\lambda = 6302.5\text{Å}$ .

Por otro lado, el ensanchamiento Zeeman  $\Delta\lambda_B$  se puede calcular también con los perfiles de  $I_+$  e  $I_-$ , siendo en este caso equivalente a la mitad de la distancia entre los mínimos de ambos perfiles.

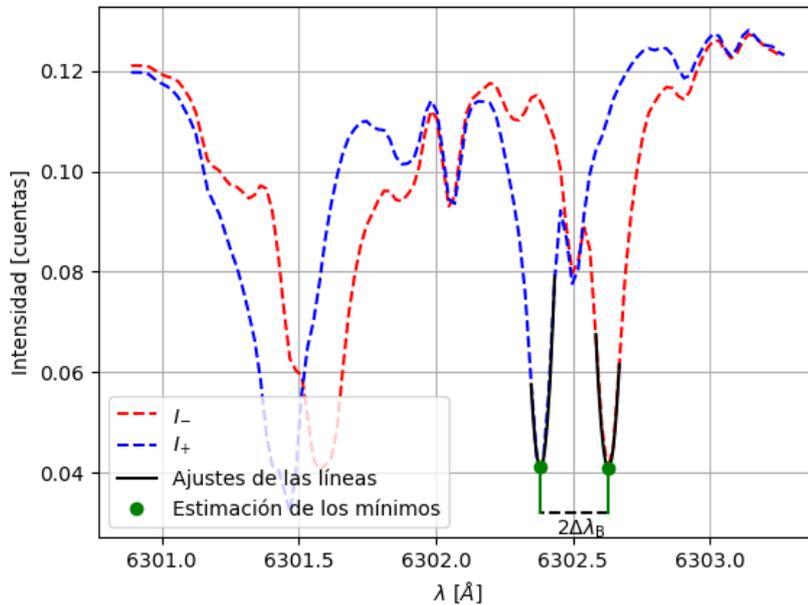


Figura 17: Representación del cálculo de  $\Delta\lambda_B$  empleando los perfiles de  $I_+$  y de  $I_-$  en el mínimo de la línea  $\lambda = 6302.5\text{Å}$ .

Una vez realizado lo anterior, comenzamos con el estudio de los datos que cumplen la **Aproximación de campo fuerte**  $\Delta\lambda_B \gg \Delta\lambda_D$ , donde el ensanchamiento de las longitudes de onda de B son mucho mayores que las del efecto Doppler. Por lo general, esta situación se dará en la umbra y, relajando un poco la condición, en partes de la penumbra. En este caso bastará con realizar un ajuste para determinar los mínimos del perfil de I y calcular el valor de dicha

separación, que será proporcional a:

$$\Delta\lambda_B = \lambda_0^2 \frac{eB}{4\pi m_e c} g_{eff} = C\lambda_0^2 g_{eff} B \quad (9)$$

donde  $c = 3 \cdot 10^8$  m/s y  $C = 4.67 \cdot 10^{-13} G^{-1} \text{\AA}^{-1}$  siempre que se tome  $\lambda$  en Angstroms y  $B$  en Gauss.

En la ecuación aparece además un término denominado Factor de Landé,  $g_{eff}$ , cuyo valor depende de la línea que se escoja. En este caso, para los cálculos he escogido la del Fe I con  $\lambda = 6302.5 \text{\AA}$ , la cual tiene el valor  $g_{eff} = 2.5$

Llevando a cabo los cálculos pertinentes se obtiene para la zona de la umbra escogida (Figura 6) los siguientes valores:  $\Delta\lambda_B = 0.124 \text{\AA}$  y  $\Delta\lambda_D = 0.028 \text{\AA}$  (calculada como la anchura a media altura promedio de los perfiles de I+ e I-), verificándose pues que nos encontramos en la situación de campo fuerte. Para esta misma región seleccionada de la umbra se obtiene un valor para la intensidad de campo magnético de  $B = 2.68 kG$ , resultado que encaja con esta zona de la mancha solar. Más adelante se presentará una imagen con todos los resultados para los que se habrá empleado el mismo método que para esta región.

El siguiente paso es analizar las regiones que cumplen la **Aproximación de campo débil**  $\Delta\lambda_B \ll \Delta\lambda_D$ . Para este caso resulta muy difícil determinar y diferenciar los mínimos del perfil de I, ya que se encuentran tan juntos que es prácticamente imposible diferenciarlos, aunque basta con ver si el perfil de I muestra 2 o 3 lóbulos (campo fuerte) o solo 1 (campo débil). Una alternativa es la de emplear el perfil de V, que si nos fijamos en la figura 10 vemos que tiene un máximo y un mínimo. Esto se debe a que el perfil V no es más que la polarización circular a derechas menos la polarización circular a izquierdas. Si se cumple el criterio de que el campo magnético es débil, se cumplirá también que el perfil de polarización circular V dependerá de la variación de la intensidad I en función de la longitud de onda de la forma [8]:

$$V = -C g_{eff} \lambda_0^2 B_{long} \frac{dI}{d\lambda} \quad (10)$$

Siendo  $B_{long}$  la componente longitudinal del campo magnético. Para llevar a cabo el cálculo del campo débil se hará un ajuste de mínimos cuadrados del perfil de V, con la ayuda de las siguientes ecuaciones:

$$\frac{\delta\chi^2}{\delta B_{long}} = 0 \quad (11)$$

siendo

$$\chi^2 = \sum_j (V_j - (-C g_{eff} \lambda_0^2 B_{long} \frac{dI_j}{d\lambda_j}))^2 \quad (12)$$

Por lo tanto, despejando de lo anterior se obtiene la siguiente expresión que nos servirá para hacer el cálculo del campo magnético en las regiones del sol en calma (campo débil):

$$B = -\frac{1}{C\lambda_0^2 g_{eff}} \frac{\sum_j V_j \frac{dI_j}{d\lambda_j}}{\sum_j \left(\frac{dI_j}{d\lambda_j}\right)^2} \quad (13)$$

Al igual que antes, estudiamos la región de sol en calma señalada en la figura 6 y obtenemos los siguientes valores:  $\Delta\lambda_B = 0.024\text{\AA}$  y  $\Delta\lambda_D = 0.058\text{\AA}$ , verificándose la situación de campo débil. Además, para esta pequeña región el promedio del campo es de  $B = 90.17G$ .

Una vez realizados los cálculos para ambas situaciones, campo fuerte y débil, es interesante poder observar los resultados en una imagen conjunta. Para ello se ha establecido un criterio tal que para valores mayores a 1kG se considera campo fuerte, y para valores inferiores campo débil. El resultado de esto junto con los cálculos anteriores se puede observar en la imagen siguiente:

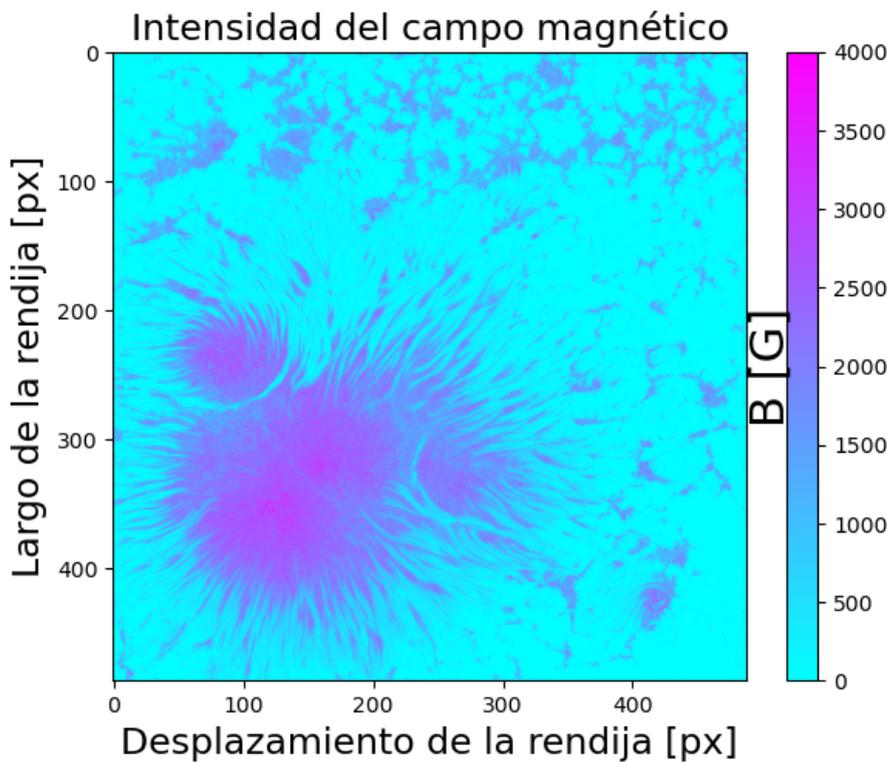
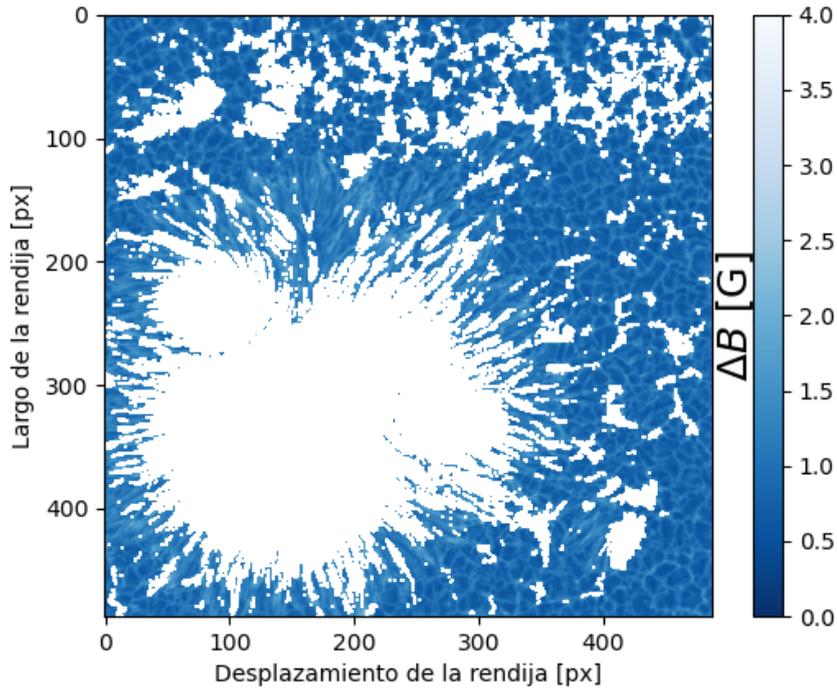


Figura 18: Representación de la intensidad de campo magnético en Gauss

Si nos fijamos en los resultados de la imagen vemos que concuerdan con lo anteriormente expuesto en el apartado teórico. En la zona de la penumbra o sol en calma el campo magnético es mas débil, del orden de unos 500 G. Dependiendo de la región de la zona en calma, este valor puede aumentar considerablemente debido a algunas células convectivas mas intensas que otras. En cuanto a la umbra, el valor de la intensidad del campo magnético ronda los 3 kG, lo cual concuerda con ese campo magnético más intenso esperado en el centro de la mancha solar.



**Figura 19:** Representación de los errores del campo magnético en la zona de campo débil.

En cuanto a los errores, para el campo débil se a empleado el método de propagación de errores, obteniendo como resultado errores muy pequeños, que dan muestra de la calidad de las observaciones -bajo ruido- y de la precisión del método de medida.

### III.3 Medida de la velocidad

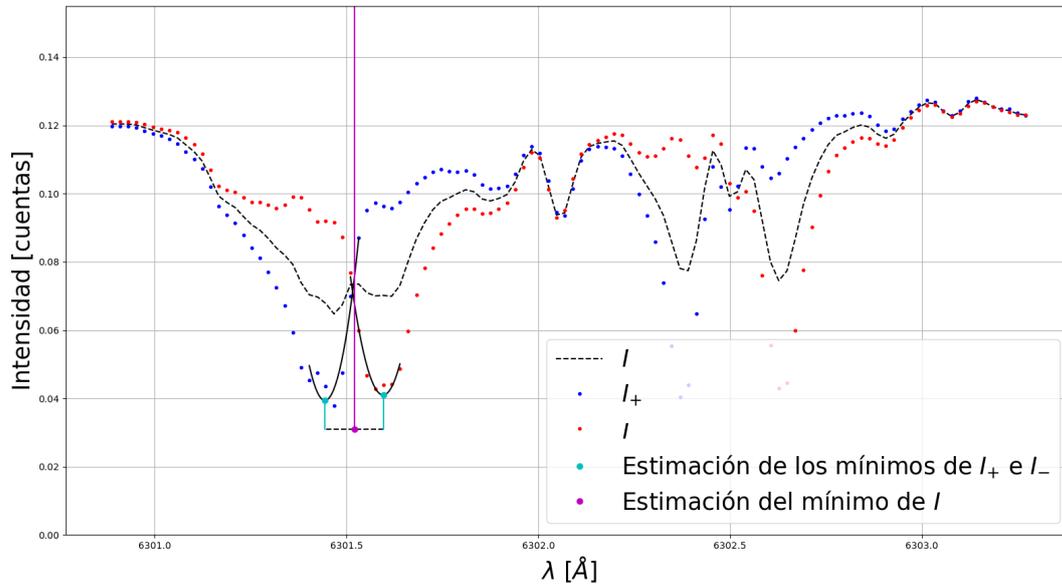
Recordamos de los apartados anteriores que la granulación de la superficie solar provoca un cierto efecto Doppler, así como variaciones de la intensidad. Haciendo uso de este efecto de desplazamiento hacia el rojo, se puede obtener un mapa de velocidades en la línea de visión del Sol a partir del análisis del desplazamiento del mínimo de dicha línea, el cual vendrá dado por la siguiente ecuación:

$$v = c \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \tag{14}$$

siendo  $\lambda_0$  la línea estudiada y  $\Delta\lambda$  el desplazamiento de ésta por efecto Doppler.

Escogeremos nuevamente la línea del Hierro neutro  $\lambda = 6301.5\text{\AA}$ . Para el cálculo de la velocidad nos encontramos nuevamente con el problema que tuvimos para el campo magnético, es decir, debemos calcular por separado las regiones de campo fuerte y las de campo débil. Para las regiones de penumbra y sol en calma, donde el perfil de I tiene unos mínimos bien diferenciados (se distinguen a la perfección las dos líneas de Fe I) bastará con hacer un ajuste al mínimo y calcular el desplazamiento del mismo. Por otro lado, para la región de la umbra se deberá emplear el perfil de V, teniendo en cuenta que en esta región la luz polarizada se desplaza en el campo de velocidades en un mismo sentido, por lo que el cero del perfil de V marcará el valor de la velocidad. Bastará con realizar un ajuste entre el máximo y el mínimo del perfil de V y

determinar el punto de corte del eje (cero).



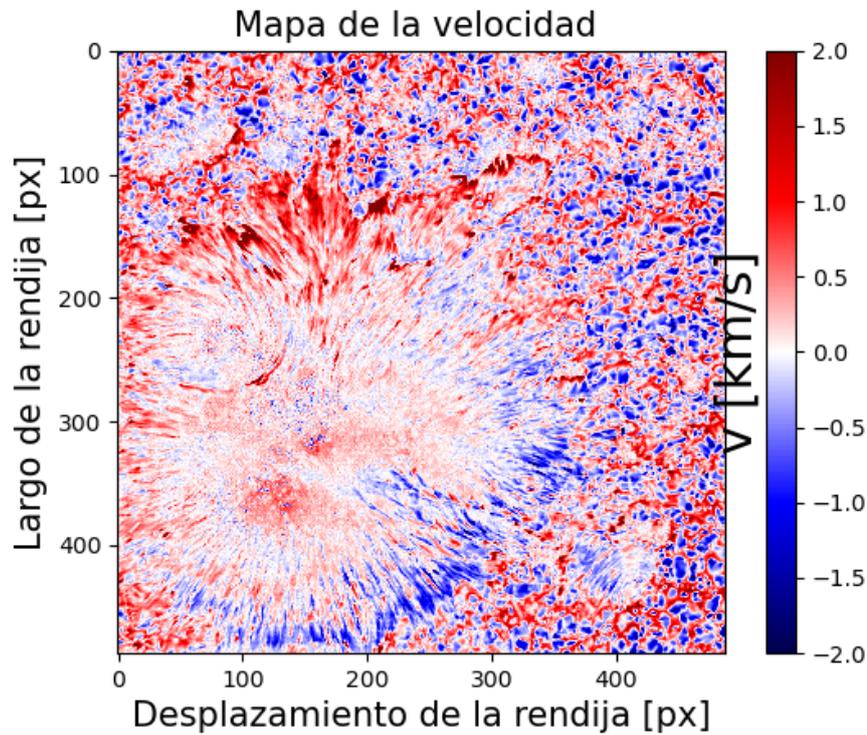
**Figura 20:** Estimación de  $\Delta\lambda$  mediante los espectros de  $I_+$  e  $I_-$  en la línea  $\lambda = 6301.5 \text{ \AA}$

Una forma de simplificar los cálculos es rescatar parte de lo que hicimos para el cálculo del campo magnético, concretamente, los perfiles de la intensidad a derechas y a izquierdas  $I_+$  e  $I_-$  (ecuaciones 11 y 12), pero esta vez estudiaremos los mínimos de la otra línea, tal como se observa en la imagen anterior.

Cuando el campo es fuerte los picos del perfil de  $I$  están más separados (entre sí y de la componente  $\pi$ ), mientras que cuando el campo es débil están más juntos (sobre todo de la componente  $\pi$ ) y dificulta el cálculo. El problema real es que en la umbra el perfil de  $I$  está tremendamente deformado (por el splitting) y es más preciso usar el cero del perfil de  $V$ . Sin embargo, con los espectros de  $I_+$  e  $I_-$  se solventa este problema ya que ambos se desplazan la misma cantidad por efecto Zeeman, y de igual forma para el desplazamiento Doppler. En otras palabras, para  $I_+$  e  $I_-$  siempre se podrá determinar sin problema la posición del mínimo, independientemente de la intensidad del campo en esa región.

Una vez hecho lo anterior bastará con aplicar la ecuación 14 para obtener así los valores de la velocidad, cuyos resultados se pueden observar en la siguiente imagen 21.

Si nos fijamos en los resultados de la gráfica de velocidades, se aprecia a simple vista una simetría entre un lado y el otro de la mancha, donde la parte inferior derecha de la penumbra muestra velocidades claramente al azul, mientras que la superior izquierda muestra fuertes velocidades al rojo. El motivo de esto es que nuestra mancha solar no se encuentra exactamente en el centro, sino que está desviada del mismo un cierto ángulo  $\theta = 12.8^\circ$  [5], lo que provoca que se originen componentes de la velocidad más hacia el exterior y otras más hacia el interior, como consecuencia de la curvatura solar (es decir, estamos observando una proyección de las velocidades producidas por el Efecto Evershed). Además, se aprecia que las velocidades fluctúan entre +2 y -2 Km/s, debido a que la mancha está relativamente cerca del centro ( $\theta = 12.8^\circ$ ) por lo que la componente en la línea de visión de los 6 Km/s del Efecto Evershed es relativamente pequeña.



**Figura 21:** Representación de los valores de la Velocidad en la región de estudio

Otra cosa llamativa de la imagen de los resultados es que se observa a la perfección la granulación (en azul), correspondiente al material que sube, y los intergránulos (en rojo), para el material que baja.

Por último se observa en la penumbra superior unas pequeñas manchas rojo oscuro, que denota unas velocidades muy intensas hacia el interior. Si nos hubiéramos detenido a estudiar la inclinación del campo magnético, seguramente habríamos observado en esa zona que dicho campo se hunde hacia el interior del Sol, siendo esta la respuesta a la pregunta de hacia donde se dirige el material en el Efecto Evershed.[9]

En cuanto a los errores para los valores de la velocidad, se ha vuelto a usar el Método de Montecarlo, obteniendo resultados bastante homogéneos para toda la imagen, que van desde 0.020 km/s hasta 0.028 km/s, siendo por tanto la media para los errores de  $v$  de  $\pm 0.024$  km/s.

## IV Resultados y discusión

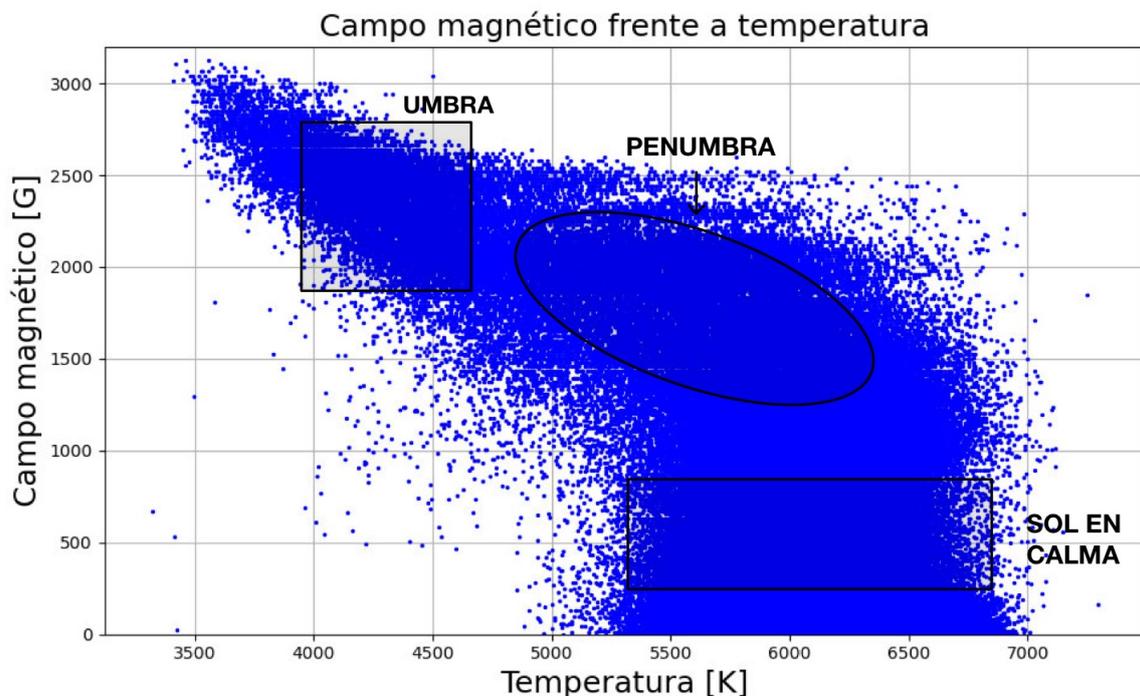
### Resumen

*With the results for the temperature, velocity and magnetic field fields of the studied solar surface region, the next step is to carry out an analysis of the correlations between these three fields, comparing them with what is expected to be obtained according to the theory. Of particular interest are the temperature field versus magnetic intensity, as well as the velocity versus temperature field.*

Con los resultados para los campos de temperaturas, velocidad y campo magnético de la región de la superficie solar estudiada, el siguiente paso es el de llevar acabo un análisis de las correlaciones entre estos tres campos, comparándolos con lo que se espera obtener según la teoría. Son de especial interés el campo de temperaturas frente a la intensidad magnética, así como el campo de velocidades frente al de temperaturas.

Una vez obtenidos los resultados para los campos de temperaturas, velocidades y campo magnético es interesante ver cómo correlacionan entre sí, confirmando lo visto en la teoría y aportándonos más información en nuestro estudio.

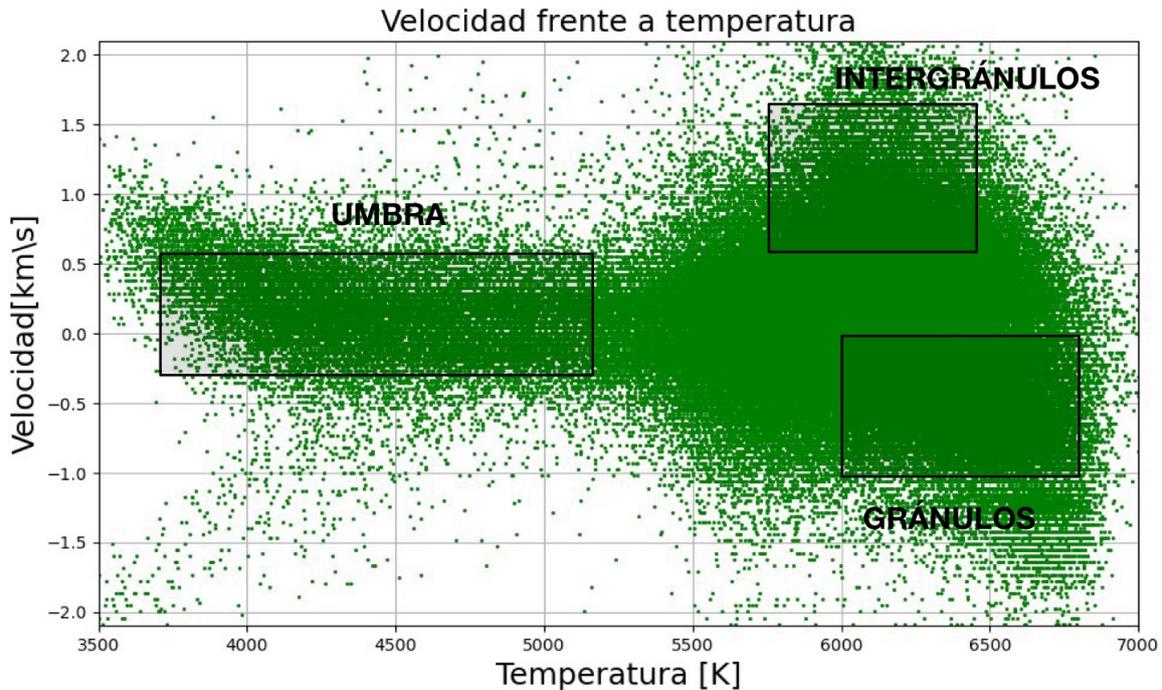
En primer lugar tenemos la correlación entre el campo magnético y la temperatura, la cual observamos en la siguiente imagen.



**Figura 22:** Correlación entre los resultados del campo magnético y los valores de la temperatura.

Se comprueba que las zonas correspondientes a la umbra poseen un valor más alto del campo magnético junto con una temperatura mucho mas baja, como consecuencia de las diferencias de nivel del material de la superficie en esa región. Notese la fuerte correlación: a mayor campo

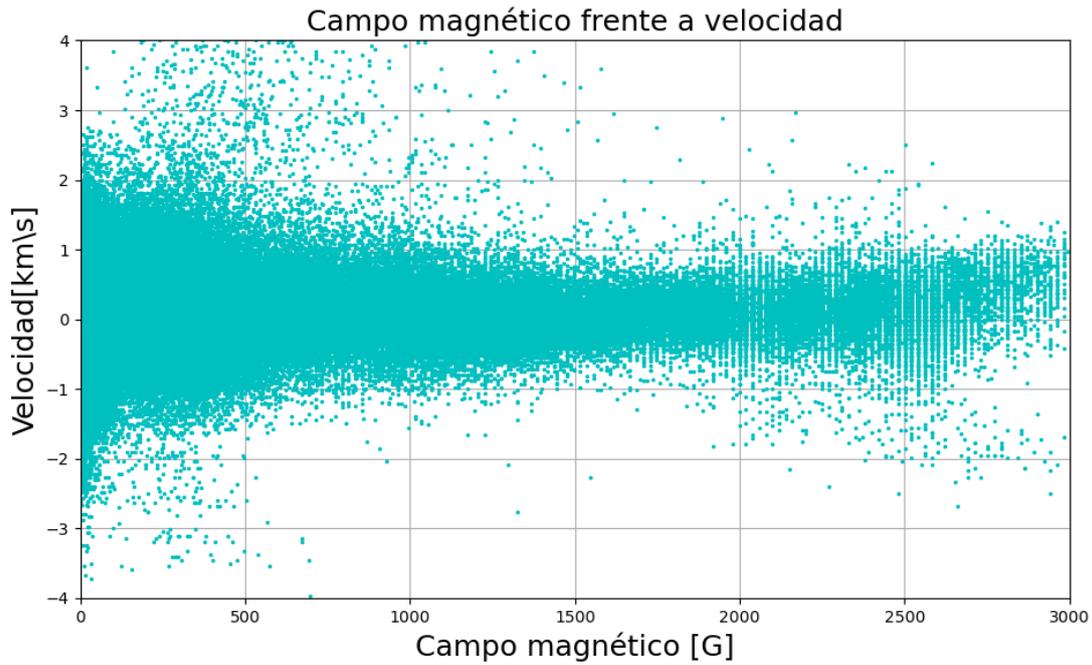
encontramos menor temperatura. Esto posiblemente se debe al fenómeno de la inhibición de la convección que comentamos, es decir en los lugares donde el campo es muy fuerte no hay a penas penetración convectiva por lo que esa zona de la umbra está más fría. Luego, se observa que a medida que se estudia la región de la penumbra, el campo magnético va disminuyendo a medida que va aumentando la temperatura, tal como es de esperar según nos vamos alejando de la mancha solar. Finalmente la zona de sol en calma se ve caracterizada por los valores más bajos de campo magnético y más altos de temperatura, tal como es de esperar en las regiones en las que predomina la granulación.



**Figura 23:** Correlación entre los resultados del campo de velocidades y los valores de la temperatura.

En la figura 23 observamos la relación entre los valores de la velocidad y la temperatura en la zona de estudio. Lo primero que llama la atención es que los puntos están dispersados en la gráfica entre 2 y -2 km/s. Esto posiblemente este causado por la dispersión originada por la oscilación de cinco minutos de la superficie solar, junto con el ruido de los datos (que es muy pequeño, pues su efecto en la velocidad es del orden de 25 m/s como se vio en el apartado del error de la velocidad). Esta oscilación de 5 minutos se debe a los modos p, que son ondas acústicas estacionarias con la presión como fuerza recuperadora (de ahí el nombre de modos p). Estos modos son los que se observan con mayor facilidad en estrellas de tipo solar, debido a que en su propagación por el interior estelar llegan hasta la superficie, región que estamos estudiando en este caso.

Al igual que antes, los datos encajan con lo descrito en la teoría. Por un lado, en la zona de la umbra la velocidad es prácticamente cero (también ahí hay modos p, aunque la frecuencia y el tipo de onda cambia debido al campo magnético, ahora la fuerza recuperadora no es solo el gradiente de presión sino también la fuerza magnética) y, a medida que nos alejamos hacia afuera se observan los valores correspondientes a los intergánulos, material frío que baja, con velocidad positiva y desplazamiento hacia el rojo y a los gránulos, con velocidad negativa, correspondiente a material caliente que sube (desplazándose hacia el azul)



**Figura 24:** Correlación entre los resultados del campo de velocidades y los valores del campo magnético.

En esta correlación entre el campo magnético y la velocidad se vuelve a hacer notable la oscilación de 5 minutos de la superficie solar. Si nos fijamos, se observa una fuerte disminución de las velocidad con el campo, es decir cuando el campo es nulo las velocidades toman valores en el rango de  $\pm 2$  Km/s mientras que a partir de campos de 1000-1500 G la amplitud es de unos 0.5 Km/s (que es la amplitud típica de la oscilación de 5 minutos). Además, hacia la derecha de la gráfica se observa una ligera desviación del cero por parte de los datos. Esto puede deberse a un cierto ruido en los datos o a una imprecisión en la calibración del cero de velocidad, es decir de la longitud de onda.

---

## V Conclusión

---

### Resumen

*Coming to the end of this project, it is important to recapitulate the most striking phenomena that have been observed using traditional measurement techniques. Starting from the Stokes Parameters and basing ourselves on the Zeeman Effect theory, it has been possible to calculate the speed, temperature and magnetic field of a region of the solar surface. Thanks to this, interesting results have been observed, highlighting the effect of convection, the splitting of spectral lines, as well as the oscillation present on the solar surface.*

Llegando al final de este proyecto es importante recapitular los fenómenos más llamativos que se han podido observar empleando técnicas de medidas tradicionales. Partiendo de los Parámetros de Stokes y basándonos en la teoría del Efecto Zeeman se ha podido calcular la velocidad, temperatura y campo magnético de una región de la superficie solar. Gracias a esto se han podido observar interesantes resultados, destacando el efecto de la convección, el desdoblamiento de las líneas espectrales, así como la oscilación presente en la superficie solar.

---

Llegados a este punto es interesante mencionar el hecho de que empleando las técnicas de medida tradicionales, partiendo de los conceptos teóricos básicos como son el Efecto Zeeman y utilizando los parámetros de Stokes, se pueden obtener resultados tan interesantes como los valores de la temperatura, campo de velocidades y campo magnético en la superficie solar. Es decir, teniendo al alcance de nuestras manos datos como los del HINODE se pueden llevar a cabo interesantes investigaciones, además de ser un recurso didáctico muy útil.

Otro fenómeno que nos permite observar en profundidad esta técnica de medida es el Efecto Zeeman, el cual provoca un desdoblamiento de las líneas espectrales, en este caso, del Fe I. Dicho desdoblamiento es el que nos ha permitido medir el campo magnético en la región de estudio, obteniendo así buenos resultados desde la umbra hasta en la región en calma.

La siguiente cosa a destacar sería el que se verifique que el fenómeno de convección está afectando a las regiones de sol en calma, mientras que en la zona de la mancha esto no sucede.

Otro interesante suceso que se aprecia bastante bien en nuestros resultados es la oscilación de 5 minutos de la superficie solar, lo cual a día de hoy sigue ocupando un lugar importante en la investigación del Sol.

---

## VI Referencias

### References

- [1] STIX, M. (2004). *The Sun: An Introduction* (2nd ed.). Springer.
- [2] Foukal, P.: *Solar Astrophysics*. John Wiley and Sons, (2009)
- [3] Del Toro Iniesta, J.C. , *Introduction to Spectropolarimetry*. (Cambridge Univ. Press, 2007)
- [4] Schrijver, C. J.; Zwaan, C.: *Solar and Stellar Magnetic Activity* (Cambridge Astrophysics Series, 2000)
- [5] Ruiz Cobo, B., and Asensio Ramos, A., 2013 A&A 549, L4
- [6] NASA. (2021). Hinode Instruments. <https://www.nasa.gov/mission-pages/hinode/instruments.html>
- [7] Wallace, L., Hinkle, K. H., Livingston, W. C., Davis, S. P. (2011, 27 junio). *AN OPTICAL AND NEAR-INFRARED (2958-9250 Å) SOLAR FLUX ATLAS*. The Astrophysical Journal Supplement Series, 195(1), 6. <https://doi.org/10.1088/0067-0049/195/1/6>
- [8] Landolfi, M., Landi Degl'innocenti, E. (1996, marzo). *Net circular polarization in magnetic spectral lines produced by velocity gradients: Some analytical results*. Solar Physics, 164(1-2), 191-202. <https://doi.org/10.1007/bf00146633>
- [9] Westendorp, C., del Toro Iniesta J. C., Ruiz Cobo, B., Martínez Pillet, V., Lites, B.W., and Skumanich, A. *Optical Tomography of a Sunspot. III. Velocity Stratification and the Evershed Effect* 1997, NATURE, 389, 47