

Departamento de Astronomía y Astrofísica
VNIVERSITAT̄ DE VALÈNCIA



Estudio de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera solar

Memoria presentada por
Ibala Beatriz Cabello García
para optar al grado de
Doctora en Física

Dirigida por Dr. Vicente Domingo Codoñer

Valencia, 2011

Dr. Vicente Domingo Codoñer,
Profesor Honorario de la Universidad de Valencia,

CERTIFICA:

Que la presente memoria, *“Estudio de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera solar”* ha sido realizada bajo su dirección, por Iballa Beatriz Cabello García, y que constituye su tesis doctoral para optar al grado de Doctora en Física.

Y para que quede constancia y tenga los efectos que corresponda, firma el presente certificado en Valencia, a 15 de diciembre de 2011.

Firmado: Dr. Vicente Domingo Codoñer

*La verdad es como el Sol:
lo hace ver todo
y no se deja mirar*

Víctor Hugo

*A Sirma,
Yaiza
y Rómel*

Agradecimientos

Durante la realización de esta tesis, han habido muchas personas que sin duda han contribuído en mayor o menor medida para que finalmente saliera adelante. Estas líneas las quiero dedicar para dar mi más sincero agradecimiento a todos aquellos que con su apoyo han hecho posible la presentación de esta memoria.

Estoy profundamente agradecida a mi director, Vicente, por la dirección, consejos e inestimable ayuda que han hecho posible la realización del presente trabajo. Deseo agradecerle también todo el apoyo y la comprensión demostrada siempre, pero sobre todo, por ser siempre tan admirable.

Millones de gracias también a José Antonio Bonet, por su enorme implicación en mi tesis, por su esfuerzo y apoyo en hacer un buen trabajo, y tener tanta capacidad para explicarlo bien y con respeto. Gracias por todo lo que he aprendido y gracias por el buen trato.

Gracias a Judith, porque desde que llegó me ha ayudado en todo momento, contribuyendo con sus conocimientos. Juntas hemos compartido despacho y muchas experiencias, tanto buenas como malas, pero siempre trabajando juntas. Sus enormes ganas de ayudar me han enseñado mucho. Mi tesis sin ella habría sido mucho más dura.

A pesar de no trabajar en el mismo campo, Pere ha sido uno de los grandes pilares de esta tesis. Le estoy agradecida por ayudarme con todos sus conocimientos: los de informática y de física, los de estrellas y galaxias, y también, de crianza. Pero lo que más le agradezco es su amistad y tener siempre sus brazos abiertos, por su paciencia y su comprensión.

No puedo dejar de estar agradecida a José Luis, que desde un principio se ha preocupado porque esta tesis saliera adelante. Le agradezco su apoyo y respaldo en todo momento, por confiar en mí y comprenderme.

Le agradezco enormemente a Laura el haberme guiado y animado el tiempo que estuvo en Valencia, por su amistad y por su gran empujón en mi tesis.

A Julián le agradezco todas sus correcciones y comentarios de mi tesis en los últimos años. Y sobre todo, por sus ánimos y positivismo para que salieran bien las cosas.

Muchas gracias a Santi por su colaboración y ayuda en la tesis, por estar siempre cerca a pesar de las distancias, y echar siempre una mano cuando se le necesita.

A Jorge Sánchez, por su contribución y explicaciones en los trabajos conjuntos.

El buen ambiente de trabajo se lo agradezco a todos mis compañeros del GACE, junto con los que he compartido impresoras, comidas y muchos buenos momentos: Choni, Silvia, Julia, Juanma, Juana, Paul, Chris, Pedro,... Y por supuesto, a todas las eficientes secretarías que hemos tenido, siendo Bea la que ahora nos alegra con sus curiosas historias y su enorme sonrisa. Gracias también al personal de limpieza: Paqui, Toñi, Pili, Amparo,..., que reparten alegría y facilitan los malos días.

A mis amigos de La Gomera, Mari, Iballa, Esther,..., y a todos aquellos que han ido llegando a lo largo de mi vida, en la universidad, los viajes,..., porque todos y cada uno han dejado algo especial a su paso y siguen aportando mucho aunque estén lejos. Especialmente, a mis compañeros de La Laguna, pues con ellos compartí la parte previa a este trabajo y sin duda todos los buenos recuerdos de aquella época: Elena, Fabiola, Silvia, Alejandro, Yésica, María, y tantos otros que se me quedan sin nombrar, pero que forman parte de esos recuerdos. A Nayra, Jorge y Ruymán, pues a ellos además les debo su ayuda y apoyo durante mis estancias en el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC).

Gracias también al personal y compañeros del IAC y del Observatorio

del Roque de los Muchachos, en concreto en este último, al de la residencia y del SST, que contribuyeron para que mis días lejos de casa durante los años de tesis fueran más amenos.

Les estoy muy agradecida a los *pares* y *mares* del colegio Cervantes y a todos los demás amigos en Valencia, que han comprendido mi “desaparición” los últimos tiempos y me han animado hasta el final.

A Mara le estoy infinitamente agradecida por sus cuidados y su enorme comprensión, pero especialmente, por todo su apoyo y ánimos durante estos años, tanto en la maternidad como en la tesis. También, porque en su consulta nos contagia su alegría y hace que todos los problemas se vuelvan pequeñitos.

A mi amiga Natalia, que ha sufrido conmigo esta última etapa para terminar también su tesis, le agradezco el haber compartido tantos buenos ratos, el haberme escuchado y comprendido con todas mis historias, y contar con su apoyo cuando la he necesitado.

La vida en Valencia no habría sido la misma sin David y Emérita, a ellos les agradezco el estar siempre cuando les hemos necesitado y por haber compartido los mejores momentos de mi vida, siempre con alegría.

También deseo expresar mi agradecimiento a mi familia. A mis padres, hermanos y mi tía Teri, porque a ellos les debo gran parte de lo que soy. Y también a mi familia política, con los que he compartido muchos buenos momentos en los últimos años.

Por último, reservo las últimas líneas para manifestar mi amor y agradecimiento a Sirma, a Yaiza y a Rómel, a quienes por supuesto dedico este trabajo. A pesar de todo el tiempo que esta tesis nos ha quitado de estar juntos, gracias por ser maravillosos, por todos vuestros besos y abrazos, tan reconfortantes en los malos momentos. Gracias por todo.

A todos, hasta los que no aparecen en esta lista pero se lo merecen, muchas gracias.

Índice general

Resumen	1
Resum	5
Abstract	9
1. Introducción	13
1.1. El Sol	13
1.2. Estructuras magnéticas fotosféricas	17
1.2.1. Manchas y poros	17
1.2.2. Pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera . . .	18
1.3. Contraste de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera	21
1.3.1. Modelos teóricos de los tubos de flujo	23
1.4. Puntos brillantes	26
1.4.1. Observación de puntos brillantes	27
1.4.2. Puntos brillantes en G-band	29
1.5. Objetivos y organización de la tesis	30
2. Instrumentación	33
2.1. Telescopio Solar Sueco	33
2.1.1. SOUP	40
2.2. SoHO	41
2.2.1. MDI	45
2.3. Hinode	48
2.3.1. SOT	51

ÍNDICE GENERAL

3. Técnicas de alta resolución espacial	57
3.1. Introducción	57
3.2. Formación de imágenes astronómicas	59
3.3. La restauración de imágenes como caso particular del Problema Inverso en Física	62
3.3.1. Contribución de ruido	63
3.3.2. Restauración	64
3.4. Códigos numéricos para la restauración de imágenes	65
3.4.1. La técnica de Diversidad de Fase para caracterización de OTFs y reconstrucción de imágenes	66
3.4.2. MFBD	71
3.4.3. MOMFBD	71
3.5. Correcciones en tiempo real: Óptica viva	72
3.5.1. Seguidor por correlación	75
3.5.2. Óptica adaptativa	75
3.6. Reducción de datos: secuencia general	76
3.6.1. Adquisición de imágenes y correcciones preliminares	76
3.6.2. Correcciones finales	79
4. Observaciones y procesado	81
4.1. SoHO	81
4.2. SST	86
4.2.1. Campaña de 2005	86
4.2.2. Campaña de 2006	90
4.2.3. Campaña de 2007	94
4.3. Hinode	101
5. Contraste de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera	105
5.1. Introducción	106
5.2. Análisis de datos	107
5.3. Resultados	111
5.3.1. CLV del contraste de pequeñas estructuras para regiones de Sol en calma	112
5.3.2. CLV del contraste de pequeñas estructuras para regiones de Sol activo	115
5.4. Conclusiones	118

6. Estudio de los puntos brillantes	123
6.1. Introducción	123
6.2. Análisis de datos y resultados	125
6.2.1. Detección de puntos brillantes en G-band	125
6.2.2. Comparación con resultados obtenidos en la detección de BPs en CN-band	129
6.2.3. Detección de pequeñas estructuras magnéticas	136
6.2.4. Densidad de flujo magnético en BPs	144
6.2.5. Comparación con los datos obtenidos por Hinode	151
6.3. Conclusiones	159
7. Otros resultados derivados del estudio de puntos brillantes	163
7.1. Contraste de intensidad de puntos brillantes en G-band y G-continuum	163
7.1.1. Análisis de datos y resultados	164
7.2. Variación del centro al limbo de la fracción de superficie cubierta por puntos brillantes	166
7.2.1. Análisis de datos y resultados	166
7.3. Vórtices	173
7.3.1. Flujos de vórtices convectivos en el Sol	174
7.3.2. Evidencia de concentraciones magnéticas de pequeña escala arrastradas por el movimiento en vórtice de plasma fotosférico solar	177
7.3.3. Distribución espacial y propiedades estadísticas de movimientos en vórtice convectivos de pequeña escala en una región de Sol en calma	178
7.4. Fracción de superficie cubierta por puntos brillantes en el centro del disco	181
8. Conclusiones y trabajo futuro	185
Sumario de imágenes	189
Glosario de acrónimos	193
Bibliografía	197

Índice de figuras

1.1. Capas solares	15
1.2. Región Activa	20
1.3. Modelo del tubo de flujo de “pared caliente”.	25
2.1. SST	35
2.2. Banco óptico del SST	38
2.3. Esquema del banco óptico del SST	39
2.4. SOUP	41
2.5. SoHO	42
2.6. Diseño óptico de MDI.	47
2.7. Hinode	50
2.8. Diseño óptico de SOT	53
3.1. Formación de imágenes astronómicas	60
3.2. Diseño óptico de un sistema PD	67
3.3. Montaje óptico para MOMFB	73
3.4. Diagrama de un sistema de AO	74
4.1. Campos de HR en FD de MDI el 20.08.2002	83
4.2. Imagen de intensidad y magnetograma de MDI en FD del 20.08.2002	85
4.3. Imagen de intensidad y magnetograma de MDI en el este de HR del 20.08.2002	85
4.4. Imagen de intensidad y magnetograma de MDI en el oeste de HR del 20.08.2002	86

ÍNDICE DE FIGURAS

4.5. Correspondencia entre los FOVs del SST y MDI el 11.06.2005	89
4.6. Correspondencia entre los FOVs del SST y MDI el 07.08.2006	92
4.7. Mosaico representativo de las ocho series de imágenes del 07.08.2006	94
4.8. Imagen en G-band del centro del disco del 07.08.2006	95
4.9. Correspondencia entre los FOVs del SST y MDI del 29 de septiembre de 2007	96
5.1. Distribuciones de puntos de las estructuras seleccionadas en regiones de AO y de QS	110
5.2. CLV del C_{sms} para FD, HR y HR9 del este del Sol en calma	113
5.3. CLV del C_{sms} para FD, HR y HR9 del oeste del Sol en calma	115
5.4. CLV del C_{sms} para FD, HR y HR9 del este del Sol activo .	117
5.5. CLV del C_{sms} para FD, HR y HR9 del oeste del Sol activo	118
6.1. Imagen en G-band del 29.09.2007 con las estructuras selec- cionadas	128
6.2. Imagen en Ca II H del 29.09.2007 con los centroides de las estructuras seleccionadas en G-band	130
6.3. Correspondencia entre los FOVs del SST y de Hinode el 29.09.2007	131
6.4. Imagen en G-band del 29.09.2007 con los BPs seleccionados en el $FOV_{SST-Hinode}$	132
6.5. Distribuciones de áreas y diámetros de los GBPs selecciona- dos del 29.09.2007	135
6.6. Distribuciones de I_{scl} de los GBPs seleccionados	136
6.7. Distribución de valores de la densidad de flujo magnético .	139
6.8. Distribución de valores de densidad de flujo magnético con- siderando diferentes valores de nivel de ruido	141
6.9. Magnetograma del 29.09.2007 con los GBPs seleccionados .	143
6.10. Posiciones de los centroides de los GBPs superpuestos al magnetograma del SST del 29.09.2007	145
6.11. Posiciones de los B_{max} superpuestos al magnetograma del 29.09.2007	147
6.12. Posiciones de B_{max} y los cuadrados superpuestos al mag- netograma del 29.09.2007	148

6.13. Distancia y dirección de las posiciones de B_{max} respecto del centriode del GBP	149
6.14. Relaciones entre B e I_{scl} para los GBPs del FOV del SST .	150
6.15. Distribución de valores de \bar{B} de los GBPs seleccionados . .	151
6.16. GBPs seleccionados superpuestos al magnetograma del SST con el $FOV_{SST-Hinode}$ y al de Hinode	153
6.17. Centroides de los GBPs superpuestos al magnetograma del SST con el $FOV_{SST-Hinode}$, y al de Hinode	154
6.18. Relaciones entre B e I_{scl} para los GBPs en el $FOV_{SST-Hinode}$	155
6.19. Posiciones de B_{max} en los magnetogramas del SST y de Hinode	156
6.20. Posiciones de B_{max} de los GBPs y los cuadrados super- puestos a los magnetogramas del SST con el $FOV_{SST-Hinode}$ y de Hinode	157
6.21. Desplazamientos de los centroides de GBPs	158
6.22. Distribuciones de \bar{B} para el $FOV_{SST-Hinode}$	159
7.1. G-band y G-continuum del 11.06.2005	164
7.2. Perfiles de intensidad en G-band y G-continuum	165
7.3. Relación de la FCS con la posición μ	168
7.4. Modelo de concentración magnética	171
7.5. Espiral logarítmica seguida por varios BPs	175
7.6. Distribución de vórtices en Bonet et ál. (2008)	176
7.7. Vórtice en diferentes longitudes de onda en Balmaceda et ál. (2010)	178
7.8. Distribución de vórtices en Vargas Domínguez et ál. (2011)	180

Índice de tablas

2.1. Parámetros y características principales del SST	39
2.2. La Misión SoHO	43
2.3. Observables de MDI	48
2.4. Parámetros clave de MDI	49
2.5. La Misión Hinode	50
2.6. Observables de SOT	52
2.7. Especificaciones de SOT	54
4.1. Principales características de los datos de MDI utilizados	84
4.2. Características de observación del SST en 2005	88
4.3. Resumen de las características de las imágenes resultantes del SST en 2005	90
4.4. Características de observación del canal azul del SST en 2006	91
4.5. Resumen de las características de las imágenes resultantes del SST en 2006	93
4.6. Características de observación de los canales azul y rojo del SST en 2007	98
4.7. Resumen de las características de las imágenes resultantes del SST en 2007	101
6.1. Características de las imágenes del SST e Hinode utilizadas para el estudio de los BPs	125
6.2. FCS, tamaños e intensidades de BPs en G-gand (SST) y CN-band (Hinode)	160

ÍNDICE DE TABLAS

6.3. Resumen de resultados obtenidos para la densidad de flujo magnético en los GBPs	161
7.1. Características de las series y resultados de la FCS en 2006	169
7.2. Soluciones del modelo para describir la CLV de la FCS considerando las 8 series	171
7.3. Soluciones del modelo para describir la CLV de la FCS considerando solo los 6 campos más próximos al centro	172
7.4. Características de las series y resultados de la FCS en 2005	181
1. Sumario de imágenes de SoHO	189
2. Sumario de imágenes del SST	190
3. Sumario de imágenes de Hinode	191

Resumen

Se considera el campo magnético solar como el principal responsable del comportamiento global del Sol, pero continúa sin ser completamente comprendido. El estudio de las estructuras magnéticas revelan información relevante sobre los campos magnéticos que emergen en la superficie. Las grandes estructuras como manchas o poros son bien conocidas, pero las más pequeñas no tanto, debido a las dificultades para su observación causadas por las limitaciones de los instrumentos. Durante los últimos años, se ha mejorado bastante el conocimiento de las pequeñas estructuras, así como su influencia en la Irradiancia Solar Total (TSI, *Total Solar Irradiance*). Actualmente se reconoce la presencia de las pequeñas estructuras magnéticas no solo en las regiones activas y en los bordes de la red magnética, sino también en la *internetwork* del Sol en calma. El estudio de las propiedades de estas estructuras, así como de su contribución al campo magnético global, se hacen indispensables para comprender el comportamiento general del Sol.

En esta tesis se realiza un estudio de pequeñas estructuras magnéticas presentes en la fotosfera solar basado en medidas de intensidad. Además, se destaca la repercusión ejercida por la resolución de los instrumentos y la mejora de las técnicas observacionales. Los datos analizados corresponden a tres telescopios destacados dentro del campo de la física solar: SoHO, SST e Hinode.

Una forma de evaluar la contribución de las pequeñas estructuras a la TSI es mediante el análisis de la Variación del Centro al Limbo (CLV,

Center-to-Limb-Variation) de sus propiedades. En este trabajo se amplía el estudio de la CLV del contraste de intensidad de pequeñas estructuras magnéticas presentes en la fotosfera, comparando su comportamiento en regiones activas y de Sol en calma. La CLV es evaluada para tres concentraciones de flujo magnético distintas. Además, se analiza el efecto de la resolución espacial de las observaciones, que pone en evidencia la necesidad de altas resoluciones para la obtención de buenos resultados. La conclusión general es que la CLV presenta un aumento monótono hacia el borde, con un máximo en torno a $\mu \approx 0.3$, descendiendo cuando existen estructuras con $\mu \lesssim 0.3$.

Gran parte de este trabajo se centra en el estudio de las principales características y propiedades más importantes de los puntos brillantes (BPs, *Bright Points*) a través de imágenes de alta resolución y excelente calidad. Estos son considerados actualmente las estructuras más pequeñas detectables en la fotosfera mediante los instrumentos con mayor resolución. A través de imágenes en G-band se obtiene que estas estructuras ocupan $\approx 1\%$ de la superficie de regiones de Sol en calma. De los resultados obtenidos además se deduce que poseen áreas de $0.02 - 0.03 \text{ arcseg}^2$ y contrastes de intensidad de $0.9 - 1.0$. La mayor parte de las estructuras detectadas en G-band poseen señal magnética asociada, registrada en un magnetograma cuasi simultáneo. Teniendo en cuenta la densidad de BPs tan alta encontrada, esto pone de manifiesto la importancia que pueden suponer estas estructuras para el estudio del comportamiento magnético global.

Hoy en día se considera que los filtergramas en G-band son el mejor método para la detección de BPs, y por tanto, el más utilizado. Los filtergramas en G-continuum ofrecen información de aproximadamente la misma altura de la superficie solar, pero sin embargo, no son tan sensibles a las concentraciones de flujo magnético como los primeros. Para mostrarlo, se realiza una comparación del contraste de BPs obtenido para estas dos longitudes de onda.

Se realiza también una descripción de la CLV de la densidad de BPs de Sol en calma, detectados en G-band a lo largo del disco. Esta CLV revela

un descenso conforme se acerca al limbo, y su análisis concluye en que el 90 % de la TSI proviene de los BPs con $\mu > 0.5$, y la mitad se debe a BPs con $\mu > 0.8$.

El estudio de los BPs llevado a cabo en este trabajo ha conducido además al descubrimiento de pequeños vórtices detectados en la superficie solar a través del movimiento de los BPs, posible gracias a las imágenes de alta resolución utilizadas. Las características de estos vórtices se determinan a partir del movimiento de los BPs, así como del campo de velocidades horizontales. Los vórtices encontrados poseen radios en torno a $\simeq 241$ km y tiempos de vida mayores a 5 minutos. Las densidades encontradas son de $\simeq 1.7$ vórtices $\text{Mm}^{-2} \text{min}^{-1}$, con idéntico número en ambos sentidos de giro en las imágenes utilizadas, correspondientes al ecuador solar.

Por último, se realiza un análisis de la densidad de BPs detectados en G-band en el centro del disco para diferentes años. Esta detección depende del desarrollo del método, siendo mayor cuanto más sofisticado es el mismo. A pesar de todo, la fracción de BPs encontrados en la superficie solar para regiones de Sol en calma es bastante alta, lo cual sugiere la gran importancia de las pequeñas estructuras magnéticas.

Resum

Es considera el camp magnètic solar com el principal responsable del comportament global del Sol, però continua sense ser completament comprés. Léstudí de les estructures magnètiques revelen informació rellevant sobre els camps magnètics que emergixen en la superfície. Les grans estructures, com les taques o porus, són ben conegudes, però les més xicotetes no tant, a causa de les dificultats per a la seua observació causades per les limitacions dels instruments. Durant els últims anys, s'ha millorat prou el coneixement de les xicotetes estructures, així com la seua influència en la Irradiancia Solar Total (TSI, *Total Solar Irradiance*). Actualment es reconeix la presència de les xicotetes estructures magnètiques no sols en les regions actives i en les voreres de la xarxa magnètica, sinó també en la *internetwork* del Sol en calma. Léstudí de les propietats d'estes estructures, així com de la seua contribució al camp magnètic global, es fan indispensables per a comprendre el comportament general del Sol.

En esta tesi es realitza un estudi de xicotetes estructures magnètiques presents en la fotosfera solar. A més, es destaca la repercussió exercida per la resolució dels instruments i la millora de les tècniques observacionals. Les dades analitzades corresponen a tres telescopis destacats dins del camp de la física solar: SoHO, SST i Hinode.

Una forma dávaluar la contribució de les xicotetes estructures a la TSI és per mitjà de l'anàlisi de la Variació del Centre al Limb (CLV, *Center-to-Limb-Variation*) de les seues propietats. En este treball s'amplia léstudí de la CLV del contrast d'intensitat de xicotetes estructures magnètiques

presentes en la fotosfera, comparant el seu comportament en regions actives i de Sol en calma. La CLV és avaluada per a tres concentracions de flux magnètic distintes. A més, s'analiza l'efecte de la resolució espacial de les observacions, que posa en evidència la necessitat d'altres resolucions per a l'obtenció de bons resultats. La conclusió general és que la CLV presenta un augment monòton cap a la vora, amb un màxim entorn de $\mu \approx 0.3$, descendint quan hi ha estructures amb $\mu \lesssim 0.3$.

Gran part d'este treball es centra en l'estudi de les principals característiques i propietats més importants dels punts brillants (BPs, *Bright Points*) a través d'imatges d'alta resolució i d'excel·lent qualitat. Estes són considerades actualment les estructures més petites detectables en la fotosfera per mitjà dels instruments amb major resolució. A través d'imatges en G-band s'obté que estes estructures ocupen un $\approx 1\%$ de la superfície de regions de Sol en calma. Dels resultats obtinguts a més es dedueix que posseeixen àrees de $0.02 - 0.03 \text{ arcseg}^2$ i contrastos d'intensitat de $0.9 - 1.0$. La major part de les estructures detectades en G-band posseeixen senyal magnètica associada, registrada en un magnetograma quasi simultani. Tenint en compte la densitat de BPs tan alta trobada, açò posa de manifest la importància d'estes estructures per a l'estudi del comportament magnètic global.

Hui en dia es considera que els filtergrams en G-band són el millor mètode per a la detecció de BPs, i per tant, el més utilitzat. Els filtergrams en G-continuum ofereixen informació d'aproximadament la mateixa altura de la superfície solar, però no obstant això, no són tan sensibles a les concentracions de flux magnètic com els primers. Per a mostrar-ho, es realitza una comparació del contrast de BPs obtingut per a estes dues longituds d'ona.

Es realitza també una descripció de la CLV de la densitat de BPs de Sol en calma, detectats en G-band al llarg del disc. Esta CLV revela un descens conforme s'acosta al limb, i de la seua anàlisi es conclou en que el 90% de la TSI prové dels BPs amb $\mu > 0.5$, i la meitat es deu a BPs amb $\mu > 0.8$.

L'estudi dels BPs dut a terme en este treball ha conduït, a més, al descobriment de xicotets vòrtexs detectats en la superfície solar a través del moviment dels BPs, gràcies a les imatges d'alta resolució utilitzades. Les característiques d'estos vòrtexs es determinen a partir del moviment dels BPs, així com del camp de velocitats horitzontals. Els vòrtexs trobats posseeixen radis entorn de $\simeq 241$ km i temps de vida majors a 5 minuts. Les densitats trobades són de $\simeq 1.7$ vòrtexs $\text{Mm}^{-2} \text{ min}^{-1}$, amb idèntic nombre en ambdós sentits de gir en les imatges utilitzades, corresponents a l'equador solar.

Finalment, es realitza una anàlisi de la densitat de BPs detectats en G-band en el centre del disc per a diferents anys. Esta detecció depèn del desenvolupament del mètode, sent major com més sofisticat és el mateix. Malgrat tot, la fracció de BPs trobats en la superfície solar per a regions de Sol en calma és prou alta, la qual cosa suggereix la gran importància de les xicotetes estructures magnètiques.

Abstract

The solar magnetic field is considered as the main responsible for the overall behavior of the Sun, yet it is not completely understood. The study of magnetic structures reveals important information about the magnetic field that emerges from the solar surface. Large structures, such as spots or pores, are well known, but smaller ones are poorly understood, mainly because of difficulties in their observation due to the limitations of the instruments. Recently, our knowledge of small structures has improved, as well as our understanding of their influence on the Total Solar Irradiance (TSI). Nowadays we acknowledge the presence of small magnetic structures not only in active regions and on the edges of the magnetic network, but also in the internetwork of the quiet Sun. The study of the properties of these structures, as well as their contribution to the global magnetic field, are essential in order to understand the general behaviour of the Sun.

In this thesis work, a study of small magnetic structures present in the solar photosphere is developed. It is also highlighted the impact of instruments resolution and improved observational techniques in the measurements. The data analyzed was collected by three renowned telescopes in the field of solar physics: SOHO, SST and Hinode.

One way to study the contribution of small structures in the TSI is the analysis of the Centre to Limb Variation (CLV) of their properties. This work extends the study of the CLV of the intensity contrast of small magnetic structures present in the photosphere, comparing their behavior in active regions to that in the quiet Sun. The CLV is evaluated for three

different concentrations of magnetic flux. We also analyzed the effect of the spatial resolution of the observations in the measurements, stressing out the need of high resolution in order to obtain more reliable results. The general conclusion is that the CLV shows a monotonous increase towards the limb, with a maximum around $\mu \approx 0.3$, decreasing when structures with $\mu \lesssim 0.3$ are present.

Much of this work focuses on the study of the main characteristics and properties of bright points (BPs) using high resolution images of excellent quality. These structures are now considered the smaller detectable features in the solar photosphere, and they only can be observed by using the instruments with higher resolution. With the analysis of G-band images we derive that these structures occupy $\approx 1\%$ of the surface area of quiet Sun regions. The results obtained show that most regions have areas ranging from 0.02 to 0.03 arcsec² and intensity contrasts of 0.9 - 1.0. Most of the structures detected in G-band have associated magnetic signal, recorded at a nearly simultaneous magnetogram. Given the very high density of BPs that we have found, the importance of these structures to study the global magnetic behavior is clearly stated.

Nowadays it is considered that the G-band filtergrams represent the best method for the detection of BPs, and therefore the most used one. The G-continuum filtergrams offer information about a similar height from the surface. However, they are less sensitive to concentrations of magnetic flux. In order to show this, the contrast of BPs obtained for these two wavelengths is compared.

A detailed description of the CLV of the density of BPs in the quiet Sun is carried out as well, observed in G-band throughout the disc. This CLV decreases as we approach the limb, and its analysis leads to the conclusion that 90% of the TSI comes from BPs with $\mu > 0.5$, and half is due to BPs with $\mu > 0.8$.

The study of BPs conducted in this work has led also to the discovery of small vortex detected in the surface through the movement of the BPs, thanks to the high resolution images used. The characteristics of these

vortex are determined from the movement of the BPs and their horizontal velocity field. The vortex have radii around $\simeq 241$ km and lifetimes longer than 5 minutes. The densities found are $\simeq 1.7$ vortex $\text{Mm}^{-2} \text{min}^{-1}$, with the same number in both directions of rotation in the analyzed images, which correspond to the solar equator.

Finally, we have performed an analysis of the density of BPs detected in G-band at disc centre for several years. Their detection depends on the degree of development of the analysis method used, improving as the method becomes more sophisticated. However, the fraction of BPs found on the surface of quiet Sun regions is in every case high enough to suggest the importance of the small magnetic structures.

1

Introducción

El Sol es la estrella de la que se poseen más y mejores observaciones. Es, de hecho, la única estrella que puede ser resuelta espacialmente por observaciones directas y por tanto, la mejor conocida. El conocimiento del Sol nos proporciona información no solo de sí mismo, sino también del resto de estrellas y demás componentes del Universo. Sin embargo, hay mucho aún por conocer acerca del Sol, y en concreto, de su campo magnético, con todas sus manifestaciones, muy estudiado pero no comprendido totalmente. Esta tesis pretende ser una contribución al conocimiento del campo magnético solar a través de pequeños elementos magnéticos presentes en la fotosfera. La detección y consiguiente estudio de estos pequeños elementos es posible gracias a la alta calidad y resolución de las imágenes utilizadas.

1.1. El Sol

El Sol es una estrella más entre las miles de millones que pueblan nuestra galaxia. Posee una masa y una luminosidad intermedias dentro de la clasificación global, por lo que estrellas similares carecen de importancia y aparecen inadvertidas para nosotros. Sin embargo, su cercanía a la Tierra hace que sea posible la vida gracias a la energía que desprende y que llega a nosotros en forma de luz y calor. Además, debido a su proximidad, el Sol domina nuestro firmamento y durante milenios, nuestra concepción

1. Introducción

intelectual y espiritual del Universo.

El Sol está compuesto principalmente de hidrógeno ($\sim 75\%$ de la masa) y helio ($\sim 25\%$). Menos del 0.1% está constituido por elementos pesados como oxígeno, carbono y nitrógeno. Estos elementos están ionizados como resultado de las altas temperaturas. Por tanto, el Sol no es un simple gas sino que realmente es un plasma, extremadamente denso en el núcleo pero muy tenue en las capas más externas de su atmósfera.

La mayor parte de la energía del Sol es generada por la transformación de átomos de hidrógeno en helio mediante reacciones de fusión termonuclear que tienen lugar en el núcleo solar (que alcanza hasta el 25% del radio) y es transportada por fotones a través de la zona radiativa (que abarca el 45% del radio), donde estos son dispersados millones de veces por iones y electrones. Luego, en la zona convectiva (de anchura casi un 30% del radio), el gas ascendente conduce la energía hacia la atmósfera solar que está constituida por la fotosfera, la cromosfera, la zona de transición y la corona. En la región convectiva, el transporte de energía por radiación ya no es suficientemente eficiente y se realiza principalmente por convección. Debido a las altas temperaturas, los fluidos se dilatan transportando energía hacia el exterior, se enfrían suficientemente a una cierta altura y producen movimientos descendentes de material por efectos gravitatorios, formando así las celdas convectivas. En la fotosfera, la granulación, con celdas de diámetros del orden de ~ 1000 km, y la supergranulación, con celdas entre 10000 km y 40000 km de diámetro, son las manifestaciones más visibles de la convección en la superficie. La mesogranulación, con una escala intermedia de las anteriores, se observa mejor a través de la divergencia horizontal del campo de flujo. La luz tarda varios cientos de miles de años en recorrer los 700.000 km desde el núcleo a la superficie, pero solo unos 8 minutos en cubrir los 149 millones de km desde el Sol a la Tierra.

La fotosfera es la zona desde la que se emite la mayor parte de la luz visible del Sol, por eso se considera como la superficie solar. En ella el plasma solar pasa de ser completamente opaco a casi completamente transparente a la luz visible. Posee unos 500 km de espesor y ~ 5800 K de temperatura, y la mayor parte de la información que tenemos del Sol procede de esta

capa. La cromosfera ocupa los siguientes 1500-2000 km, debe su nombre a la apariencia coloreada que presenta en los eclipses y su temperatura varía desde los ~ 4000 K hasta los ~ 25000 K. La corona es una región de densidad extremadamente baja, se extiende desde los ~ 3000 km sobre la superficie hacia el exterior, envolviendo eventualmente a la Tierra (a unos 200 radios solares), dependiendo de la actividad solar. La capa entre la cromosfera, relativaiientemente fría ($\simeq 10^4$ K) y la corona caliente ($\simeq 10^6$ K) se conoce como región de transición. Desde la corona se emite un flujo continuo de partículas cargadas, a gran velocidad y en todas direcciones, denominado viento solar. El espacio bajo la influencia del viento solar se llama heliosfera y abarca más allá de la órbita de Plutón. En la figura 1.1 se muestran las principales capas solares y la estructura interna.

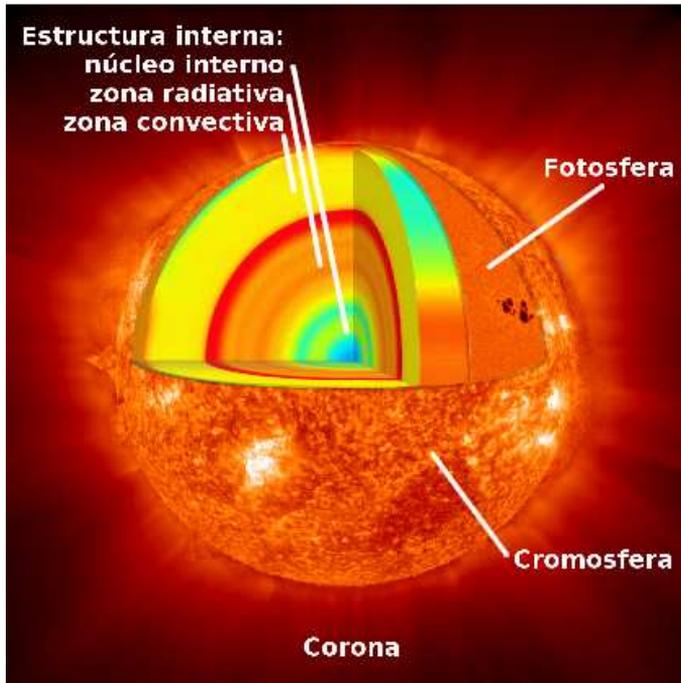


Figura 1.1: Imagen artística de las capas solares. Crédito: NASA.

Solamente la fotosfera y la cromosfera pueden ser regularmente obser-

1. Introducción

vadas desde Tierra, mientras que la región de transición, la corona y el viento solar son estudiados mayoritariamente desde el espacio. Además, muchas propiedades de la fotosfera han tenido que esperar a las observaciones espaciales para su determinación o descubrimiento; este es el caso de la variabilidad solar.

La atmósfera del Sol, en constante cambio, se encuentra dominada por un intenso y variable magnetismo. La actividad magnética del Sol es la causa de los intensos estallidos de altas energías de radiación y partículas, llamados flares, y eyecciones de masa, arrojando gases coronales hacia la Tierra y más allá en el espacio interplanetario.

A través de la heliosismología se sabe que el núcleo y la zona radiativa rotan como un sólido rígido, mientras que la zona convectiva muestra rotación diferencial. En la interfase entre las zonas radiativa y convectiva, donde se produce este cambio de rotación, se genera el campo magnético. El plasma girando a diferentes velocidades en esta fina capa genera fricciones de flujos y amplifica la dinamo magnética.

Una característica muy importante del campo magnético solar es que varía periódicamente en el tiempo, con un ciclo de 11 años, conocido como ciclo de actividad solar. Durante cada ciclo de 11 años, las regiones activas de un hemisferio muestran un ordenamiento magnético fijo de polaridad opuesta al del hemisferio contrario. El ordenamiento de la polaridad magnética se invierte cada 11 años, de forma que el período real del ciclo solar es de 22 años. El ciclo de actividad solar afecta a la medida de la irradiancia solar total (TSI; *Total Solar Irradiance*), que es la energía del Sol integrada sobre todo el espectro y normalizada a 1 UA. Durante décadas de observaciones continuas desde el espacio se ha comprobado que la irradiancia solar es más alta ($\sim 0.1\%$) en los máximos del ciclo solar.

El campo magnético solar ha sido objeto de interés durante mucho tiempo, y sus manifestaciones abarcan una variedad de escalas espaciales y temporales. Las estructuras magnéticas más pequeñas están en o por debajo del presente límite de resolución espacial, mientras que las manifestaciones más grandes pueden cubrir un hemisferio completo. Estas

manifestaciones son observadas en las distintas capas de la atmósfera a distintas longitudes de onda.

1.2. Estructuras magnéticas fotosféricas

En la fotosfera se exhiben todo un espectro de estructuras magnéticas, caracterizadas principalmente por su tamaño, contraste de intensidad y concentración, cuyas propiedades dependen en gran medida del flujo magnético que contienen. Dichas propiedades son explicadas a partir de los “tubos de flujo”, que son los modelos básicos de configuración magnética y se aproximan bastante bien a los campos magnéticos solares. Si se quieren llegar a entender los mecanismos que subyacen y generan el ciclo solar, es imprescindible entender la física de estas manifestaciones magnéticas en la fotosfera, así como clarificar su contribución a la variación de la irradiancia solar, con el reto adicional de que la mayoría de ellas permanecen por debajo del límite de la resolución disponible.

Las estructuras magnéticas fotosféricas son visibles, sobre todo, en las llamadas “regiones activas” (AR, *active regions*, zonas donde existe una gran manifestación del campo magnético), pero también, aunque más débiles, en el “Sol en calma” (QS, *quiet Sun*, llamado también Sol en reposo, Sol no activo o Sol tranquilo, fuera de las regiones activas). En este último, las concentraciones de campo magnético intenso se encuentran dentro de las regiones de flujos descendentes de la supergranulación; el patrón correspondiente habitualmente se llama “red magnética” (*magnetic network*), incluso cuando sea incompleto y difícil de reconocer como red. El interior de estas celdas, dentro de la red, se conoce como *internetwork* (IN).

1.2.1. Manchas y poros

De las manifestaciones del campo magnético en la fotosfera, las “manchas” y “poros” poseen las escalas mayores, son relativamente fáciles de observar y caracterizar debido a su alto contraste negativo, largos tiempos

de vida y gran tamaño a través de los telescopios actuales.

Las manchas solares son las mayores y más densas concentraciones de campos magnéticos, y poseen una región central oscura, llamada umbra, rodeada (al menos parcialmente) por una más clara, llamada penumbra. Debido a que la opacidad dentro de la mancha es inferior respecto a la fotosfera circundante, la mancha se presenta como una depresión en la superficie solar, conocida como depresión de Wilson. Como consecuencia, para manchas próximas al limbo, la zona de la penumbra más próxima a éste es más ancha que la zona más próxima al centro del disco, dando lugar al llamado efecto Wilson. La temperatura efectiva de las manchas en la umbra es de $T_{ef} \sim 4000$ K, ~ 1800 K más frías que la fotosfera en calma a su alrededor, lo que hace que se vean como estructuras oscuras, mientras que en la penumbra es de $T_{ef} \sim 5500$ K. La intensidad de campo característica en la umbra es de $B = 2900 \pm 400$ G para las manchas más grandes y de $B = 2400 \pm 200$ G para las más pequeñas. El diámetro de las manchas se estima entre los 4000 y los 60000 km y su duración es de unos pocos días.

Los poros son manchas pequeñas que carecen de penumbra. Su intensidad de campo magnético es de $B = 2200 \pm 200$ G. Poseen un diámetro de unos pocos Mm en la superficie solar visible y un tiempo de vida típico de un día

1.2.2. Pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera

Las manifestaciones fotosféricas a pequeña escala del campo magnético en luz visible han sido tradicionalmente clasificadas por su apariencia, aunque en ocasiones existe cierta ambigüedad en la nomenclatura. Frecuentemente se utiliza el término “elemento” para referirse a las estructuras más pequeñas; sin embargo, debe usarse con cautela, puesto que puede dar lugar a confusión, ya que se refiere a formaciones que pueden contener otras estructuras más elementales. En esta tesis se utiliza dicho término, entendiéndose como tales las estructuras más pequeñas teniendo en cuenta la resolución de la imagen. La clasificación de las pequeñas estructuras se realiza esencialmente atendiendo al brillo y al tamaño de las

formaciones.

Las “fáculas” son manchas brillantes a pequeña escala observadas especialmente cerca del limbo; parte de ellas están agrupadas, mientras que otra parte se encuentran dispersadas en la “red magnética”. También son brillantes unas pequeñas estructuras filamentarias, presentes en regiones activas y conocidas como “filigranas”. A muy alta resolución ($0'3$ o mejor), tanto las fáculas como las filigranas se observan compuestas de estructuras más pequeñas, llamadas “puntos brillantes” (BPs, *bright points*). Los BPs también se encuentran como elementos individuales, localizados en estructuras magnéticas (alrededor de manchas, en regiones faculares), en la red magnética y en la IN; son los indicadores de campo más pequeños, con tamaños típicos por debajo de un segundo de arco. Las estructuras magnéticas oscuras a pequeña escala se denominan “microporos”, “nudos” o “agujeros”. En la jerarquía de estructuras magnéticas, los nudos magnéticos ocupan una posición intermedia entre los elementos oscuros y los brillantes. A alta resolución, estos nudos seguramente corresponden con los microporos observados por [Dunn y Zirker \(1973\)](#). En cuanto a las dimensiones características, [Topka et ál. \(1997\)](#) sostiene que estas estructuras de transición entre los BPs y los microporos oscuros poseen un diámetro de unos 300 km, y que los microporos se encuentran entre los pequeños BPs y los poros oscuros mayores.

Fáculas y pequeños elementos magnéticos

Las fáculas y los elementos de la red magnética son concentraciones de flujo magnético intenso (alrededor de 1500 G), y se presentan brillantes respecto a la fotosfera puesto que su temperatura es superior (~ 100 K) a la del plasma contiguo. Fuera de las regiones activas, las zonas de red brillante forman la conocida “red tranquila” (*quiet network*). Las fáculas se muestran en estructuras compactas, pero los elementos que constituyen la red, en cambio, están mucho más dispersos. Las fáculas y la red fotosférica pueden ser brillantes u oscuras, dependiendo de su localización en el disco, su longitud de onda y su flujo magnético ([Chapman, 1994](#)). Por ejemplo, las fáculas no son visibles en el centro del disco al ser observadas con luz integral y por el contrario, son fácilmente detectables en regiones

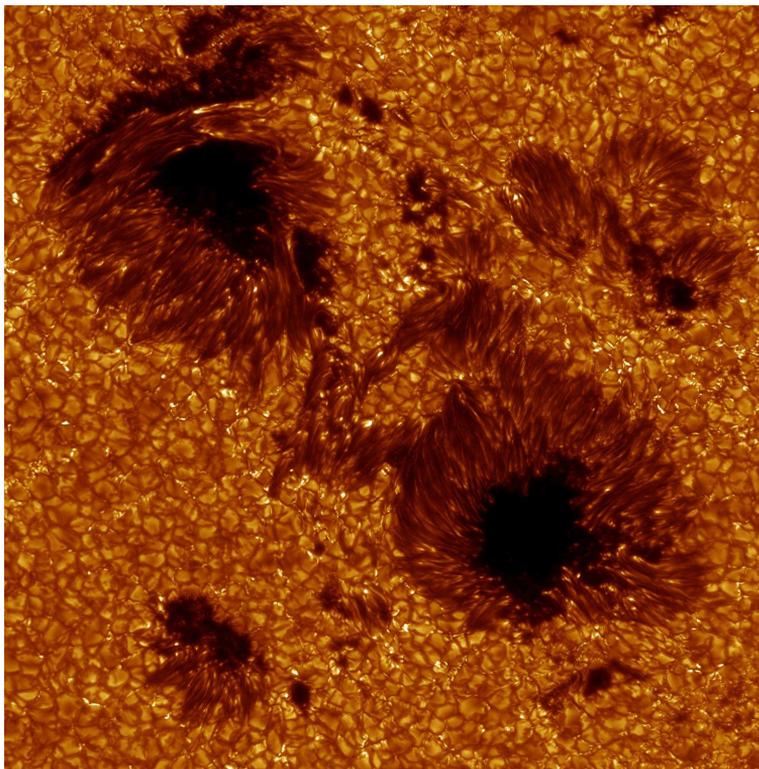


Figura 1.2: Imagen de una región activa en la que pueden apreciarse manchas, poros y pequeñas estructuras brillantes y oscuras, rodeadas por la granulación. Crédito de la imagen: Göran Scharmer y Kai Langhans (*Institute for Solar Physics* de la *Royal Swedish Academy of Sciences*)

cercanas al limbo.

Las fáculas protagonizan uno de los fenómenos de la atmósfera solar más importantes asociados a la aparición de manchas: su aspecto es brillante y compacto cuando se encuentran en una zona en la que se está produciendo una emergencia de manchas, o cuando las ya existentes se hallan en un estado de rápido crecimiento, en sus primeras etapas de evolución. Sin embargo, cuando el grupo de manchas está en fase de decadencia o ha desaparecido ya, queda un brillo muy disperso y de menor intensidad

1.3. Contraste de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera

por la superficie, que se va diluyendo paulatinamente hasta desvanecerse y dar paso a la fotosfera en calma. Normalmente, son fácilmente visibles cerca del borde solar incluso antes de que aparezca un grupo de manchas, por lo que son un parámetro indicativo de que en la zona en la que están localizadas se está produciendo una concentración de campo magnético que al cabo de poco tiempo dará lugar a la aparición de manchas en esa región. Aparte de su brillo, otra característica de las fáculas fotosféricas es su aspecto granular similar al de la fotosfera en calma, aunque sus gránulos son mucho más duraderos (Collados, 1987). A muy alta resolución espacial, por debajo de $\sim 0''.25$, se observa que las fáculas están constituidas de conglomerados de pequeños BPs o puntos faculares con diámetros de unos 100 km, que fueron llamados en un principio *arrugas* (crinkles) por Dunn y Zirker (1973).

En las medidas de señal magnética, el tamaño finito de cada elemento del detector (píxel) tiene como consecuencia la integración de estructuras magnéticas y no magnéticas, produciendo una señal mezclada. Para describir este efecto, se utiliza el llamado “factor de llenado” (f_f , *filling factor*), que se define como la fracción de píxel ocupada por el flujo magnético. Las umbras de las manchas, los poros y presumiblemente los nudos, son estructuras compactas con un factor de llenado del 100 %, mientras que las fáculas y la red están compuestas de pequeños elementos magnéticos agrupados presentando un factor de llenado inferior al 25 %, aunque localmente puede llegar al 50 %.

1.3. Contraste de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera

Las manchas solares son oscuras mientras que las pequeñas estructuras fotosféricas se presentan tanto brillantes como oscuras. Las manchas han sido objeto de muchos estudios y generalmente se piensa que están bien comprendidas, y que su influencia en la irradiancia solar ha sido modelada con bastante precisión. Sin embargo, nuestro conocimiento del brillo de las estructuras magnéticas de pequeña escala que componen las fáculas y los pequeños elementos fotosféricos está aún muy incompleto. Es difícil

1. Introducción

observar esos elementos: su señal de brillo es una función de su ángulo heliocéntrico (θ , el ángulo entre la vertical local y la línea de visión), tamaño, campo magnético, longitud de onda y resolución espacial de la observación.

Las estructuras en la superficie solar son observadas desde distintos ángulos. Cuando se observan estructuras en el centro del disco ($\theta=0^\circ$), la LOS es perpendicular a la superficie, mientras que cuando se encuentran cerca del limbo ($\theta \approx 90^\circ$), la LOS es aproximadamente tangente. El contraste de intensidad de manchas respecto de la atmósfera circundante es casi independiente del ángulo de visión. Sin embargo, para las pequeñas estructuras brillantes de las regiones activas y de la red del Sol en calma, el contraste varía enormemente con el ángulo heliocéntrico de sus posiciones. La “Variación del Centro al Limbo” (CLV, *Centre-to-Limb Variation*) de este contraste presenta un mínimo en el centro del disco y un máximo cerca del limbo (ver apartado 1.3.1).

La CLV del contraste radiativo de pequeñas estructuras respecto de sus alrededores es una forma tradicional de cuantificar la distribución angular de sus propiedades radiativas. Además, la contribución de estructuras de pequeña escala a las variaciones de irradiancia solar es, probablemente, la mayor incógnita en las reconstrucciones de irradiancia presente, especialmente en escalas temporales del ciclo solar.

La forma funcional de la CLV para el contraste de intensidad de fáculas y pequeñas estructuras no está del todo determinada. Las dificultades para encontrar una descripción de esta CLV, se deben al hecho de que el contraste facular¹ es complicado de medir. Las fáculas observadas en diferentes longitudes de onda, como Ca II K, Mg II K o He I en 10830 Å, producen un contraste más alto que en luz blanca, pero estas líneas se forman en la cromosfera y las fáculas cromosféricas están dominadas por procesos físicos diferentes que los de las capas fotosféricas.

La dificultad en las observaciones de pequeñas estructuras magnéticas, y el hecho de haber sido realizadas a diferentes longitudes de onda, con

¹Por simplicidad, a partir de ahora, las referencias a fáculas hacen alusión no solo a las fáculas sino también a las pequeñas estructuras

distintas resoluciones y para una diversidad de intensidades de campo magnético, se traduce en una gran discrepancia en los resultados de las medidas derivados y publicados en la literatura. El cambio en la orientación del ángulo con el cual se mide el campo magnético y el cambio en la intensidad luminosa, debido a la perspectiva inclinada de la atmósfera solar, hacen algunas medidas de CLV difíciles de cuantificar de una forma no ambigua. En consecuencia, también existen diferentes modelos teóricos para explicar y predecir las propiedades físicas de las pequeñas estructuras magnéticas, aunque ninguno de ellos consigue explicar totalmente aquellas, aceptando que sean correctas.

La naturaleza de la CLV del contraste facular se atribuye a la estructura de los tubos de flujo constituyentes de las estructuras.

1.3.1. Modelos teóricos de los tubos de flujo

Más del 90 % del flujo magnético medido que emerge a la fotosfera está concentrado en regiones de campo magnético intenso con fuerzas intrínsecas de entre 1000 y 2000 G. Las fáculas y los elementos de la red magnética poseen campos magnéticos aproximadamente verticales con esta intensidad. El hecho de que sean casi verticales produce que la componente de la señal magnética en la línea de visión (LOS, *line-of-sight*) caiga drásticamente a cero cerca del limbo solar.

Para describir las variaciones observadas de estructuras magnéticas y predecir sus propiedades físicas, se ha desarrollado el concepto de tubo de flujo magnetohidrodinámico. Se supone que las estructuras magnéticas están compuestas por tubos de flujo o grupos de tubos de flujo y que su apariencia está determinada parcialmente por su posición en el disco solar (Chapman, 1994, y referencias incluidas).

Se han desarrollado una serie de modelos de pequeños tubos de flujo que consiguen explicar bastante bien el comportamiento de las pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera. El modelo genérico actualmente más aceptado es el de *hot wall* (“pared caliente”), introducido por primera vez por Spruit (1976). En él, se asume que dentro de cada pequeño tubo de flujo existen campos magnéticos de varios kilogauss, mientras que fuera de

ellos, el campo magnético es nulo. La presión magnética en el interior hace que la presión del gas disminuya dentro del tubo para preservar el equilibrio con la presión externa, lo que provoca que la opacidad en el interior sea también más baja que en el exterior. Esta baja opacidad hace que el tubo parezca una depresión (conocida como depresión de Wilson por analogía con las manchas). El campo magnético de los tubos impide el flujo convectivo a través de las líneas del campo, mientras que en la atmósfera no magnética alrededor la convección no ha sido reducida, o solo ligeramente, por lo que está más caliente. Debido a que el tubo está parcialmente evacuado a causa de la presión magnética, aparece un flujo horizontal de energía hacia el tubo, aunque sólo puede darse el intercambio de energía radiativa entre el tubo y la zona de convección. Aparece así un flujo radiativo vertical proporcionado por la radiación lateral de las paredes. El flujo radial de calor en el tubo a nivel fotosférico influye fuertemente en la temperatura del tubo. Si el diámetro del tubo es suficientemente grande, la profundidad óptica horizontal entre la pared y el centro del tubo es grande y la radiación no alcanza el centro, de modo que el centro del tubo permanece oscuro, lo que sucede con los microporos oscuros. Por el contrario, si el diámetro del tubo es suficientemente pequeño, el flujo horizontal de energía puede alcanzar el centro del tubo, el interior del mismo se calienta y se ve más brillante que la fotosfera promedio, incluso en el centro del disco, tal como muestran las observaciones para los BPs.

El modelo de “pared caliente” (ver figura 1.3) supone tubos de flujo cilíndricos de diámetro D y profundidad o depresión de Wilson Z . Según este modelo, debido a que el campo magnético disminuye la eficiencia de la convección, el interior del tubo es más frío que el exterior a la misma profundidad óptica. Por tanto, en luz visible el fondo del tubo se observa oscuro, mientras que sus paredes se muestran brillantes. Suponiendo tubos verticales, cuando la estructura posee el diámetro característico de los microporos y se encuentra en el centro del disco, solamente una pequeña fracción de la pared caliente está expuesta al observador, mientras que la superficie de fondo oscuro visible es máxima. A medida que la estructura se desplaza hacia el limbo, las paredes brillantes van sustituyendo al fondo oscuro en la línea de visión. En consecuencia, el brillo de la estructura va aumentando hasta que su contraste alcanza un máximo. Además, la

1.3. Contraste de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera

atmósfera no magnética de los alrededores se oscurece fuertemente debido al efecto de “oscurecimiento al limbo” (LD, *limb darkening*)². Al aproximarse aún más al limbo, las paredes laterales más calientes devienen menos visibles, la estructura se vuelve menos brillante y ofrece un menor contraste respecto de su entorno. Finalmente, en el limbo, las paredes dejan de ser visibles y la estructura facular se desvanece. Así, las fáculas brillantes de regiones activas vistas cerca del limbo son simplemente microporos vistos de lado. Este modelo predice, por tanto, un aumento en la CLV para el contraste facular, un máximo en torno a $\mu \leq 0.20$ (Spruit, 1976), y luego un descenso³.

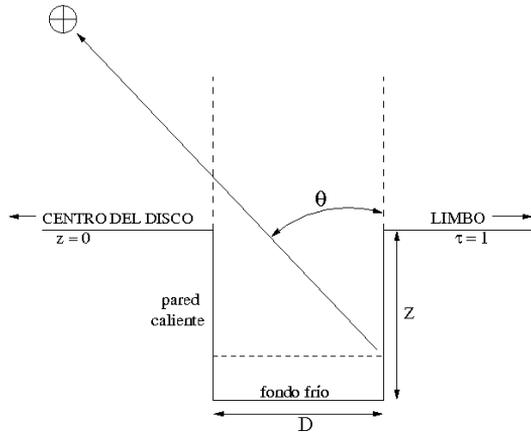


Figura 1.3: Modelo del tubo de flujo de “pared caliente”.

Las simulaciones mostradas en Keller et ál. (2004) demuestran que la expansión de las concentraciones de flujo con la altura y la geometría tridimensional de los gránulos conducen a un aumento de brillo facular hacia el limbo considerablemente mayor que el causado por la depresión de Wilson. Asimismo, estos efectos geométricos simples conducen a la formación

²El efecto LD da cuenta del hecho de que cerca de su centro, el disco solar se muestra más brillante, y por tanto más caliente, que cerca del limbo. Esto es debido a que en el centro se observa en la dirección normal a la superficie, por lo que se ven capas más profundas que cuando se observa el limbo, donde la LOS es casi tangencial y por tanto se ven capas más superficiales.

³ $\mu = \cos\theta$

de líneas estrechas y oscuras delante de los brillos faculares en la dirección al centro del disco.

A pesar de los numerosos estudios, el contraste facular en el limbo extremo es aún controvertido. Según [Topka et ál. \(1997\)](#), debido a los efectos de opacidad, los tubos de flujo localizados cerca del limbo, se ven en capas más altas de la atmósfera que los localizados en el centro del disco. La pared caliente estará localizada en las capas más bajas de la atmósfera, y desaparece completamente de vista antes de alcanzar el limbo, por lo que las fáculas brillantes que existen en el limbo extremo deben ser debidas a otro fenómeno.

1.4. Puntos brillantes

A partir de la década de 1970, diversos estudios espectropolarimétricos indicaron la posibilidad de que el 90 % del flujo exterior a las manchas solares existía en forma de fuerza campo de kilogauss por debajo de la resolución alcanzada hasta entonces (ver [Stenflo, 1973](#), para una revisión). La alta intensidad del campo en los BPs y su pequeña escala espacial se dedujeron primero, a partir de observaciones de baja resolución y mediante métodos indirectos ([Stenflo, 1973](#)). La presencia de BPs en la fotosfera solar fue presentada por primera vez por [Dunn y Zirker \(1973\)](#) y [Mehlretter \(1974\)](#). Sus observaciones revelaron que los BPs se encuentran en las zonas oscuras entre los gránulos, y que su tamaño es menor a $0''.3$ (200 km). Fueron identificados como pequeñas concentraciones magnéticas que se ajustan bastante bien a los modelos de tubos de flujo ([Spruit, 1976, 1977](#)). La existencia de campos con intensidades del orden de kilogauss localizados en elementos magnéticos de pequeña escala se confirmó más tarde, con la ayuda de espectrogramas de alta resolución y magnetogramas tomados en el rango visible. Las mediciones directas de los campos de kG se lograron también en el rango IR, donde las líneas fotosféricas están completamente divididas por el efecto Zeeman. Se ha demostrado que el tamaño de los elementos magnéticos (la extensión de la señal magnética en los magnetogramas) y de los BPs asociados son casi el mismo, debido a magnetogramas de muy alta resolución ($0''.3$) obtenidos con filtros bi-

rrefringentes de banda estrecha en las alas de líneas fotosféricas (Muller et ál., 2000, y referencias incluidas).

Aunque el mecanismo físico detrás del contraste intrínseco de los BPs es incierto, su asociación de primer orden con los campos magnéticos está bien establecida, y se aceptan como indicadores fiables de una fracción de los elementos de campo magnético a pequeña escala (Berger y Title, 2001; Berger et ál., 1995, y referencias incluidas). Los BPs magnéticos están presentes en casi todas partes en el Sol, y también en las regiones de internetwork del Sol en calma (Sánchez Almeida et ál., 2004, 2010).

Debido a su pequeño tamaño, rápida evolución y valores de flujo magnético relativamente bajos, los constituyentes de la red magnética y sus interacciones mutuas, así como su relación con manchas y poros, continúa siendo escasamente entendida. Las observaciones de estos elementos magnéticos son difíciles por los pequeños tamaños normalmente involucrados (típicamente $0''.25$; Berger et ál., 1995) y por las cortas escalas temporales en las que tienen lugar las interacciones (10-100 s; Berger y Title, 1996). Existe un gran interés en esas concentraciones de flujo más pequeñas, ya que se cree que son los bloques de construcción elementales de los que se forman las estructuras más grandes en regiones activas, además de que son un constituyente importante de la red magnética del Sol en calma (Muller et ál., 2000).

1.4.1. Observación de puntos brillantes

En las longitudes de onda del continuo, los BPs muestran valores de contraste bajos o incluso negativos (dependiendo fundamentalmente de la resolución espacial) cerca del centro del disco. Por otra parte, el método directo para tomar imágenes del campo magnético asociado a BPs es mediante magnetogramas, que se basan en el efecto Zeeman. Sin embargo, el pequeño tamaño de estas estructuras, conlleva valores de flujo magnético relativamente bajos, lo que hace que las medidas directas de campo magnético sean muy difíciles. El motivo de esto es que para que los magnetógrafos puedan alcanzar el nivel de sensibilidad de flujo requerido,

es necesario integrar tiempos de exposición en los que la mayoría de los elementos magnéticos se han movido y se han emborronado por encima del límite de resolución en la imagen resultante. Es por ello que, desde hace tiempo, se han empleado métodos indirectos para estudiar la estructura de los elementos magnéticos y la dinámica del Sol. Uno de estos métodos consiste en tomar imágenes del Sol con filtros de interferencia de banda ancha (anchura a media altura (FWHM, *Full Width at Half Maximum*) del orden de 10 Å) en bandas moleculares del espectro solar. Al principio, se utilizó la banda de CN en 3883 Å. Más recientemente, [Muller y Roudier \(1984\)](#) proponen utilizar la banda del radical CH en 4308 Å (designada originalmente “G-band” por Fraunhofer) para producir imágenes de muy alto contraste de pequeños elementos magnéticos en la fotosfera (v.g., [Berger et ál., 1995](#); [Berger y Title, 2001](#); [Sánchez Almeida et ál., 2004](#); [Bonet et ál., 2008](#); [Sánchez Almeida et ál., 2010](#)). Mediante filtros en G-band es posible observar BPs para todas las posiciones del disco con tiempos de exposición muy cortos.

G-band es una región del espectro solar con líneas de absorción de CH, Fe, Ca, y otros elementos. Las estructuras magnéticas, observadas en G-band con resolución espacial de 0''5 o mejor, aparecen con un contraste particularmente alto frente a un fondo de granulación ([Berger et ál., 1995](#)), lo que permite estudios de interacciones de elementos magnéticos con el campo de flujo convectivo. A pesar de que los elementos magnéticos también muestran un alto contraste en los filtergramas tomados en el centro de líneas espectrales fuertes, la estrecha FWHM necesaria para estas observaciones excluye tener al mismo tiempo imágenes de la granulación. Además, G-band también ofrece ventajas respecto a la línea K del Ca II en $\lambda 3934$ Å, utilizada en estudios anteriores del campo de flujo de los elementos magnéticos ([Mehltretter, 1974](#)): construcción más simple del filtro, transmisión óptica superior, y eficiencia cuántica del detector más alta respecto a la línea K. Así, los filtergramas en G-band son actualmente el método indirecto preferido para tomar imágenes y realizar el seguimiento de los elementos magnéticos de pequeña escala.

1.4.2. Puntos brillantes en G-band

Se ha examinado el uso de filtros en G-band en cuanto a si realmente las estructuras observadas se corresponden correctamente con los pequeños tubos de flujo magnéticos.

G-band está dominada por líneas de absorción debidas a las transiciones electrónicas de la molécula CH, junto con cambios de energía rotacional y vibracional. Los modelos empíricos de equilibrio termodinámico local (LTE, *local thermodynamic equilibrium*) de tubos de flujo magnético indican que el aumento de temperatura en la capa visible de un pequeño elemento magnético conlleva la disociación preferente de los radicales CH en los mismos, y por tanto, disminuye la absorción en esa banda. Se reduce así la opacidad de la línea en G-band con respecto a la atmósfera intergranular exterior al tubo de flujo. Así pues, el alto contraste de las imágenes en G-band se debe a la gran sensibilidad de la disociación de CH con las variaciones de temperatura (Stix, 2002). Además, estudios basados en simulaciones realistas MHD 3-D radiativas comparadas con observaciones, confirman que el brillo en G-band de pequeñas concentraciones de flujo magnético en la fotosfera solar es probablemente debido al calentamiento lateral y la evacuación parcial de estructuras magnéticas (Shelyag et ál., 2004). Por lo tanto, se espera que todos los elementos magnéticos presenten BPs en G-band.

Sin embargo, las comparaciones iniciales con magnetogramas (Berger y Title, 1996) parecían indicar que no todos los elementos magnéticos estaban señalados como BPs en G-band. Esto conducía a la conclusión observacional general de que el flujo magnético era una condición necesaria, pero no suficiente, para la existencia de BPs en G-band. Además, se encontraron BPs de pequeña escala en imágenes de G-band que no mostraban señal significativa en magnetogramas cotemporales (Berger y Title, 2001, y referencias incluidas).

Estudios más recientes Berger y Title (2001) revelan que todos los BPs en G-band son de naturaleza magnética. En los casos en los que los BPs en G-band no tienen señal magnética asociada en el magnetograma correspondiente, existen 2 explicaciones: identificación errónea de brillos

granulares como BPs e insuficiente detección de flujo en el magnetograma. En el primer caso, el mejor método para distinguir entre BPs y brillos granulares, es la inspección de la serie temporal en G-band, ya que la evolución de los brillos locales de la granulación es significativamente diferente de los BPs magnéticos en G-band sobre un periodo de tiempo de 2-4 minutos.

Actualmente, los filtergramas en G-band se consideran los mejores indicadores de concentraciones de flujo magnético de pequeña escala y son los más comúnmente utilizados para tal fin.

Los BPs en G-band (GBPs) son estructuras ubicuas en toda la superficie solar, tanto en la red activa como en las regiones de QS, y están identificadas como concentraciones magnéticas de kG ([Sánchez Almeida et ál., 2004](#)). Su tiempo de vida varía en escalas de minutos similares a las de la granulación, y muchos están en el límite de resolución de los instrumentos actuales (en torno a 0.1 Mm).

1.5. Objetivos y organización de la tesis

El estudio de pequeñas estructuras magnéticas presentes en la fotosfera solar es de enorme importancia para comprender las propiedades radiativas y magnéticas globales del Sol. En esta tesis se analiza el comportamiento de la CLV del contraste de intensidad de pequeñas estructuras, y se estudian propiedades y fenómenos asociados a puntos brillantes, así como su contribución al conocimiento general del Sol.

La calidad de las observaciones es fundamental para el estudio de las estructuras magnéticas. Durante las últimas décadas, se ha realizado un gran esfuerzo para mejorar telescopios y técnicas observacionales. Además, también se ha contribuido innovando herramientas computacionales que mejoran aún más la calidad de las imágenes y realizando modelos y simulaciones que contribuyen a explicar los procesos que tienen lugar. Este trabajo también expone todos estos aspectos y explica su relevancia para la obtención de resultados.

El propósito de esta tesis también ha ido asociado al desarrollo del instrumento IMAx (*Imaging Magnetograph eXperiment*; [Martínez Pillet et ál., 2011](#)), construido por un consorcio de instituciones españolas entre las que se encuentra el Grupo de Astronomía y Ciencias del Espacio de la Universidad de Valencia. IMAx forma parte del proyecto Sunrise ([Barthol et ál., 2011](#); [Solanki et ál., 2010](#)), que voló durante casi 6 días en junio de 2009 a bordo de un globo estratosférico sobre el Círculo Polar Ártico, y tiene previsto un nuevo vuelo en los próximos años. El procesado de imágenes utilizado para los datos de IMAx se basa en las mismas técnicas que el realizado en esta tesis para las imágenes de alta resolución.

La distribución de los capítulos se realiza de la siguiente manera:

La descripción de los telescopios e instrumentos principales con los que se obtuvieron los datos utilizados en este trabajo se realiza en el capítulo §2. Allí se presentan brevemente el telescopio terrestre SST y las misiones espaciales SoHO e Hinode.

El capítulo §3 detalla el procedimiento general seguido en el tratamiento de datos obtenidos con el telescopio SST, utilizados en los capítulos §6 y §7, desde su toma hasta su posterior procesado.

Las observaciones y el procesado específico realizado sobre todas las imágenes utilizadas para el propósito de este trabajo se describen en el capítulo §4.

El capítulo §5 está dedicado al estudio de la CLV del contraste de pequeñas estructuras brillantes, utilizando datos del instrumento MDI a bordo de SoHO.

En el capítulo §6 se realiza un estudio de los puntos brillantes a partir de imágenes correspondientes al SST, y los resultados se comparan con otros obtenidos mediante datos de Hinode. Se estudian algunas propiedades de los puntos brillantes, como tamaños, intensidad y flujo magnético asociado.

1. Introducción

En el capítulo §7 se extiende el estudio de puntos brillantes. Se presentan resultados tales como la diferencia del contraste de intensidad entre G-band y G-continuum, la CLV del área ocupada por los mismos y el descubrimiento y estudio de vórtices asociados a su movimiento.

Por último, los principales resultados y las conclusiones del trabajo se resumen en el capítulo §8.

2

Instrumentación

El estudio de pequeñas estructuras solares requiere de datos de alta resolución y gran calidad. Sin embargo, el límite de difracción del telescopio y la turbulencia atmosférica dificultan tales observaciones. Se han realizado enormes esfuerzos para eludir estos inconvenientes y con el tiempo se han ido observando detalles y tiempos de vida cada vez más pequeños, aunque siempre limitados por la resolución de los instrumentos. Los telescopios en Tierra consiguen diseñarse con grandes aperturas, pero deben equiparse de técnicas muy desarrolladas para contrarrestar el efecto de la atmósfera. Los telescopios espaciales carecen del problema de la atmósfera y de la continuidad en las observaciones, pero tienen que afrontar los grandes costes y dificultades que suponen, sacrificando aperturas y técnicas posibles en Tierra.

En el presente capítulo, se exponen y describen brevemente los instrumentos y respectivos telescopios utilizados en la adquisición de datos empleados en este estudio: el Swedish Solar Telescope y los satélites espaciales SoHO e Hinode.

2.1. Telescopio Solar Sueco

El Swedish Solar Telescope (SST; [Scharmer et ál., 2003a,b](#)) es un reflector de 1 metro de apertura. Está operado por el *Institute for Solar*

2. Instrumentación

Physics (ISP) de la *Royal Swedish Academy of Sciences*, y está situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos (La Palma) del Instituto de Astrofísica de Canarias. El SST vio por primera vez la luz en mayo de 2002 y sustituye al anterior *Swedish Vacuum Solar Telescope* de 50 cm, que fue un instrumento líder mundial de investigación solar durante más de diez años, en el período de 1985 a 2000. El SST es el mayor telescopio óptico solar de Europa y el tercero del mundo, después del McMath-Pierce Solar Telescope (Kitt Peak National Observatory, Arizona, EE.UU.) y del New Solar Telescope (Big Bear Observatory, California, EE.UU.), ambos reflectores de 1.6 m. El SST es el refractor más grande del mundo junto con el estelar Yerkes Telescope (Yerkes Observatory, Wisconsin, EE.UU.), de 1.02 m. Está situado en uno de los lugares más idóneos del planeta en cuanto a observación astronómica se refiere, y combina una alta calidad en su óptica y técnicas de óptica adaptativa, con códigos para ordenador de alta eficiencia para la reconstrucción post-facto de las imágenes. Puede alcanzar una resolución de $0''.1$, lo que permite el estudio de estructuras solares con detalles sin precedentes. En el capítulo §3 se explica con mayor detalle el proceso de reconstrucción de imágenes y las características de la óptica adaptativa.

El SST es un telescopio refractor a vacío que consta esencialmente de una lente principal (singlete), que actúa además como ventana de vacío, y una óptica secundaria que corrige de cromatismo y aumenta la escala de la imagen (IS, *image scale*) observada (ver figura 2.1).

La lente principal es de sílice fundida (cuarzo sintético) de 1.098 m de diámetro, aunque debido a los soportes, la apertura efectiva queda reducida a 0.97 m. El seguimiento del Sol se hace mediante dos espejos planos de Zerodur de 1.4 m, emplazados detrás de la lente principal y que se mueven en montaje alt-azimutal para enviar la luz hacia el interior del tubo del telescopio. El subsistema lente principal y espejos planos están firmemente montados sobre una torreta de acero (el llamado sistema *turret*) colocada en lo alto del edificio. Este sistema es muy robusto y minimiza las vibraciones causadas por el golpeteo del viento sobre las componentes ópticas. De esta forma se evita una buena parte del movimiento errático de la imagen en el plano focal. La lente principal corregida de coma está sujeta a la

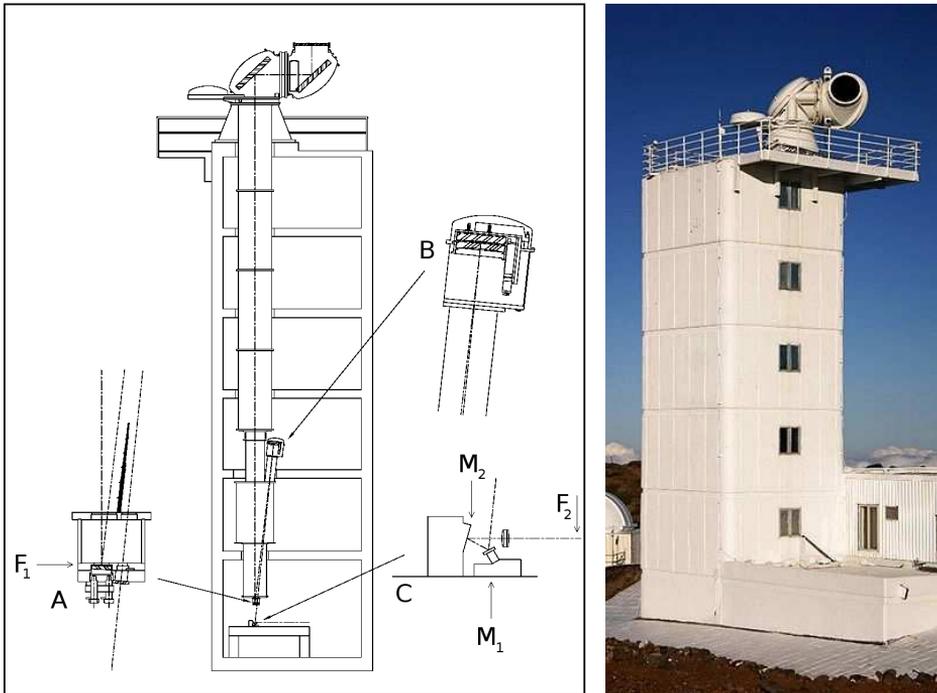


Figura 2.1: *A la izquierda:* Dibujo esquemático de la estructura del SST. La figura central muestra la torre con la torreta y el sistema de vacío. La figura (A) representa la caja que contiene el espejo y la lente de campo, y la figura B, el corrector Schupmann con una lente y un espejo. En la figura C se muestra el inicio del camino óptico en la sala de observación, con un espejo *tip-tilt* M_1 , un espejo adaptativo M_2 y una lente de re-imaginación. *A la derecha:* Fotografía del SST. Imágenes tomadas de ISP.

2. Instrumentación

turret mediante apoyos quasi-puntuales, de forma que sus bordes están expuestos al aire, lo que minimiza los gradientes de temperatura en el vidrio y en consecuencia, la aberración esférica que estos gradientes generan.

La lente principal, con una focal de 20.35 m, debido a su condición de singlete, forma imagen en $F1$ afectada de cromatismo. Un espejo plano en $F1$ (espejo de campo) redirecciona la luz hacia arriba a un subsistema llamado “Schupmann”, que consta de una lente de sílice fundida (que completa el doblete acromático) y un espejo de Zerodur que redirecciona de nuevo la luz hacia abajo. Finalmente, el haz de luz emerge del tubo de vacío del telescopio y es desviado a $\sim 90^\circ$ mediante dos espejos (M1 y M2), sobre una mesa óptica, donde un triplete de alta calidad produce una nueva imagen con escala espacial adecuada en el plano $F2$, lo que equivale a una distancia focal efectiva de 45.8 m. El desplazamiento del sistema “Schupmann”, en dirección perpendicular al eje óptico, permite enfocar la imagen en $F2$. Dada la gran concentración de energía que se produce en $F1$, se requiere, de forma perentoria, la refrigeración con agua fría de la parte inferior del tubo a vacío para evitar serios daños.

La ventana de salida en la parte inferior del tubo de vacío está constituida por una lente de campo que forma imagen de la pupila en el espacio entre M1 y M2. M1 es un espejo plano rígido que, soportado por 3 actuadores piezoeléctricos, se reorienta activamente para compensar el movimiento errático residual del haz de luz (y de la imagen en $F2$), inducido por la atmósfera y las vibraciones mecánicas. En terminología inglesa, M1 es el llamado espejo *tip-tilt*. Este espejo forma parte del sistema “Seguidor por correlación” (CT, *Correlation Tracker*), cuya misión es evaluar en tiempo real, mediante técnicas de correlación entre imágenes sucesivas, las variaciones en la inclinación del frente de onda, y producir señales eléctricas que se transfieren, también en tiempo real, a M1 para estabilizar la imagen.

Además, la turbulencia atmosférica perturba las observaciones “arrugando” los frentes de onda planos provenientes de los puntos del Sol. También las aberraciones ópticas del telescopio contribuyen, aunque en menor medida, a esta degradación. El término inglés *seeing* describe la bondad

de las condiciones atmosféricas en el momento de la observación y se caracteriza cuantitativamente mediante el llamado “parámetro de Fried”, r_0 . Valores de r_0 por encima de 20 cm suponen condiciones de *seeing* excelente. El objetivo prioritario del SST es conseguir imágenes en el límite de difracción ($\sim 0''.1$) y hacer espectropolarimetría cerca de dicho límite de difracción, cuando se dan las citadas condiciones de *seeing* excelente. Para ayudar en el cometido de conseguir el límite de difracción, el SST está equipado con un sistema de Óptica Adaptativa (AO, *Adaptive Optics*) que consta de un detector de la rugosidad del frente de onda (sistema “Shack-Hartmann”, SH) y un conversor de estas deformaciones en señales eléctricas que se transfieren a los actuadores de un espejo deformable que compensa la rugosidad y recupera la planicidad del frente de onda en tiempo real. En este caso, el espejo deformable es M2 y es de tipo modal bimorfo de bajo orden con 37 electrodos, lo que permite corregir hasta 35 modos de Karhunen-Loève en la deformación de la onda.

La instrumentación científica se coloca sobre bancos ópticos en un entorno de laboratorio, de forma que se puede cambiar con facilidad. Cada observador puede componer la disposición óptica adaptada a la investigación específica que vaya a llevar a cabo. La figura 2.2 muestra el banco óptico durante la campaña de 2007 y la figura 2.3 es un esquema general de la disposición del banco óptico y el trazado del camino óptico de dicha campaña.

En el banco óptico, un filtro dicróico separa la luz en dos canales: azul y rojo. El canal azul es exclusivamente para imagen y el rojo proporciona imágenes para la construcción de magnetogramas longitudinales. Optativamente, el haz principal se puede desviar hacia otro banco óptico, donde se encuentra un espectrógrafo.

La tabla 2.1 enumera las principales características del telescopio durante las campañas de observación de las que procede el material utilizado en este trabajo. El SST contaba con cámaras CCDs y filtros de banda ancha y estrecha, descritos en capítulos posteriores, además del filtro SOUP (ver apartado §2.1.1) en el canal rojo.

2. Instrumentación



Figura 2.2: Banco óptico durante la campaña de 2007. Se pueden apreciar el haz azul y el haz rojo en algunos elementos de sus respectivos canales. Al fondo a la derecha se encuentra el SOUP.

2.1. Telescopio Solar Sueco

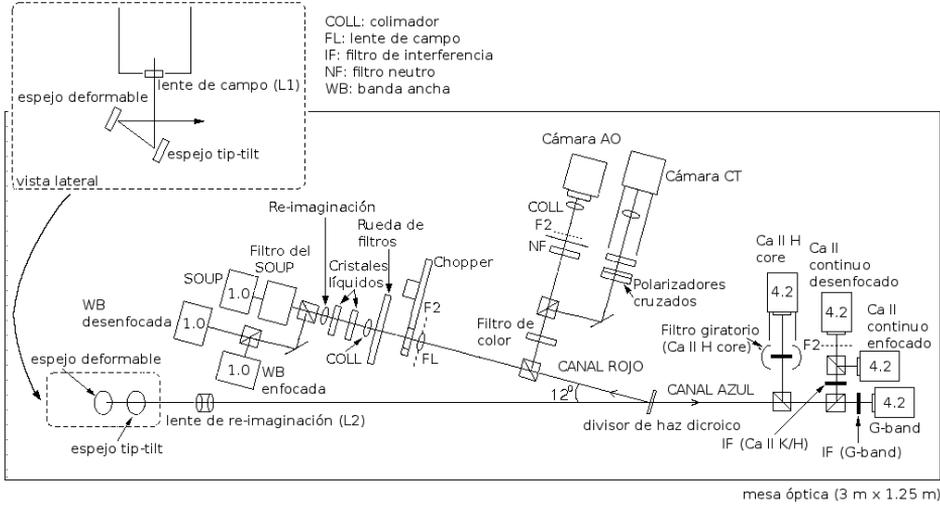


Figura 2.3: Esquema general del banco óptico de la campaña observacional de 2007. Se observa el trazado del camino óptico a partir del foco primario y los 2 canales: a la derecha el azul con los filtros de G-band, Ca II continuo y Ca II H, y a la izquierda el canal rojo con el sensor de frente de onda SH, el sistema CT y el SOUP.

Tabla 2.1: Parámetros y características principales del SST.

Tipo	Refractor al vacío
Montura	<i>Turret</i>
Apertura	97 cm
Distancia focal primaria (f_1)	20.35 m
Distancia focal secundaria (f_2)	45.8 m
Rango de longitud de onda (λ)	0.35 μm - 0.8 μm
IS en f_2	4''/5/mm
Instrumentos <i>post-focus</i>	Seguidor por correlación (CT) Óptica Adaptativa (AO) CCDs de alta resolución Filtro birrefringente sintonizable SOUP Espectrógrafo de rendija
Facilidades	AO de bajo orden (hasta 35-modos Karhunen-Loève) Selección de imágenes en tiempo real

En este trabajo se utilizan los datos tomados en el SST durante las campañas de observación de los años 2005, 2006 y 2007.

2.1.1. SOUP

El *Solar Optical Universal Polarimeter* (SOUP; Title et ál., 1986), es un filtro birrefringente sintonizable donado por *Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory* (LMSAL) y que se encontraba situado en el canal rojo del banco óptico del SST. Este instrumento (figura 2.4) es esencialmente un filtro de Lyot, con compensación de temperatura, carcasa de aluminio y 10 motores de control. Opera rotando una serie de polarizadores lineales y/o retardadores de media onda situados entre óptica de cristales de calcita. La longitud de onda se ajusta sintonizando los servomotores para cada elemento rotante a una posición previamente calibrada. Debido a que el rango espectral libre del filtro es de sólo 8 Å, se requiere un prefiltro interferencial de banda ancha (FWHM \sim 8 Å) colocado delante del instrumento. El SOUP tiene dos modos de operación en el muestreo de la línea espectral: banda ancha ($>$ 100 mÅ) y banda estrecha ($<$ 100 mÅ). La configuración completa del SOUP también incluye dos retardadores variables de cristal líquido (LCVRs, *Liquid Crystal Variable Retarders*) para modular el estado de polarización de la luz entrante.

El primer elemento óptico del SOUP es un polarizador lineal que, junto con los dos LCVRs, permiten detectar los estados de polarización circular a izquierda (LCP, *left circular polarization*) y derecha (RCP, *right circular polarization*) y obtener magnetogramas longitudinales Stokes-V en la línea espectral FeI en $\lambda 6302$ Å. Desde la temporada 2006 era posible hacer imagen en los cuatro parámetros de Stokes. El SOUP también se utilizaba para observaciones 2D en la línea espectral de H α que se forma en la cromosfera solar. Un divisor de haz (BS, *beamsplitter*) enfrente del SOUP permitía obtener imágenes simultáneas en el continuo próximo a la banda estrecha seleccionada por el filtro. Estas imágenes complementarias suponen información adicional que ayuda a restaurar las imágenes de banda estrecha mediante técnicas de restauración basadas en “deconvolución ciega” (estas técnicas se describen en el capítulo §3).

Actualmente, y desde algunos períodos de 2008, el SOUP ha sido reem-

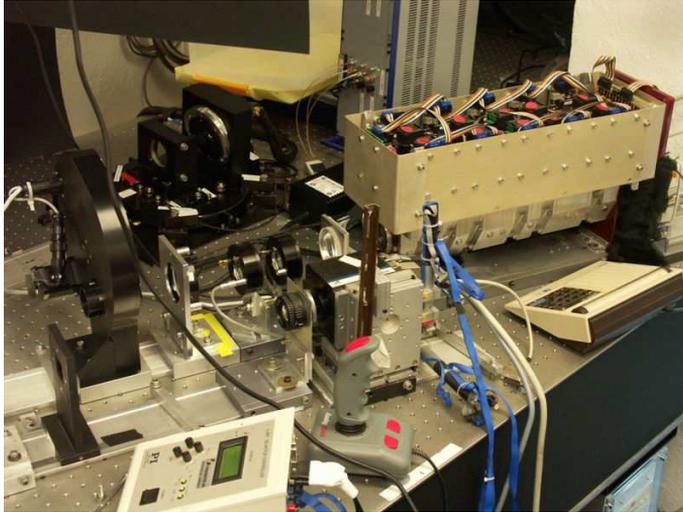


Figura 2.4: El filtro SOUP, con la luz entrando desde la izquierda. La rueda de filtros (negro, a la izquierda) precede a la lente del colimador, los retardadores LCVRs, la lente de la cámara, y el filtro de Lyot. El sistema CT está en primer plano. Crédito: ISP.

plazado por el CRisp Imaging Spectro-Polarimeter (CRISP; [Ortiz y van der Voort, 2010](#)), un nuevo espectropolarímetro de imagen, que básicamente es un interferómetro Fabry-Perot que combina un etalón de alta reflectividad y resolución espectral con otro de baja resolución y reflectividad.

2.2. SoHO

SoHO (*Solar and Heliospheric Observatory*) es una plataforma espacial estabilizada en sus tres ejes dedicada a la observación del Sol ([Domingo et ál., 1995](#)).

SoHO fue lanzado el 2 de diciembre de 1995 y está operativo desde febrero de 1996. Es un proyecto de cooperación internacional entre la ESA (*European Space Agency*) y la NASA (*National Aeronautics and Space Administration*) para estudiar el Sol, desde su núcleo hasta la corona externa, y el viento solar. Los doce instrumentos a bordo de SoHO, pro-

2. Instrumentación

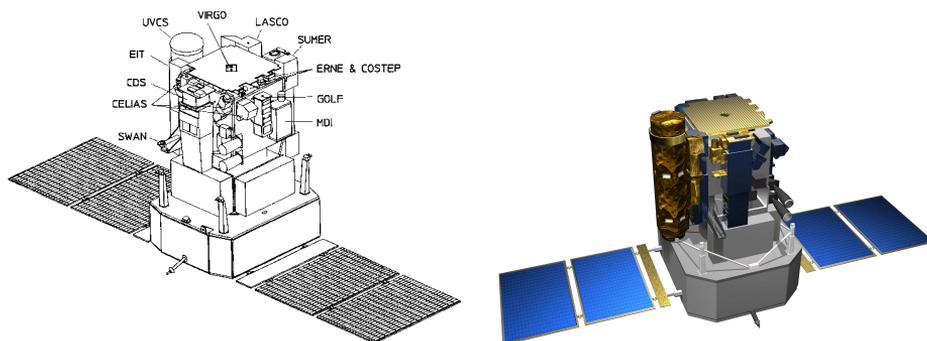


Figura 2.5: Vista esquemática (izquierda) e ilustración (derecha) del satélite SoHO. Crédito: NASA.

porcionados por científicos europeos y americanos, son: CDS (*Coronal Diagnostic Spectrometer*), CELIAS (*Charge, Element, and Isotope Analysis System*), COSTEP (*Comprehensive Suprathermal and Energetic Particle Analyzer*), EIT (*Extreme ultraviolet Imaging Telescope*), ERNE (*Energetic and Relativistic Nuclei and Electron experiment*), GOLF (*Global Oscillations at Low Frequencies*), LASCO (*Large Angle and Spectrometric Coronagraph*), MDI/SOI (*Michelson Doppler Imager/Solar Oscillations Investigation*), SUMER (*Solar Ultraviolet Measurements of Emitted Radiation*), SWAN (*Solar Wind Anisotropies*), UVCS (*UltraViolet Coronagraph Spectrometer*), VIRGO (*Variability of Solar Irradiance and Gravity Oscillations*). La figura 2.5 muestra, de forma esquemática, el satélite SoHO con la localización de sus instrumentos, y una ilustración del mismo.

Los principales objetivos científicos de la misión de SoHO básicamente son:

- El estudio de la estructura y dinámica del interior solar, usando las técnicas de la heliosismología.
- El estudio de los mecanismos de calentamiento de la corona solar.
- La investigación del viento solar y sus procesos de aceleración.

SoHO se encuentra en una órbita halo en torno al punto lagrangiano interno L1 del sistema Sol-Tierra, a un millón y medio de kilómetros (1 %

AU) de la Tierra, en la línea Sol-Tierra en dirección al Sol, donde apunta continuamente al centro del Sol con una precisión de $10''$. La estabilidad del apuntado es superior a $1''$ en intervalos de 15 minutos. La tabla 2.2 muestra los parámetros de esta órbita halo, además de otras características de la misión. La órbita halo L1 tiene varias ventajas en comparación con órbitas terrestres bajas:

- Proporciona un cambio suave de velocidad Sol-satélite a lo largo de la órbita, necesario para obtener medidas heliosismológicas precisas.
- Está permanentemente fuera de la magnetosfera, ideal para el muestreo *in situ* del viento solar y de las partículas.
- Permite la observación ininterrumpida del Sol, ideal para todas las investigaciones.

Tabla 2.2: La Misión SoHO.

Objetivos de la misión	Estudio del Sol, desde su interior hasta el viento solar, incluido este.
Partes de la misión	ESA: nave y 9 experimentos de los estados miembros. NASA: lanzadera, segmento base y 3 experimentos.
Lanzamiento	2 de diciembre de 1995.
Tiempo de vida de la misión	≥ 2 años (previsión para más de 6 años)
Tamaño	$4.3 \times 2.7 \times 3.7 \text{ m}^3$
Masa	total: 1861 kg (carga útil: 655 kg; propulsores: 250 kg)
Órbita	órbita halo alrededor de L1
semi diámetros	(x) (dentro de la eclíptica, Tierra-Sol) $\approx 200.000 \text{ km}$ (y) (dentro de la eclíptica) $\approx 650.000 \text{ km}$ (z) (fuera de la eclíptica) $\approx 200.000 \text{ km}$
período	6 meses
Control de estabilidad	Estabilización de 3 ejes

SoHO ha proporcionado una amplia y profunda información sin precedentes sobre el Sol, desde su interior, a través de la caliente y dinámica atmósfera, hasta el viento solar y su interacción con el medio interestelar. Estos hallazgos han sido documentados en un impresionante volumen, aún creciente, de literatura científica y popular. Algunos de los resultados clave son:

2. Instrumentación

- Revelar las primeras imágenes de la zona de convección y de la estructura de las manchas solares por debajo de la superficie.
- Proporcionar las medidas más detalladas y precisas de la estructura de la temperatura, la rotación interior y los flujos de gas en el interior solar.
- Medidas de la aceleración del viento solar lento y rápido.
- Identificación de la regiones de origen y el mecanismo de aceleración del viento solar rápido en las regiones magnéticamente “abiertas” en los polos del Sol.
- Descubrir nuevos fenómenos dinámicos solares como las ondas coronales y los tornados solares.
- Innovar nuestra capacidad para pronosticar el clima espacial, dando hasta con tres días de antelación las noticias de perturbaciones dirigidas hacia la Tierra, y jugar un papel de liderazgo en el sistema de alerta anticipada para tiempo espacial.
- Control de la TSI, así como las variaciones de flujo en el ultravioleta extremo, que son importantes para comprender el impacto de la variabilidad solar en el clima de la Tierra.

Además de observar el Sol, SoHO se ha convertido en el descubridor más prolífico de cometas en la historia de la astronomía (a fecha de enero de 2011, SoHO ha encontrado más de 2000 cometas).

SoHO fue diseñado para un tiempo de vida de dos años. Debido a su éxito, la misión se amplió en cinco ocasiones (en 1997, 2002, 2006, 2008 y 2010). Esto ha permitido que SoHO cubra un ciclo solar completo de 11 años (el número 23) y el comienzo de uno nuevo (el número 24). Actualmente, SoHO está aprobado hasta finales de 2012.

El control de la nave se perdió en junio de 1998, y fue recuperado sólo tres meses más tarde a través del equipo de recuperación de SoHO. Los 12 instrumentos seguían funcionando, la mayoría sin efectos nocivos. Dos de los tres giróscopos a bordo fallaron inmediatamente y el tercero

en diciembre de 1998. Después de eso, en febrero de 1999 se instaló nuevo software que no depende de los giróscopos, lo cual permitió a la nave retomar todas las operaciones científicas, mientras proporciona un margen aún mayor de seguridad para las operaciones de la nave. Así, SoHO se convirtió en la primera nave espacial, estabilizada en tres ejes, funcionando sin giróscopos, de forma que se abrieron nuevos caminos para los diseños de las futuras naves espaciales.

La NASA fue responsable de su lanzamiento y ahora es responsable del control de las operaciones de la misión desde el *Goddard Space Flight Center*, cerca de Washington. Hay una equipo integrado por científicos e ingenieros de la NASA, las industrias asociadas, laboratorios de investigación y universidades que trabajan bajo la responsabilidad general de la ESA. El control de Tierra se realiza a través de las antenas del *Deep Space Network* de la NASA, ubicadas en Goldstone (California), Canberra (Australia) y Madrid (España).

De los 12 instrumentos de SoHO, en este trabajo se utilizan datos recogidos por MDI.

2.2.1. MDI

El experimento SOI utiliza el instrumento MDI para explorar el interior del Sol midiendo las manifestaciones fotométricas de las oscilaciones solares (Scherrer et ál., 1995; Zayer et ál., 1995).

El principal objetivo científico de SOI es medir la estratificación interna y la dinámica del Sol a través de técnicas de heliosismología, aunque existen otros objetivos de estudio: dinámica de la zona de convección, estructura radial media, rotación interna, núcleo solar, estructuras magnéticas y ciclo de actividad, flujos de convección y de gran escala, medidas de campo magnético, difusión magnética y advección del campo, medidas del limbo y flujo radiativo. Es decir, también realiza mediciones relacionadas, no heliosísmicas, que son esenciales para la comprensión de la dinámica solar. Algunos de los objetivos científicos referidos se pueden conseguir con los análisis alternativos de los datos heliosismológicos, pero otros requieren diferentes observaciones.

MDI no fue diseñado para fotometría, sino para estudios Doppler, y las imágenes de intensidad son un derivado con una realización limitada. Sin embargo, la larga duración y la estabilidad del funcionamiento del instrumento, hacen de él una destacada fuente de datos de radiancia solar. Durante más de 15 años, MDI ha producido un conjunto continuo de magnetogramas e imágenes de intensidad en la línea Ni I 6768 Å en modo de disco completo (FD, *Full Disc*) con un campo de visión de $34' \times 34'$ y una resolución de $4''$ correspondiente a $2 \times 2''/\text{píxel}$. En el modo de alta resolución (HR, *High Resolution*), un zoom óptico proporciona una magnificación de un factor 3.2, lo que da lugar a una resolución de $1''.2$ correspondiente a $2 \times 0''.6/\text{píxel}$, sobre un campo de visión de $10'.5 \times 10'.5$, localizado en el centro del disco solar. La relación de intensidad entre las imágenes de HR y FD con tiempos de exposición similares es de 14:1.

En las observaciones de FD, el tamaño del píxel de $2''$ produce *aliasing* como consecuencia del submuestreo de estructuras espaciales, por lo que para minimizar este efecto se desenfoca el camino óptico en el modo de FD. En el modo de HR, MDI alcanza una resolución próxima al límite de difracción.

MDI obtiene filtergramas, que son imágenes de la fotosfera solar en bandas de longitud de onda y estados de polarización seleccionables y bien definidos. Para ello, usa un telescopio refractor de 12.5 cm de apertura y 186.7 cm de longitud focal efectiva. La esencia de MDI es el sistema de filtros. Este sistema de filtros permite realizar filtergramas de banda estrecha (94 mÅ) en cualquier punto próximo a la línea de absorción Ni 6768 Å, correspondiente a la fotosfera media, con una FWHM de 454 mÅ. El sistema posee dos interferómetros de Michelson que permiten obtener los filtergramas en cinco posiciones sintonizadas separadas 75 mÅ entre sí, abarcando un rango de sintonización de 377 mÅ. La óptica de selección de polarización también forma parte del sistema de filtros, de forma que para medidas magnéticas, el sistema selecciona los modos LCP y RCP. La figura 2.6 muestra el diseño óptico de MDI.

Debido a la insuficiente telemetría necesaria para transmitir los obser-

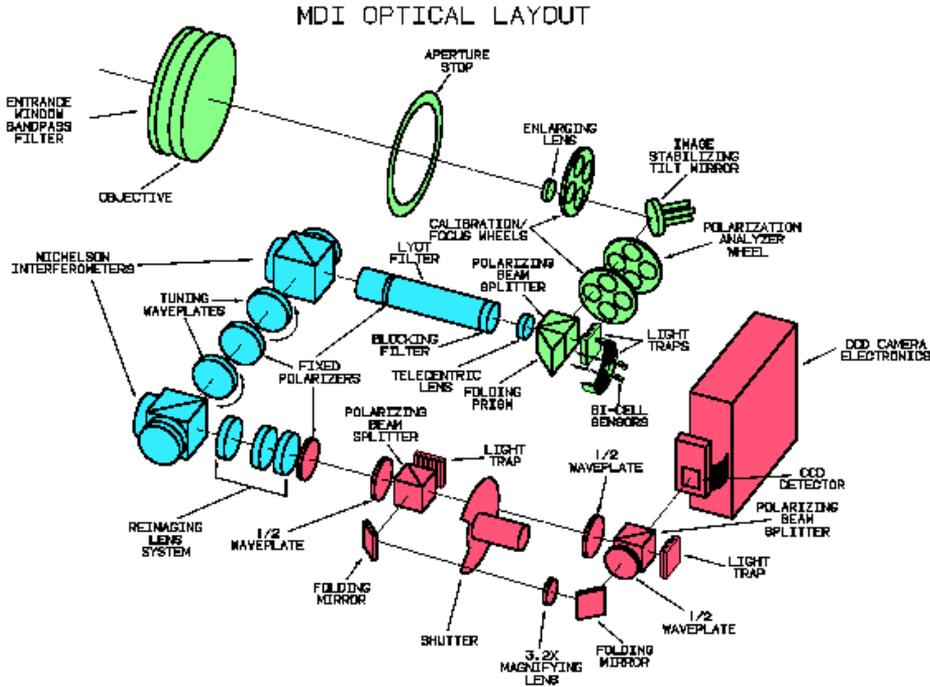


Figura 2.6: Diseño óptico de MDI. Crédito: NASA.

vables a la cadencia y resolución requerida, los observables se obtienen en el instrumento. Los filtergramas se utilizan para obtener los seis observables clave enumerados en la tabla 2.3, donde también se dan estimaciones de la medida individual del nivel de ruido. Estos observables estándares están calculados a partir de conjuntos de cinco filtergramas, los cuales son etiquetados desde F_0 hasta F_4 . F_0 se toma en el continuo cercano, F_1 y F_4 están centrados en las alas, mientras que F_2 y F_3 lo están alrededor del centro de la línea de Ni en el centro del disco.

De entre los seis observables proporcionados por MDI, para el estudio llevado a cabo en este trabajo interesan las imágenes del continuo fotosférico y las medidas del campo magnético. La intensidad del continuo que se calcula se corrige de la influencia Doppler utilizando los 5 filtergramas

2. Instrumentación

Tabla 2.3: Observables de MDI, con niveles de ruido para una medida de un minuto para FD y para HR.

Observable	Ruido ($1/\sigma$)	FD	HR
Velocidad Doppler	20 m/s	Sí	Sí
Intensidad del continuo	0.3 %	Sí	Sí
Profundidad de la línea	0.7 %	Sí	Sí
Magnetograma longitudinal	20 Gauss	Sí	Sí
Velocidad horizontal	30 m/s (8 horas)	No	Sí
Posición del limbo	0'02 (5 minutos)	Sí	No

a partir de la expresión:

$$I_c = 2F_0 + \frac{I_{deph}}{2} + I_{ave} \quad (2.1)$$

siendo $I_{deph} = \sqrt{2 ((F_1 - F_3)^2 + (F_2 - F_4)^2)}$ y I_{ave} el promedio de los 4 filtergramas F_{1-4} .

Las imágenes de intensidad de HR no se obtienen a partir de los 5 filtergramas como las de FD, son filtergramas directos en intensidad del continuo (F_0). El sistema de detección emplea una cámara CCD de 1024×1024 píxeles y posee una velocidad de lectura de 500 000 píxeles por segundo. La tabla 2.4 resume algunos parámetros clave del instrumento.

Los magnetogramas longitudinales están contruidos a partir de las medidas hechas para el cálculo del desplazamiento Doppler, en luz LCP y RCP separadamente. La diferencia entre estos dos valores es una medida del desdoblamiento Zeeman, y esto es aproximadamente proporcional a la densidad de flujo magnético: la componente del campo magnético en la línea de visión promediada sobre el elemento de resolución.

2.3. Hinode

El satélite espacial japonés Hinode (amanecer en japonés) fue lanzado al espacio el 22 de septiembre de 2006 en horario UT (23 de septiembre en horario japonés) con el objetivo de estudiar el Sol (Kosugi et ál., 2007).

Tabla 2.4: Parámetros clave de MDI.

Apertura del telescopio		12.5 cm
Matriz del plano focal	CCD: 1024 × 1024, 21 μm /píxel	
Resolución	4'' (FD) y 1''2 (HR)	
Campo de visión de FD		34' × 34'
Campo de visión de HR		10'5 × 10'5
Rango espectral		6767.8Å ± 190mÅ
Ancho de banda espectral		94mÅ
Resolución temporal (cadencia)		3 segundos
Estabilidad del apuntado		0''02
Rango del desapuntado		13'
Realización de ruido (por píxel en 1 minuto)		
Velocidad Doppler		20 m/s
Intensidad en el continuo		0.3 %
Campo magnético		20 G

El 28 de octubre de 2006, los instrumentos de la sonda capturaron sus primeras imágenes. La figura 2.7 muestra una vista esquemática y una ilustración del satélite Hinode.

Hinode (antiguamente Solar-B hasta su lanzamiento) es una misión liderada por las agencias espaciales de Japón (*Japanese Aerospace Exploration Agency*, JAXA), en colaboración con los Estados Unidos (NASA), Reino Unido (*Particle Physics and Astronomy Research Council*) y Europa (ESA). Es el sucesor del observatorio solar Yohkoh (Solar-A) que funcionó entre 1991 y 2001.

El principal objetivo científico de la misión del satélite es comprender los mecanismos de los procesos que tienen lugar en la corona solar y, sobre todo, se pretende dar respuesta a preguntas como: por qué la corona es más caliente que la superficie solar, qué produce eventos explosivos tales como las fulguraciones solares y qué crea los campos magnéticos solares.

Hinode está situado en una órbita sincrónica con el Sol alrededor de la Tierra a una altitud de 680 km, con 98° de inclinación y un período de 98 minutos. Las ventajas de la órbita sincrónica de Hinode son:

- Los instrumentos de ciencia pueden captar el Sol todo el tiempo

2. Instrumentación

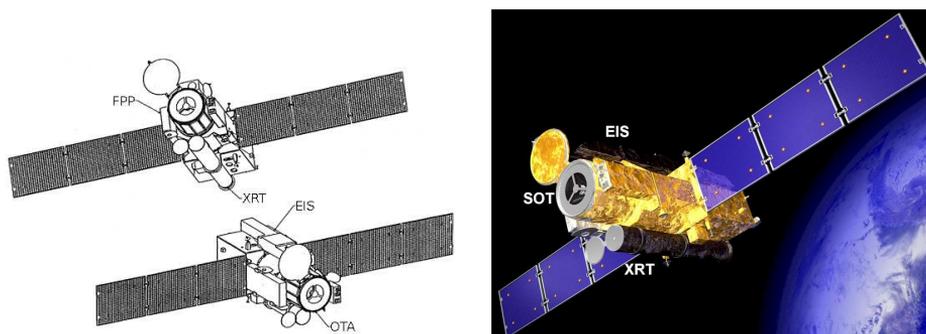


Figura 2.7: Vista esquemática (izquierda) e ilustración (derecha) del satélite Hinode. Imágenes tomadas de JAXA.

- Las descargas de datos son mucho más fáciles debido a que el satélite pasa sobre el mismo punto de la Tierra aproximadamente a la misma hora cada día

Los datos de estas observaciones están disponibles a todo el público tan pronto como se adquieren. La tabla 2.5 resume las principales características de Hinode.

Tabla 2.5: La Misión Hinode.

Objetivos de la misión	Investigación de la actividad magnética del Sol incluyendo generación, transferencia de energía y liberación de la energía magnética
Instrumentos científicos	SOT (Solar Optical Telescope) XRT (X-ray telescope) EIS (Extreme-ultraviolet Imaging Spectrometer)
Lanzamiento	22 de septiembre de 2006
Tiempo de vida de la misión	≥ 2 años
Tamaño	$1.6 \times 1.6 \times 4 \text{ m}^3$
Masa	total: 900 kg
órbita	heliosíncrona polar
inclinación	98°
período	98 minutos

Hinode lleva a bordo tres instrumentos principales para el estudio del Sol: el *Solar Optical Telescope* (SOT), el *X-ray telescope* (XRT) y

el *Extreme-ultraviolet Imaging Spectrometer* (EIS). Los tres instrumentos científicos han adquirido datos de gran interés para la comunidad científica. SOT destaca por su alta resolución espacial ($0''.2 - 0''.3$) y la medición precisa del campo magnético. A partir de las observaciones realizadas en la fase inicial de observación, se han hecho varios descubrimientos, como las ondas Alfvén en la corona, la sorprendente dinámica de la cromosfera y fotosfera, la emanación continua de plasma como una posible fuente de viento solar, y las estructuras finas de campo magnético en las manchas solares y la superficie solar. Todo esto ayuda a comprender los mecanismos físicos de los fenómenos que ocurren en la atmósfera solar.

La ESA ha estado proporcionando estaciones terrestres para la descarga de los datos científicos de la nave espacial desde su lanzamiento en 2006. Ahora ha extendido la ayuda en la operación de la misión Hinode durante 2 años más. Los logros científicos de Hinode y la importancia de cubrir un ciclo solar completo han hecho que esta aprobación haya sido posible. Las observaciones durante el período 2011-2012 mostrarán el aumento gradual de la actividad solar hacia el próximo máximo.

De los instrumentos de Hinode, en este trabajo se utilizan datos tomados por SOT en 2007.

2.3.1. SOT

El SOT (Tsuneta et ál., 2008) está compuesto del OTA (*Optical Telescope Assembly*) y el FPP (*Focal Plane Package*), montados en el banco óptico del satélite, el cual proporciona un entorno estable desde el punto de vista del alineamiento óptico. El sistema SOT está optimizado para medidas precisas del vector campo magnético en la fotosfera y de la dinámica de la fotosfera y cromosfera asociada a los campos magnéticos. SOT fue diseñado y desarrollado por la colaboración internacional entre el *National Astronomical Observatory of Japan* (NAOJ), LMSAL, *Mitsubishi Electric Corporation*, *High Altitude Observatory*, NASA y JAXA.

El OTA es un telescopio óptico tipo Gregory de 0.5 metros de apertura con una resolución angular de unos $0''.02$, un FOV de $400'' \times 400''$ y una distancia de 1.5 metros entre los espejos primario y secundario. En

2. Instrumentación

el plano focal de SOT, se encuentra el FPP, construido por LMSAL en Palo Alto, California. El FPP consta de tres instrumentos ópticos (figura 2.8): un dispositivo de imagen con filtros de banda ancha (BFI, *Broadband Filter Imager*), otro con filtros de banda estrecha (NFI, *Narrowband Filter Imager*) y un espectropolarímetro (SP). BFI produce imágenes de la fotosfera y la cromosfera solar en seis filtros de interferencia de banda ancha; NFI es un filtro birrefringente de Lyot sintonizable capaz de producir magnetogramas y dopplergramas de la superficie solar y SP produce mapas del vector campo magnético de la fotosfera. El FPP también incluye un sistema de CT que hace el seguimiento de la granulación solar para estabilizar las imágenes de SOT. La resolución espacial de SOT es un factor cinco veces más alto respecto a anteriores telescopios solares espaciales (por ejemplo, el instrumento MDI de SoHO). El instrumento FPP trabaja con BFI, NFI y SP de forma simultánea pero independiente. En las observaciones con BFI y NFI se comparte una cámara CCD de 4000×4000 píxeles. La observación espectral proporciona perfiles de Stokes detallados de las líneas FeI 6300 Å sensibles al campo magnético. En la tabla 2.6 se muestran los observables habituales de SOT y en la 2.7 algunas especificaciones del instrumento para BFI y NFI.

Tabla 2.6: Observables de SOT.

Instrumento	Observable
Dispositivo de imagen con filtros de banda ancha (BFI)	Filtergrama
Dispositivo de imagen con filtros de banda estrecha (NFI)	Filtergrama
	Dopplergrama
	Magnetograma longitudinal (Stokes V)
Espectro-polarímetro (SP)	Stokes IQUV Con Shutter
	Stokes IQUV Sin Shutter

BFI

BFI produce imágenes fotométricas en seis bandas (CN-band, línea de Ca II H, G-band, y tres bandas del continuo) con la mayor escala espacial disponible en el SOT ($0''.0541/\text{píxel}$) y en cadencia rápida (<10 segundos)

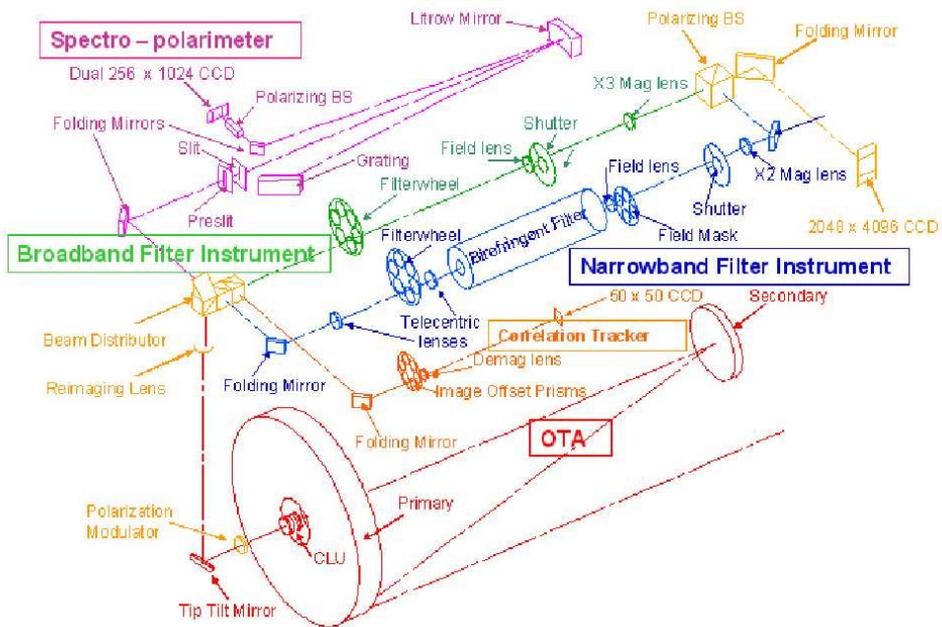


Figura 2.8: Diagrama del instrumento SOT. Crédito: NAOJ

2. Instrumentación

Tabla 2.7: Especificaciones de SOT para BFI y NFI.

Apertura del telescopio	50 cm	
CCD (compartida entre BFI y NFI)	4000 × 4000 píxeles	
	BFI	NFI
IS	0''0541	0''08
Campo de visión	218'' × 109''	328'' × 164''
Tiempo de exposición (segundos)	0.03 - 0.8	0.1 - 1.6

con un FOV de $218'' \times 109''$. Los tiempos de exposición son típicamente de 0.03 - 0.8 segundos, aunque se pueden hacer exposiciones más largas. BFI permite medidas precisas de flujos horizontales y de temperatura de la fotosfera; las medidas en las bandas de longitud de onda corta permiten la identificación de posiciones con campo magnético intenso.

NFI

NFI proporciona intensidad, velocidad Doppler y los cuatro parámetros de Stokes con alta escala espacial ($0''08/\text{pixel}$) en cualquiera de las 10 líneas espectrales seleccionadas para el instrumento (incluyendo las líneas de Fe, Mg I b, líneas de Na D, y $H\alpha$) con un FOV de $264'' \times 164''$. Las líneas espectrales abarcan desde la fotosfera hasta la baja cromosfera para el diagnóstico del comportamiento dinámico de los campos magnéticos y de la velocidad en la baja atmósfera. El ancho de banda del filtro de Lyot es de 90 mÅ y el centro de la longitud de onda se puede ajustar a varias posiciones en una línea espectral y su continuo cercano. Los tiempos de exposición son típicamente de 0.1 - 1.6 segundos, pero al igual que el BFI, son posibles exposiciones más largas.

SP

SP obtiene perfiles en dos líneas de Fe magnéticamente sensibles en 6301.5Å y 6302.5Å , y en el continuo cercano, con una rendija de $0''16 \times 164''$. Los espectros se toman y se leen de forma continua 16 veces por rotación de la unidad del modulador de polarización, y los espectros no tratados son sumados y restados a bordo en tiempo real para demodular, generando las imágenes espectrales de Stokes IQUV. Simultáneamente, se toman dos espectros en polarizaciones lineales ortogonales. Si se combinan

durante el análisis de datos después de la descarga, se reduce enormemente la polarización espuria causada por fluctuaciones residuales de la imagen o de la evolución solar. La imagen solar puede ser muestreada barriendo con la rendija para formar un mapa de área finita, hasta el FOV completo de 320'' de ancho.

3

Técnicas de alta resolución espacial

Las imágenes solares de alta resolución espacial permiten el análisis de pequeños detalles, tan importantes en la interpretación de los procesos físicos en el Sol. A continuación se describen los fundamentos y técnicas utilizados en la presente tesis para la obtención de imágenes solares de alta resolución espacial.

3.1. Introducción

El estudio de la estructura y comportamiento de Sol conlleva en parte el análisis de las imágenes obtenidas a través de las observaciones. A medida que la resolución de los telescopios ha ido mejorando, se han observado detalles y tiempos de vida cada vez más pequeños y quizás con un papel clave en lo que a comportamiento global del Sol se refiere. Muchos de los fenómenos interesantes desde el punto de vista de la Física Solar se dan a escalas muy pequeñas, siempre en el límite de resolución de los telescopios utilizados. Para resolver los pequeños detalles, las imágenes de alta resolución espacial requieren una restauración para compensar la degradación atmosférica y las aberraciones del telescopio.

La calidad de las imágenes obtenidas a partir de telescopios terrestres depende del telescopio y de la atmósfera de la Tierra. La atmósfera te-

3. Técnicas de alta resolución espacial

restre es un medio turbulento que afecta a la propagación de las ondas provenientes del Sol, produciendo una degradación en las imágenes que se registran. El efecto es como si observáramos un objeto a través de óptica defectuosa. Cualitativamente, se suele describir la degradación de las imágenes formadas a través de la atmósfera terrestre como la combinación de cuatro contribuciones (Bonet, 2005):

- Emborronamiento (*blurring*): Pérdida de nitidez en las estructuras
- Movimiento de imagen (*image motion*): Desplazamientos globales de la imagen que produce un efecto de agitación
- Distorsión de las estructuras causada por el movimiento diferencial en diferentes partes de la imagen (*stretching*)
- Centelleo (*scintillation*): Brillo variable en la imagen causado por fluctuaciones en la amplitud del frente de onda

Típicamente, estos efectos de degradación se etiquetan globalmente con el término inglés *seeing*.

El problema del *seeing* es inexistente fuera de la atmósfera terrestre, de ahí el interés en enviar telescopios al espacio (v.g. SoHO (Domingo et ál., 1995), Hinode (Kosugi et ál., 2007)), que además, no están limitados espectralmente como lo están los terrestres debido a la selectiva transmisividad atmosférica. Sin embargo, los telescopios espaciales son mucho más costosos, tanto más cuanto mayor es la apertura y, consecuentemente, la resolución. Además, el mantenimiento eleva aún más este coste. Todo esto ha hecho a la comunidad científica pensar en otras alternativas.

Las observaciones solares utilizando telescopios terrestres han mejorado durante las últimas décadas a través de la *óptica viva*. La técnica de la *óptica viva* consiste en una serie de elementos ópticos que se pueden mover y/o deformar en tiempo real durante las observaciones, persiguiendo compensar la aberración del frente de onda inducida por la atmósfera y el telescopio, i.e., es una *corrección a tiempo real*. Se realiza en un bucle cerrado a un ritmo de velocidad muy rápido, de modo que la señal que se registra en el detector corresponde a un frente de onda corregido de aberraciones hasta cierto punto. La *óptica viva* se divide en *óptica activa* (que corrige

aberraciones de variación lenta, típicamente producidas por el telescopio) y *óptica adaptativa* (AO, *Adaptive Optics*, que corrige degradaciones de frecuencias altas, típicamente producidas por la atmósfera) (Rimmele, 2004; Scharmer et ál., 2000). No obstante, debido a la pequeña escala temporal en la evolución del *seeing*, la óptica adaptativa solo controla la corrección de aberraciones de bajos órdenes y limitadas a un área isoplanática de unos pocos segundos de arco. Se hace indispensable, por tanto, el uso de técnicas computacionales *post-facto* aplicadas a las imágenes registradas para ampliar el área restaurada y compensar altos órdenes en la degradación de las ondas. Este *post-procesado* de las imágenes supone un alto coste de tiempo de computación. Así, en los últimos años se han desarrollado poderosos códigos numéricos para restauración de imágenes, cada uno de ellos requiriendo una estrategia observacional diseñada especialmente.

Por tanto, los dos enfoques complementarios para abordar el problema de la restauración de imágenes son las técnicas de corrección a tiempo real y las técnicas de post-procesado. La estrategia ideal es combinar ambas.

Las técnicas de alta resolución espacial tienen por objetivo mejorar la resolución espacial impuesta por el *seeing* y la óptica del telescopio. En telescopios de una sola apertura, esto se traduce en llegar al límite de resolución por difracción. Para describir las técnicas de alta resolución espacial aplicadas a la reconstrucción de imágenes solares observadas, es necesario entender el proceso que influye la formación de imágenes en el plano focal del telescopio.

3.2. Formación de imágenes astronómicas

Suponiendo una atmósfera no turbulenta, la onda que llegaría a un telescopio desde un punto en el infinito se podría considerar como una onda plana. Los objetos astronómicos extensos están constituidos por una colección de puntos y por tanto producen un conjunto de ondas planas incidentes en el telescopio desde diferentes direcciones.

Considerando un sistema de coordenadas cartesianas en el plano objeto (ξ, η) y otro en el plano del foco del telescopio (x, y) , una porción de la on-

3. Técnicas de alta resolución espacial

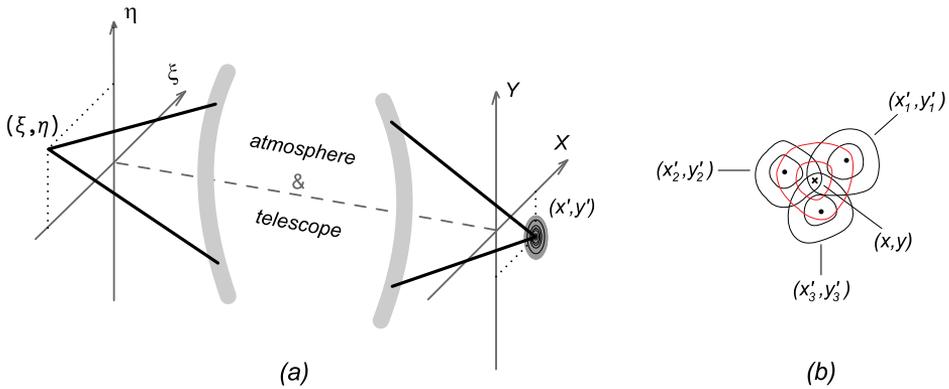


Figura 3.1: (a) representa la formación de una imagen puntual al atravesar el sistema atmósfera+telescopio, y (b) la contribución, sobre cada punto del plano imagen, de la distribución de intensidades de puntos próximos circundantes. Crédito de la figura: [Bonet \(2005\)](#).

da proveniente de una fuente puntual en el plano objeto con coordenadas (ξ, η) atraviesa la atmósfera (ver figura 3.1). Parte entra en la apertura del telescopio y forma la imagen correspondiente a una fuente puntual centrada en la posición (x', y') en el plano imagen. (x', y') está relacionada con (ξ, η) por el factor de magnificación del sistema óptico. La imagen será una mancha extensa cuya distribución de intensidad normalizada se denota como $s(x, y; x', y'; t)$, y se conoce como *función de respuesta puntual* (*PSF, Point Spread Function*) del sistema óptico atmósfera + telescopio. La forma de s depende de la difracción producida por el truncamiento de la onda en la pupila de entrada y de la aberración del sistema óptico. La dependencia de s con (x', y') refleja el hecho de que la perturbación de la onda depende de la posición particular de la fuente puntual (ξ, η) en el plano objeto, i.e., de la dirección de propagación en la atmósfera, y la dependencia con t representa la variabilidad del sistema de transmisión.

Para un objeto extenso como el Sol compuesto por multitud de fuentes puntuales incoherentes, con intensidades individuales $i_o(\xi, \eta)$, la distribución de intensidad resultante en el plano focal del telescopio, asumiendo un sistema óptico lineal se puede expresar como:

$$i(x, y, t) = \iint i_o(x', y') s(x, y; x', y'; t) dx' dy', \quad (3.1)$$

donde $i_o(x', y')$ representa la distribución de intensidad de la imagen ideal (i.e., igual que la del objeto pero escalada adecuadamente) que produciría un sistema perfecto sin aberraciones y con apertura infinita (i.e., sin difracción). La ecuación 3.1 refleja el hecho de que la intensidad de cada punto (x, y) de la imagen tiene una contribución de las imágenes centradas en puntos próximos circundantes.

En un sistema isoplanático, la PSF es invariante espacialmente, i.e., $s(x, y; x', y'; t) = s(x - x', y - y', t)$ y la ecuación 3.1 puede escribirse como:

$$\begin{aligned} i(x, y, t) &= \iint i_o(x', y') s(x - x', y - y', t) dx' dy', \\ &= \iint i_o(\mathbf{q}', t) s(\mathbf{q} - \mathbf{q}', t) d\mathbf{q}' = i_o(\mathbf{q}) * s(\mathbf{q}, t), \end{aligned} \quad (3.2)$$

donde $*$ significa convolución y \mathbf{q} es la notación vectorial para las coordenadas de los puntos imagen. Usando el teorema de convolución¹, la intensidad se puede expresar en el dominio espacial de Fourier como:

$$I(\mathbf{u}, t) = I_o(\mathbf{u}) S(\mathbf{u}, t), \quad (3.3)$$

donde las letras mayúsculas se refieren a las transformadas de Fourier de las funciones en minúsculas, \mathbf{u} es el vector frecuencia en el dominio espacial de Fourier y S es la *función de transferencia óptica* (OTF, *Optical Transfer Function*) del sistema. La amplitud de la OTF se define como la *función de transferencia de modulación* (MTF, *Modulation Transfer Function*) del sistema imagen: $MTF(\mathbf{u}, t) = |OTF(\mathbf{u}, t)|$. De acuerdo con la ecuación 3.3, la MTF es un filtro que atenúa las amplitudes de los componentes de Fourier de la imagen ideal para formar la imagen observada.

¹El teorema de convolución establece que la transformada de Fourier de la convolución de dos funciones es el producto de sus respectivas transformadas de Fourier.

3.3. La restauración de imágenes como caso particular del Problema Inverso en Física

La restauración de imágenes se ajusta al formato del *Problema Inverso* en Física² que, en general, se puede considerar como la solución $f(\mathbf{q}')$ de la *Ecuación Integral Inhomogénea de Fredholm de Primera Especie*

$$g(\mathbf{q}) = \iint \mathcal{K}(\mathbf{q}, \mathbf{q}') f(\mathbf{q}') d(\mathbf{q}'), \quad (3.4)$$

donde $\mathcal{K}(\mathbf{q}, \mathbf{q}')$ se conoce como el kernel de la ecuación integral. La ecuación 3.2 es un caso particular de la ecuación 3.4, donde el kernel es la PSF.

El problema inverso, en nuestro caso particular se llama normalmente *reconstrucción de imagen* o *restauración de imagen*, ya que el objetivo es obtener una estimación de la imagen ideal o equivalentemente del *objeto verdadero* partiendo de una *imagen degradada*. Puesto que en nuestro caso particular, el *problema inverso* se puede formular como una ecuación de convolución (eq. 3.2), también puede referirse a la restauración de imágenes como un *problema de deconvolución*, y su solución formal se puede expresar a partir de la ecuación 3.3 como sigue,

$$I_o(\mathbf{u}) = \frac{I(\mathbf{u}, t)}{S(\mathbf{u}, t)}, \quad (3.5)$$

o en el dominio de medida como

$$\hat{i}_o(\mathbf{q}) = \mathcal{F}^{-1} \left[\frac{I(\mathbf{u}, t)}{S(\mathbf{u}, t)} \right]. \quad (3.6)$$

El símbolo $\hat{\cdot}$ sobre i_0 significa que la restauración no se completará en ningún caso ya que el sistema óptico opera como un filtro pasa-baja de frecuencias espaciales con una frecuencia de corte *cut-off* dada. En otras palabras, el problema de restauración da únicamente una “estimación” del *objeto verdadero*.

²El problema Inverso frecuentemente ocurre en diferentes ramas de la ciencia donde los valores de los parámetros del modelo deben ser obtenidos de los datos observados.

En el caso ideal se considera ausencia de turbulencia y un telescopio de apertura circular libre de aberraciones, en el que se observa una fuente puntual lejana monocromática. Además se supone la aproximación de campo cercano, en la que la onda incidente no sufre variaciones de magnitud. Para el caso ideal, la PSF es la mancha de Airy y la frecuencia de corte es $u_c = D/\lambda f$, siendo D el diámetro y f la distancia focal. La distancia angular en el cielo correspondiente a esta frecuencia de corte es $\theta = 1/(fu_c) = \lambda/D$ radianes, y es lo que se conoce como *límite de resolución* de un telescopio de apertura circular limitado por difracción. El ángulo θ es menor que $\theta' = 1,22\lambda/D$, que es el ángulo correspondiente al radio del disco central de la función de Airy.

Para calcular $\hat{i}_o(\mathbf{q})$ es necesario caracterizar la PSF (o su transformada de Fourier, la OTF) para describir el sistema óptico, pero la determinación de la OTF es una tarea difícil debido a las variaciones arbitrarias del *seeing*.

La fluctuación de la atmósfera induce cambios rápidos en la imagen, así que son necesarios tiempos de exposición de unos pocos milisegundos para congelar la imagen. Exposiciones más largas producen en cada píxel del detector un efecto de mezcla o integración de la información correspondiente a diferentes puntos del objeto (i.e., emborronamiento). Por lo tanto, en las observaciones de alta resolución, las exposiciones no pueden sobrepasar tiempos de ~ 10 ms.

3.3.1. Contribución de ruido

Una dificultad adicional en el problema de inversión surge del hecho de que en el caso real, la imagen observada está afectada por ruido causado por diferentes fuentes, siendo el ruido de lectura y el ruido fotónico las componentes más relevantes. Aunque la última es proporcional a la raíz cuadrada del número de fotones en la señal entrante, en la mayoría de las aplicaciones en física solar la suposición de señal no correlada con el ruido da buenos resultados. De este modo, la ecuación 3.2 se puede completar incluyendo el ruido como una contribución aditiva, y reformulada como³

³Nótese que la variable t está omitida de la fórmula que describe la formación de imágenes para acortar la notación. Sin embargo, hay que tener en cuenta que la fórmula describe eventos instantáneos.

$$i_n(\mathbf{q}) = i_o(\mathbf{q}) * s(\mathbf{q}) + n(\mathbf{q}), \quad (3.7)$$

y en el dominio transformado de Fourier

$$I_N(\mathbf{u}) = I_o(\mathbf{u}) S(\mathbf{u}) + N(\mathbf{u}) = I(\mathbf{u}) + N(\mathbf{u}). \quad (3.8)$$

La restauración basada en la fórmula 3.5 conduce a

$$\frac{I_N(\mathbf{u})}{S(\mathbf{u})} = \frac{I(\mathbf{u})}{S(\mathbf{u})} + \frac{N(\mathbf{u})}{S(\mathbf{u})}, \quad (3.9)$$

donde el término $N(\mathbf{u})/S(\mathbf{u})$ representa una amplificación de ruido, cuya repercusión a una frecuencia dada dependerá de su importancia frente a $I(\mathbf{u})/S(\mathbf{u})$, i.e., de la relación señal-ruido (*SNR*, *Signal-to-Noise Ratio*). Por tanto, es necesario filtrar el ruido antes del proceso de restauración (deconvolución).

3.3.2. Restauración

El filtrado de la señal de ruido se realiza de forma estándar usando el conocido como *filtro óptimo* $\Phi_N(u)$, descrito para problemas en 1D por [Brault y White \(1971\)](#). El *filtro óptimo* es una función real que pesa las diferentes componentes espectrales de Fourier de acuerdo al nivel de ruido para cada frecuencia:

$$I_F(\mathbf{u}) = I_N(\mathbf{u})\Phi_N(\mathbf{u}) = [I(\mathbf{u}) + N(\mathbf{u})]\Phi_N(\mathbf{u}). \quad (3.10)$$

El *filtro óptimo* se formula como

$$\Phi_N(\mathbf{u}) = \frac{|I(\mathbf{u})|^2}{|I(\mathbf{u})|^2 + |N(\mathbf{u})|^2}. \quad (3.11)$$

Combinando el filtrado de ruido con la deconvolución, se encuentra finalmente el *filtro de restauración óptimo* $\Phi_R(\mathbf{u})$, más conocido como filtro de *Wiener-Helstrom*⁴

⁴Llamado así tras la teoría de estimación óptima de Norman Wiener, este filtro simplemente actúa separando señales basadas en su espectro de frecuencias. La ganancia del filtro a cada frecuencia se determina con la OTF del sistema y la relativa cantidad de señal y ruido a cada frecuencia.

$$\Phi_R(\mathbf{u}) = \frac{|I(\mathbf{u})|^2}{|I(\mathbf{u})|^2 + |N(\mathbf{u})|^2} \cdot \frac{1}{S(\mathbf{u})} = \frac{S^*(\mathbf{u})}{\text{MTF}^2(\mathbf{u}) + 1/\text{SNR}(\mathbf{u})}, \quad (3.12)$$

donde $\text{SNR}(\mathbf{u}) = |I_o(\mathbf{u})|^2/|N(\mathbf{u})|^2$, $\text{MTF}(\mathbf{u}) = |S(\mathbf{u})|$ y el superíndice * significa complejo conjugado. Debido a que no se conoce *a priori* la función $|I_o(\mathbf{u})|^2$, se asumen comunmente algunos modelos para $\text{SNR}(\mathbf{u})$.

En suma, podemos formalizar el proceso de restauración mediante la expresión:

$$\hat{I}_o(\mathbf{u}) = I_N(\mathbf{u})\Phi_R(\mathbf{u}). \quad (3.13)$$

3.4. Códigos numéricos para la restauración de imágenes

En la sección §3.3 se ha descrito la resolución formal del problema de deconvolución de imágenes también denominado problema de “restauración” o “reconstrucción” de imágenes. Las ecuaciones 3.12 y 3.13 hacen patente la necesidad de conocer la PSF (o la OTF) del sistema de transmisión (atmósfera+telescopio) previamente a la deconvolución. Y dado que la degradación no es uniforme a lo largo de todo el campo observado (anisoplanatismo), habrá que caracterizar la PSF (o la OTF) para cada subárea de la imagen, de unos pocos segundos de arco, llamada área isoplanática. La determinación de las PSFs representa un problema adicional al ya comentado de deconvolución en imágenes con ruido, y no es tarea obvia en el caso de observaciones del Sol.

En los últimos años se han desarrollado poderosos códigos numéricos para resolver este doble problema, consistente en determinar el kernel de degradación (PSF) por una parte, y reconstruir la imagen degradada por otra. Entre estos códigos merecen especial mención:

- Método de Diversidad de Fase ([Gonsalves y Chidlaw, 1979](#); [Paxman et ál., 1992](#); [Löfdahl y Scharmer, 1994](#); [Paxman et ál., 1996](#))
- Método Speckle ([von der Luehe, 1993](#))

3. Técnicas de alta resolución espacial

- Métodos basados en deconvolucion ciega, como el *Multi-Frame Blind Deconvolution* (Schulz, 1993; van Kampen y Paxman, 1998; Löfdahl, 2002) y el *Multi-Object Multi-Frame-Blind-Deconvolution* (van Noort et ál., 2005, 2006)

A continuación se explican brevemente aquellos de estos métodos aplicados en el presente trabajo (ver Bonet (1999) para una recopilación dedicada a Técnicas de Alta Resolución para Imágenes Astronómicas).

3.4.1. La técnica de Diversidad de Fase para caracterización de OTFs y reconstrucción de imágenes

La técnica de Diversidad de Fase (PD, *Phase Diversity*) fue propuesta por Gonsalves y Chidlaw (1979) para deducir las aberraciones de fase y la imagen reconstruida (ver Gonsalves, 1982; Paxman et ál., 1992; Löfdahl y Scharmer, 1994). El método requiere la recopilación de al menos dos imágenes del objeto: una es la imagen convencional en el plano focal degradada por aberraciones desconocidas, en nuestro caso, por la atmósfera y el telescopio; la otra es una imagen simultánea afectada por las mismas aberraciones desconocidas y por una aberración adicional y conocida. La figura 3.2 muestra un posible montaje óptico que permite la implementación del método de una forma sencilla: un detector situado en el plano focal del telescopio proporciona la primera de las imágenes, $i_1(\mathbf{q})$; en un haz secundario desviado por el divisor de haz, otro detector desplazado a lo largo del eje óptico una determinada distancia desde el foco, produce simultáneamente la segunda imagen, $i_2(\mathbf{q})$, afectada por tanto por una degradación extra que consiste en un cierto desenfoque conocido. Por lo tanto, los frentes de onda aberrados correspondientes a ambas imágenes difieren en un error de fase conocido que normalmente se conoce como *Diversidad de Fase*.

De acuerdo con 3.7, el sistema de ecuaciones que describe matemáticamente la formación de ambas imágenes se puede expresar como:

$$\left. \begin{aligned} i_1(\mathbf{q}) &= i_o(\mathbf{q}) * s_1(\mathbf{q}) + n_1(\mathbf{q}), \\ i_2(\mathbf{q}) &= i_o(\mathbf{q}) * s_2(\mathbf{q}) + n_2(\mathbf{q}), \end{aligned} \right\} \quad (3.14)$$

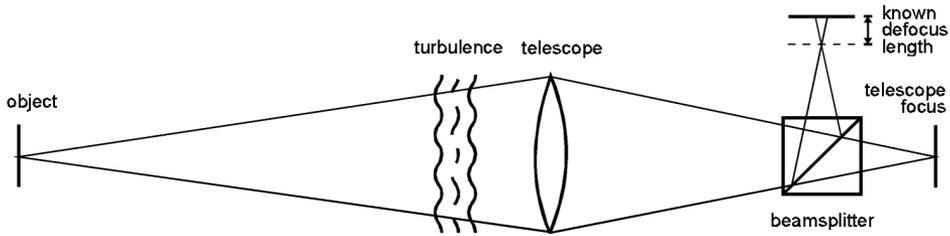


Figura 3.2: Diseño óptico de un sistema PD. Crédito de la figura: Bonet (1999).

donde :

- $i_o(\mathbf{q})$ es el *objeto real* que queremos conocer.
- $i_1(\mathbf{q}), i_2(\mathbf{q})$ son el par de imágenes enfocada-desenfocada.
- $s_1(\mathbf{q}), s_2(\mathbf{q})$ son las correspondientes PSF para ambos canales.
- $n_1(\mathbf{q}), n_2(\mathbf{q})$ son los términos aditivos de ruido.

Si no consideramos los términos de ruido, el sistema anterior es determinado, ya que consta de dos ecuaciones y dos incógnitas: $i_o(\mathbf{q})$ y $s_1(\mathbf{q})$. Nótese que $s_1(\mathbf{q})$ y $s_2(\mathbf{q})$ difieren en un valor de desenfoque bien conocido y consecuentemente están relacionados analíticamente.

De todas formas, los términos de ruido fuerzan a una solución estadística del problema. Gonsalves y Chidlaw (1979) proponen la siguiente métrica a minimizar para resolver el sistema de ecuaciones.

$$l(i_o, s_1) = \sum_{\mathbf{q}} \left\{ [i_1(\mathbf{q}) - i_o(\mathbf{q}) * s_1(\mathbf{q})]^2 + \gamma [i_2(\mathbf{q}) - i_o(\mathbf{q}) * s_2(\mathbf{q})]^2 \right\}, \quad (3.15)$$

donde $\gamma = \sigma_1^2 / \sigma_2^2$ se introdujo por Löfdahl y Scharmer (1994) como un factor de peso para igualar las contribuciones de ruido en el caso en el que las varianzas de ruido, σ_1^2 y σ_2^2 , no sean iguales en ambas imágenes.

Paxman et ál. (1992) justificaron rigurosamente esta métrica propuesta en 3.15 mediante consideraciones estadísticas, asumiendo el ruido en todos los píxeles como aditivo, independiente, variable aleatorio con una densidad de probabilidad Gaussiana idéntica.

3. Técnicas de alta resolución espacial

Por facilidad computacional, es preferible trabajar en el dominio de Fourier, en el que la métrica del error a minimizar se escribe:

$$L(I_o, S_1) = \sum_{\mathbf{u}} \left\{ |I_1(\mathbf{u}) - I_o(\mathbf{u})S_1(\mathbf{u})|^2 + \gamma |I_2(\mathbf{u}) - I_o(\mathbf{u})S_2(\mathbf{u})|^2 \right\}, \quad (3.16)$$

La ecuación 3.16 puede escribirse en términos de la aberración del frente de onda teniendo en cuenta que S se puede expresar como la autocorrelación de la conocida como *función generalizada de pupila* H :

$$S(\mathbf{u}) \propto \iint H(\mathbf{r})H^*(\mathbf{r} - \lambda f\mathbf{u})d\mathbf{r}, \quad (3.17)$$

donde λ y f son la longitud de onda en la que se trabaja y la longitud focal efectiva del sistema óptico, respectivamente, y \mathbf{u} es un vector con dimensiones de frecuencia espacial.

Por otra parte, H se puede expresar en términos de la aberración de fase como

$$H(\mathbf{r}) = |H(\mathbf{r})|e^{i[\phi(\mathbf{r})+\delta(\mathbf{r})]}, \quad (3.18)$$

en donde $\phi(\mathbf{r})$ es la aberración de onda conjunta causada por el telescopio+atmósfera y $\delta(\mathbf{r})$ es el desenfoque adicional conocido incluido en la segunda imagen. $H(\mathbf{r})$ es la amplitud de la onda asumida constante a lo largo de toda la pupila.

La aberración de fase en pupila se puede parametrizar utilizando una expansión en polinomios ortogonales de Zernike $Z_j(\boldsymbol{\rho})$:

$$\phi(\mathbf{r}) = \phi(r, \theta) = \sum \alpha_j Z_j(\rho, \theta), \quad (3.19)$$

donde $\rho = r/R$ es la distancia radial normalizada, siendo R el radio de la pupila, θ el ángulo azimutal y α_j los coeficientes de los términos en la expansión⁵.

⁵Un estudio estadístico de la degradación de los frentes de onda producida por la turbulencia atmosférica lleva a la construcción de la base alternativa de polinomios de Karhunen-Loève (K-L) (ver, por ejemplo, Wang y Markey, 1978; Dai, 1994, 1995), que resulta más eficiente en la parametrización de los frentes de onda aberrados.

Así, la ecuación 3.18 se puede escribir entonces como

$$H(\mathbf{r}) = |H(\mathbf{r})|e^{i[\delta(\mathbf{r}) + \sum_{j=1}^J \alpha_j Z_j(\rho, \theta)]}, \quad (3.20)$$

De esta forma, la OTF (ecuación 3.17) y por consiguiente, la métrica de error L (ecuación 3.16), están parametrizados por la expansión en polinomios de Zernike, y por tanto se podrá escribir: $L(I_o, \boldsymbol{\alpha})$, siendo $\boldsymbol{\alpha} \equiv \{\alpha_j; j = 1, 2, \dots, J\}$.

Idealmente, se pueden aplicar técnicas de optimización numéricas no lineales para minimizar 3.16 y estimar el objeto, \hat{i}_o , y las aberraciones, $\boldsymbol{\alpha}$, simultáneamente, pero esto requeriría buscar sobre un espacio de parámetros de muy grandes dimensiones. Sin embargo, afortunadamente, parte de la minimización de la ecuación 3.16 se puede realizar analíticamente. La solución de la ecuación $\partial L / \partial I_o = 0$ da una estimación del objeto $\hat{I}_o(\mathbf{u})$ que minimiza la ecuación 3.16 y se consigue que solo dependa explícitamente de $\boldsymbol{\alpha}$:

$$\hat{I}_o(\mathbf{u}) = \frac{I_1(\mathbf{u}) S_1^*(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha}) + \gamma I_2(\mathbf{u}) S_2^*(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})}{|S_1(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})|^2 + \gamma |S_2(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})|^2}. \quad (3.21)$$

Sustituyendo $\hat{I}_o(\mathbf{u})$ en la ecuación 3.16, se obtiene la conocida como *métrica de error modificada* $L_M(\boldsymbol{\alpha})$, que solo depende de $\boldsymbol{\alpha}$:

$$L_M(\boldsymbol{\alpha}) = \sum_{\mathbf{u}} \frac{|I_1(\mathbf{u}) S_2(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha}) - I_2(\mathbf{u}) S_1(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})|^2}{|S_1(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})|^2 + \gamma |S_2(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})|^2}. \quad (3.22)$$

Nótese que esta métrica modificada no depende explícitamente de la transformada de Fourier de la estimación del objeto $\hat{I}_o(\mathbf{u})$ y además, la dimensión del espacio de parámetros para realizar la optimización numérica se ha reducido sustancialmente a los J parámetros del vector desconocido $\boldsymbol{\alpha}$. A través de técnicas de optimización no lineales se encuentra el vector $\boldsymbol{\alpha}$, caracterizando los parámetros de la aberración, que minimiza la ecuación 3.22. Una vez se determinan esos parámetros, se pueden calcular \hat{S}_1 and \hat{S}_2 a partir de las ecuaciones 3.20 y 3.17, y la estimación del objeto se puede derivar de la ecuación 3.21, completando de esta forma el proceso

3. Técnicas de alta resolución espacial

de restauración.

En condiciones de mala calidad de *seeing*, las imágenes restauradas a veces están contaminadas por artefactos como franjas periódicas u otros patrones regulares a altas frecuencias. Esto es una consecuencia de tener una relación SNR pobre a frecuencias espaciales específicas que produce ceros o casi-ceros en las OTFs a esas frecuencias. Así, la división en la ecuación 3.21 por los cuadrados de esos valores casi cero causa una amplificación excesiva de la señal. Para sortear este inconveniente, se ha usado exitosamente la suma de varias realizaciones de pares “enfocado-desenfocado”, registrados en un corto intervalo de tiempo. De la ecuación 3.21 y sumando K realizaciones, se deduce fácilmente

$$\begin{aligned} \sum_{k=1}^K \left(I_{k1}(\mathbf{u}) S_{k1}^*(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha}) + \gamma I_{k2}(\mathbf{u}) S_{k2}^*(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha}) \right) \\ = \hat{I}_o(\mathbf{u}) \sum_{k=1}^K \left(|S_{k1}(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})|^2 + \gamma |S_{k2}(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})|^2 \right), \end{aligned} \quad (3.23)$$

donde $\hat{I}_o(\mathbf{u})$ no está afectada por el subíndice k , ya que es la estima del objeto real que buscamos y que se supone invariante durante el corto periodo de tiempo en que se han registrado las diferentes realizaciones que se combinan.

La estimación del objeto se obtiene despejando en 3.23:

$$\hat{I}_o(\mathbf{u}) = \frac{\sum_{k=1}^K \left(I_{k1}(\mathbf{u}) S_{k1}^*(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha}) + \gamma I_{k2}(\mathbf{u}) S_{k2}^*(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha}) \right)}{\sum_{k=1}^K \left(|S_{k1}(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})|^2 + \gamma |S_{k2}(\mathbf{u}, \boldsymbol{\alpha})|^2 \right)}. \quad (3.24)$$

Este método que combina la información contenida en varias realizaciones con diferentes PSFs instantáneas cuyo aspecto en un mapa de intensidad es de una nube de manchitas (*speckles*) en torno a una posición central, se ha dado en llamar método de *Phase Diversity Speckles (PDS)*⁶.

⁶ Para información más detallada, ver e.g. Bonet (1999); Bonet y Márquez (2003);

3.4.2. MFBD

Multi-Frame Blind Deconvolution (MFBD) es un método de restauración que utiliza múltiples imágenes, consiguiendo de esta forma, información complementaria para recuperar las aberraciones que afectan a las imágenes (Löfdahl, 2002, 1996). El método trabaja generalmente mejor cuando el contraste es alto, el tiempo de exposición corto y el ruido bajo. Las múltiples imágenes que se combinan tienen que ser adquiridas en un corto intervalo de tiempo, inferior a la escala de variación temporal de las estructuras en estudio.

Schulz (1993) utilizó un modelo físico para las PSFs desconocidas parametrizando aberraciones en la pupila, y propuso una estimación de máxima probabilidad para obtener conjuntamente el objeto común y los parámetros de la aberración para cada realización de la turbulencia. Los requisitos de hardware son ligeramente menos complicados que para la técnica PDS (no se utilizan imágenes con aberración extra inducida). Sin embargo, los datos son menos informativos en lo que se refiere a las aberraciones desconocidas, aunque el coste de esta información extra es que los fotones deben ser compartidos entre los canales en PDS, mientras que en MFBD todos los fotones se usan en un solo canal (van Kampen y Paxman, 1998).

Después de que en van Kampen y Paxman (1998) se demostrara que MFBD solar es posible sin PD, Löfdahl (2002) presentó MFBD como una formulación general que abarca, como casos particulares, PD, PDS y el sensor de frente de onda Shack-Hartman y reconoció que eran posibles más generalizaciones.

3.4.3. MOMFBD

Multi-Object Multi-Frame-Blind-Deconvolution (MOMFBD, van Noort et ál., 2005) es una extensión del MFBD que hace posible usar, además de múltiples realizaciones, múltiples objetos observados simultáneamente, para restaurar las imágenes de una forma más eficiente. La expresión “diferentes objetos” se refiere al mismo campo del Sol pero observado en

Bonet et ál. (2004) y referencias incluidas.

distintas condiciones: diferentes longitudes de onda (dentro de un rango espectral bastante estrecho) o estados de polarización, imágenes desenfoadas (del par PD), etc. Las observaciones en todos los canales deben ser simultáneas, para que pueda asegurarse una aberración atmosférica común. La restauración conjunta de varios objetos tiene además la ventaja de que se puede conseguir un alineamiento casi perfecto entre todos (van Noort et ál., 2006).

La figura 3.4 muestra un esquema del montaje óptico en el SST. La técnica MOMFBD se aplica independientemente en los canales azul y rojo. Los haces de luz en la banda G y en el continuo de G de la figura están divididos en dos canales “enfocado-desenfocado” que producen pares de imágenes PD. El canal rojo tiene también su propio par PD para las imágenes del continuo⁷.

En el trabajo de esta tesis se ha empleado MOMFBD para varios objetos con PD y sin PD dependiendo de las circunstancias particulares de cada observación (ver capítulos 6 y 7). La alta resolución espacial alcanzada usando estos métodos es evidente en los resultados mostrados en los diferentes capítulos.

3.5. Correcciones en tiempo real: Óptica viva

La eficiencia de los métodos de reconstrucción, así como la resolución de las imágenes resultantes dependen notablemente de los datos obtenidos en el telescopio, de ahí el gran esfuerzo realizado en los últimos años para mejorar la óptica de los telescopios. Los recientes desarrollos en electrónica hacen posible un nuevo concepto en óptica que permite una corrección notable de la aberración del frente de onda. Este concepto se llama *óptica viva* (LO, ‘live optics’)

El principio de la óptica viva es medir en tiempo real la deformación del frente de onda originada en el propio telescopio así como en la atmósfera, y compensarla moviendo componentes ópticos o deformando un espejo situado en el camino óptico. Ambas tareas se realizan a través

⁷ La descripción detallada del montaje puede verse en la figura 2.3 del capítulo §2.

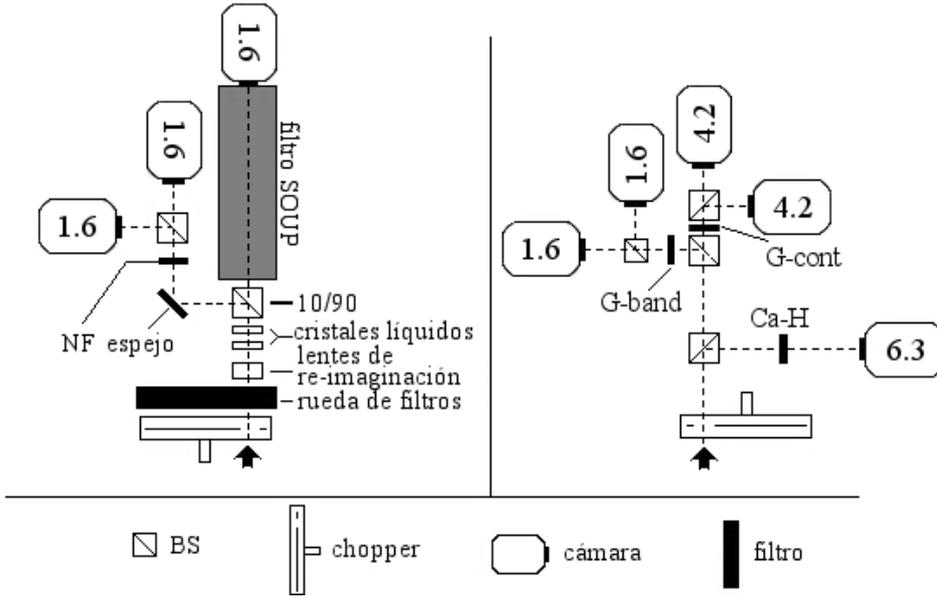


Figura 3.3: Montaje óptico para los canales rojo (izquierda) y azul (derecha) en el SST, dispuesto para el tratamiento de imágenes con MOMFBD. Las flechas señalan la dirección de entrada de la luz solar. Las cámaras están marcadas con 1.6, 4.2 y 6.3, que indica el número de mega-píxeles. El filtro de densidad neutra (NF) situado delante del PD en banda ancha en el canal rojo equilibra el nivel de exposición. Crédito de la figura: [van Noort et ál. \(2005\)](#).

de una configuración servo de bucle cerrado trabajando a un ritmo muy rápido ([Bonet, 1999, 2005](#)).

La óptica viva se divide en óptica activa y óptica adaptativa. Aunque no hay un convenio único de nomenclaturas, lo más frecuentemente aceptado es que la óptica activa corrige aberraciones instrumentales de variación lenta, y la óptica adaptativa corrige aberraciones de variación rápida que son producidas típicamente por la atmósfera. Debido a la escala temporal de evolución del *seeing*, la óptica adaptativa solo controla órdenes bajos de aberración, es decir, los primeros términos del desarrollo del frente de onda en polinomios de Zernike o de K-L. (Tanto la óptica activa como la adaptativa tienen en común: la fuente de referencia, el sensor del frente de onda, el sistema de control y el dispositivo corrector). Si el material obser-

3. Técnicas de alta resolución espacial

vacional es bueno, la óptica activa y la adaptativa devuelven la resolución efectiva próxima a la teórica de un telescopio.

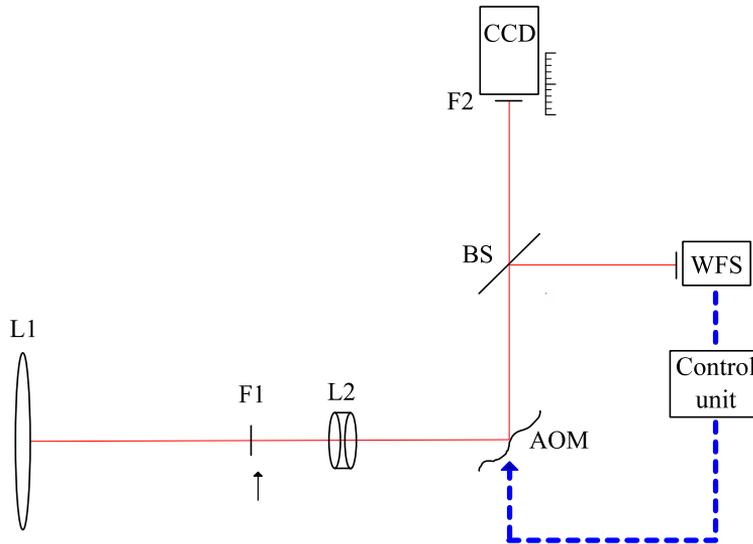


Figura 3.4: Diagrama de un sistema de óptica adaptativa. WFS es el sensor del frente de onda (*WaveFront Sensor*), *Control Unit* es el sistema de control y AOM es el espejo de óptica adaptativa (*Adaptive Optics Mirror*). Crédito de la figura: Bonet (2005).

Tal como se mencionó en el apartado 3.4.1, la deformación del frente de onda puede expresarse en función de los polinomios ortogonales de Zernike $\{Z_i; i = 1, 2, \dots\}$. El término de primer orden representa un desplazamiento constante de la fase del frente de onda (efecto pistón) y no afecta a la imagen. Los términos Z_2 y Z_3 (el tip-tilt) son responsables de los desplazamientos de la imagen en x e y respectivamente, y requieren solamente un espejo plano inclinado para ser corregidos, mientras que los órdenes mayores necesitan espejos deformables y mucha más complejidad en el sistema. Por tanto, ambos tipos de correcciones son tratados separadamente a continuación.

3.5.1. Seguidor por correlación

El movimiento de la imagen en el plano focal del telescopio es una consecuencia de las inclinaciones globales arbitrarias del frente de onda debidas a la turbulencia atmosférica y a las vibraciones mecánicas del telescopio causadas, por ejemplo, por golpeteo del viento. Cuando el tiempo de exposición del detector es grande o comparable a la escala de tiempo del movimiento de imagen, la resolución espacial del sistema se reduce considerablemente. En los telescopios solares, este movimiento se puede compensar esencialmente en una porción de la imagen (correspondiente al área isoplanática) por medio del seguidor por correlación (CT, *correlation tracker*). El procedimiento es el siguiente:

- La luz cae en un espejo inclinable, situado en una imagen de la pupila del telescopio, y se defleca hacia un detector de alta velocidad que toma imágenes a un ritmo rápido
- Se comparan sucesivas imágenes usando técnicas de correlación con una imagen de referencia almacenada para determinar, en tiempo real, sus desplazamientos relativos
- Cada uno de esos desplazamientos es convertido a una señal de error analógica que es transferida a los actuadores piezoeléctricos para mover el espejo inclinable y así compensar la inclinación del frente de onda.
- Un divisor de haz localizado detrás del espejo inclinable proporciona imágenes estabilizadas del Sol para propósitos observacionales de imágenes de ciencia.

3.5.2. Óptica adaptativa

La óptica adaptativa (AO, *adaptive optics*) requiere espejos deformables que se utilizan para compensar los términos de aberración en la expansión polinomial de Zernique más altos que el tip-tilt. Un sistema de óptica adaptativa consiste esencialmente en:

- Un espejo deformable situado en una imagen de la pupila del telescopio

3. Técnicas de alta resolución espacial

- Un sensor de frente de onda para determinar la deformación del frente de onda, que es convertida en señales eléctricas apropiadas que mueven los actuadores del espejo adaptativo para compensar la aberración. El sensor de Shack-Hartmann es el más extensamente usado en los sistemas AO (Bonet, 1999)

Estas tareas se realizan en tiempo real en una configuración multi-canal de bucle cerrado.

Los sistemas de óptica adaptativa actuales limitan su corrección óptima a una pequeña porción de la imagen (área isoplanática). La corrección complementaria en el resto de la imagen es tarea a realizar en el post-proceso utilizando los códigos de computación descritos en el apartado 3.4.

El sistema de óptica viva del SST consta de un seguidor por correlación con su correspondiente espejo tip-tilt, un espejo deformable bimorfo con 37 electrodos y un sensor Shack-Hartmann con 37 microlentes.

3.6. Reducción de datos: secuencia general

3.6.1. Adquisición de imágenes y correcciones preliminares

La toma de datos se realiza teniendo en cuenta el estudio que se tiene previsto realizar. Para evitar el almacenamiento de datos superfluos se realiza una preselección de las imágenes a grabar haciendo un seguimiento del *seeing* y tomando los datos en los momentos buenos de *seeing*. Por otra parte, la óptica viva requiere que la calidad de las observaciones sea suficientemente buena para que el sistema consiga hacer el seguimiento de las estructuras y cerrar los bucles del proceso.

Para el procedimiento de la elección del buen *seeing*, una inspección visual resulta muy tediosa para una gran cantidad de datos, así que para facilitar esta tarea en tiempo real se recurre a algoritmos numéricos que evalúan la calidad de las imágenes. En astronomía solar el contraste granular es un buen indicador de la nitidez de la imagen y para cuantificarlo se utiliza la desviación estándar de las fluctuaciones de intensidad en la

granulación solar.

Aparte de las imágenes de ciencia, es decir, las imágenes de las que se extraerá la información para la realización del estudio, es necesario tomar otro tipo de imágenes de calibración que permiten realizar el pretratamiento de las anteriores; son las conocidas imágenes de flat-field (*ff*) y de dark-current (*dc*). Estas imágenes ofrecen la posibilidad de corregir ciertos efectos sistemáticos espurios ligados a las imágenes de ciencia durante la toma de datos. Estos efectos son principalmente las diferencias de corriente de oscuridad entre los píxeles individuales de la cámara CCD, las partículas de polvo presentes en las superficies ópticas que causan estructuras desenfocadas en forma de manchas oscuras redondeadas en las imágenes, franjas de interferencia producidas en observaciones de banda estrecha por la lámina de cristal que protege al detector, y gradientes en la iluminación ocasionadas por reflexiones internas debidas al desalineamiento de la óptica o al viñetismo. Para las observaciones solares, las imágenes para construir los *ff*s se obtienen moviendo el telescopio a gran velocidad mientras se toman conjuntos de muchas imágenes (100 o más) de áreas arbitrarias cerca del centro del disco solar, evitando grandes estructuras como manchas, de modo que en la imagen resultante no se observe estructura solar alguna. Por otra parte, para construir los *dcs* se toman muchas imágenes obstruyendo el haz de luz. Debido a que algunos de estos efectos no son estrictamente sistemáticos, sino que pueden variar con el tiempo, es importante que tanto las imágenes de *ff* como las de *dc* sean tomadas próximas en tiempo y en las mismas condiciones ópticas que las imágenes de ciencia.

Para corregir las imágenes de ciencia de los efectos sistemáticos espurios del instrumento, se aplica la expresión:

$$i_{corr}(i, j) = \frac{i_{obs}(i, j) - d(i, j)}{flat_n(i, j)}, \quad (3.25)$$

tal que:

$$flat_n(i, j) = \frac{f(i, j) - d(i, j)}{\langle f(i, j) - d(i, j) \rangle}, \quad (3.26)$$

donde i_{corr} es la imagen corregida, i_{obs} es la imagen observada obtenida

3. Técnicas de alta resolución espacial

por el telescopio, f y d son los promedios de imágenes de ff y dc , respectivamente, y los índices (i, j) se refieren a la posición del píxel en la imagen.

Las imágenes f y d son el resultado de promediar varios conjuntos de muchas imágenes de ff y dc , respectivamente. De esta forma, las imágenes resultantes f y d mejoran sus respectivas relaciones señal-ruido, de modo que la relación señal-ruido de i_{obs} se preserva esencialmente después de la corrección 3.25. Al hacer esta corrección, se tiene especial cuidado en eliminar los “hot” píxeles (i.e. píxeles saturados) y los “dead” píxeles (i.e. píxeles defectuosos con valor cero), que suelen producir errores en la reconstrucción de las imágenes.

Puesto que normalmente el interés se centra en estudios de dinámica y evolución temporal de las estructuras solares, los datos de observación son típicamente secuencias temporales de imágenes tomadas con cortos tiempos de exposición y con una cadencia temporal muy alta.

Tras la corrección de ff y dc se tienen las imágenes preparadas para el proceso de restauración con alguno de los códigos descritos. En esta tesis se han utilizado los métodos MFBD y MOMFBD incluyendo 2 canales de PD. La aplicación de estos métodos se desarrolla en los siguientes pasos:

- 1.- Selección de las secuencias de imágenes de mejor calidad (mejor contraste) sobre una gráfica de contrastes vs. números de secuencia de las imágenes.
- 2.- Alineamiento espacial de las imágenes simultáneas para todos los “objetos” y canales.
- 3.- Agrupamiento de las imágenes de la secuencia en subgrupos de restauración que corresponden a imágenes tomadas dentro de un corto intervalo de tiempo. Cada subgrupo incluye imágenes de todos los objetos y canales en ese intervalo de tiempo.
- 4.- Aplicación del código de reconstrucción. Las imágenes de cada subgrupo son combinadas por el código de reconstrucción para dar como resultado una imagen restaurada por cada objeto. El proceso se aplica por fragmentos (áreas isoplanáticas) solapados que cubren toda

la imagen y, que una vez reconstruidos, se recolocan en mosaico formando la imagen global restaurada.

3.6.2. Correcciones finales

La última parte de la reducción de datos se ocupa de homogeneizar y corregir efectos de distorsión a lo largo de las imágenes que componen una serie temporal. Este procedimiento se resume como sigue:

- 1.- Alineamiento de las imágenes mediante la corrección de la rotación del campo debida al movimiento de la Tierra y la configuración alta-azimutal del telescopio, y de desplazamientos del campo causados por defectos de seguimiento del telescopio.
- 2.- *De-stretching* para eliminar el efecto de la distorsión residual de la imagen, es decir, corregir los “estiramientos” locales originados por desviaciones diferenciales de las inclinaciones del frente de onda como consecuencia de la turbulencia atmosférica. Este proceso se realiza aplicando técnicas de correlación local (LCT, *local correlation tracking* [November, 1986](#)) a media y gran escala espacial.
- 3.- Filtrado subsónico 3D ([Title et ál., 1986, 1989](#)) que elimina las perturbaciones en alta frecuencia temporal, esto es, modos p y fluctuaciones (*jittering* residuales provenientes del *de-stretching*).

4

Observaciones y procesado

La calidad de las imágenes es determinante para la obtención de buenos resultados. En capítulos anteriores se explican los procedimientos para conseguir alta calidad en las imágenes. En este capítulo se describen las características más importantes de las imágenes utilizadas en esta tesis y el tratamiento al que han sido sometidas para su posterior análisis. Debido a las diferencias existentes entre los tres tipos de datos, han sido tratados siguiendo distintos procedimientos.

Los datos obtenidos por las misiones espaciales han sido descargados a través de sus respectivas páginas web, mientras que los del SST han sido tomados in situ.

4.1. SoHO

En el capítulo §5 se describe el estudio del contraste de intensidad de pequeñas estructuras brillantes de la fotosfera. A continuación se describen los datos utilizados para la realización de dicho estudio, que se resumen brevemente en la tabla 1 del apéndice.

Observaciones

Los datos de MDI se clasifican en diversos niveles según su grado de procesamiento. En el nivel 0 se tienen los datos en bruto sin calibrar. En el nivel 1 se encuentran los datos de nivel 0 calibrados en unidades físicas del observable, tiempo, y localización física en el Sol, y por tanto, incluyen correcciones que consideran la distancia de SoHO al Sol, el tamaño real de los píxeles de los detectores, los efectos de la velocidad de SoHO respecto al Sol sobre las imágenes y la corrección de *flat-field*, entre otros. La mayoría de los datos básicos científicamente usados son de este nivel y muchas investigaciones científicas pueden llevarse a cabo directamente con ellos, ya que pueden ser analizados sin un conocimiento especial de los instrumentos ni las operaciones. Esencialmente son Dopplergramas, magnetogramas y fotogramas. Los datos de nivel 2, producidos para objetivos científicos específicos requieren un procesado adicional de los datos. Existen además datos de nivel 3 para análisis directos particulares, que no forman parte de ningún paquete de producción de datos. Las series de datos utilizadas en este capítulo pertenecen al nivel 1 (Scherrer et ál., 1995).

De los datos que proporciona MDI nos interesan los magnetogramas y las imágenes de intensidad. Hay que considerar que la señal magnética medida no es el campo magnético real \mathbf{B} , sino su componente longitudinal en la línea de visión $|\mathbf{B}|\cos\gamma$, siendo γ el ángulo que forma el campo magnético con la línea de visión. Además, puesto que el magnetograma es solamente sensible al flujo neto por elemento de resolución, esta señal no refleja el campo intrínseco presente en las estructuras, especialmente para estructuras pequeñas y no resueltas, sino el promedio sobre cada píxel $\langle|\mathbf{B}|\cos\gamma\rangle$, que por simplicidad se denomina densidad de campo magnético y se designa como B de aquí en adelante. Por tanto, y teniendo en cuenta además que el campo magnético es principalmente vertical en las estructuras magnéticas pequeñas, una misma señal observada en el centro del disco será máxima, mientras que si es observada cerca del limbo, se aproximará a cero según se acerque a éste. Para compensar este efecto de primer orden, se ha trabajado con B/μ (i.e. $\langle|\mathbf{B}|\cos\gamma\rangle/\cos\theta$) en lugar de B . Los efectos de segundo orden debidos a la transferencia radiativa o al grosor finito de los tubos de flujo permanecen.

MDI produce un conjunto continuo de imágenes de intensidad y magnetogramas en la línea $\lambda 6768 \text{ \AA}$ de Ni I, del disco solar completo (FD, *Full Disk*). Estas imágenes poseen una resolución de $4''$. Un dispositivo de aumento óptico proporciona una ampliación de 3.2, lo que da lugar a una resolución de $1''.2$ (HR, *High Resolution*) sobre un FOV de $11' \times 11'$ localizado en el centro del disco solar. El 20 de agosto de 2002 SoHO fue excepcionalmente desapuntado, de su dirección habitual al centro del disco solar, durante unos pocos períodos de 20 minutos para permitir la observación de magnetogramas e imágenes de intensidad en HR próximas al limbo.

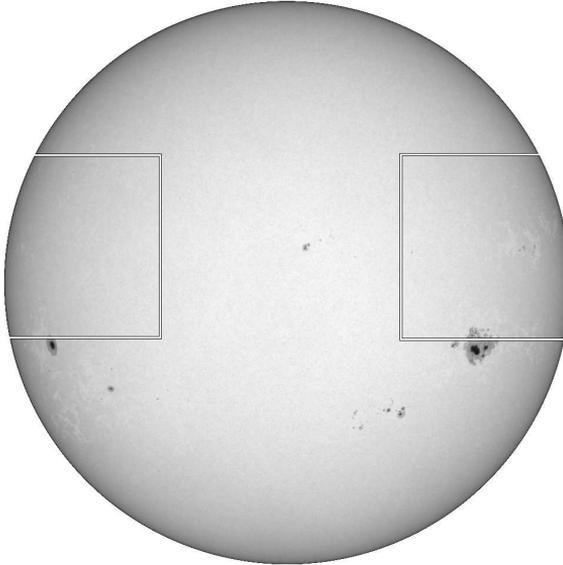


Figura 4.1: Zonas correspondientes a cada uno de los campos de HR con respecto a la imagen de FD.

Los datos analizados en este trabajo corresponden a ese conjunto de magnetogramas e imágenes de intensidad en HR fruto del desapuntado del 20 del agosto de 2002, y se comparan con los dos magnetogramas e imágenes de intensidad en el continuo de FD tomados el mismo día. Las imágenes en HR de este día pertenecen, como habitualmente, a zonas del centro del disco y, además, fruto del desapuntado, a zonas próximas a los

4. Observaciones y procesado

limbos en dos regiones distintas: este y oeste. Las imágenes de intensidad en el continuo para FD (I_c) están corregidas de la influencia Doppler como resultado de combinar los cinco filtergramas obtenidos (ver expresión 2.1 en el capítulo §2), mientras que para HR son filtergramas directos en intensidad del continuo (F_0).

Las series de datos pertenecientes a cada zona están listadas cronológicamente en la tabla 4.1, según la hora en la que fueron tomadas. Todas las imágenes son de 1024×850 píxeles. En la figura 4.1 se señalan las zonas correspondientes a los campos de HR con respecto a la imagen de FD. Son un total de dos pares de imágenes “intensidad-magnetogramas” para FD y 48 para HR. En estas últimas se han desechado aquellas que presentaban imperfecciones o grandes desplazamientos respecto a sus vecinas próximas. Las imágenes de intensidad y magnetogramas correspondientes a FD se presentan en la figura 4.2, y en HR se muestran en la figura 4.3 para el este y en la 4.4 para el oeste.

Tabla 4.1: Series de datos utilizadas correspondientes al 20 de agosto de 2002, ordenados cronológicamente atendiendo al período de observación en el que fueron tomados.

zona	n° imágenes	período de observación
oeste	23	16:22 – 16:48
este	25	16:55 – 17:20
disco completo	2	19:11 – 20:48

Procesado de imágenes

El estudio realizado requiere del conocimiento de las posiciones de la imagen en función del ángulo heliocéntrico. Por tanto, se calcula $\mu(x, y)$ para cada punto de las imágenes de intensidad y de señal magnética del disco solar. Para esto es necesario conocer las posiciones del centro del disco, que en el caso de las imágenes de FD y las del centro de HR, se obtienen de la cabecera de la imagen, pero para las imágenes de HR cercanas a los limbos, se obtienen a partir de un ajuste polinómico al borde del disco.

Para mejorar la relación señal-ruido y poder observar así estructuras más débiles, como las de la red en calma, se promedian las imágenes que se

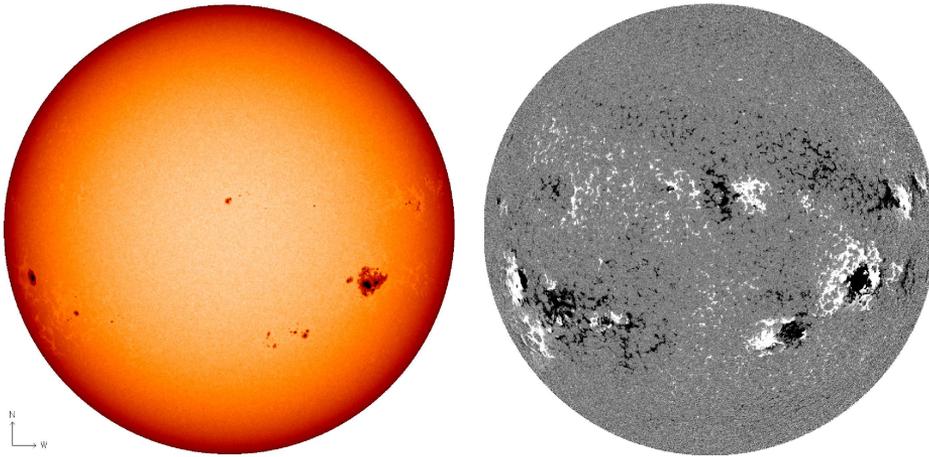


Figura 4.2: Imagen de intensidad y magnetograma de MDI para FD el 20 de agosto de 2002.

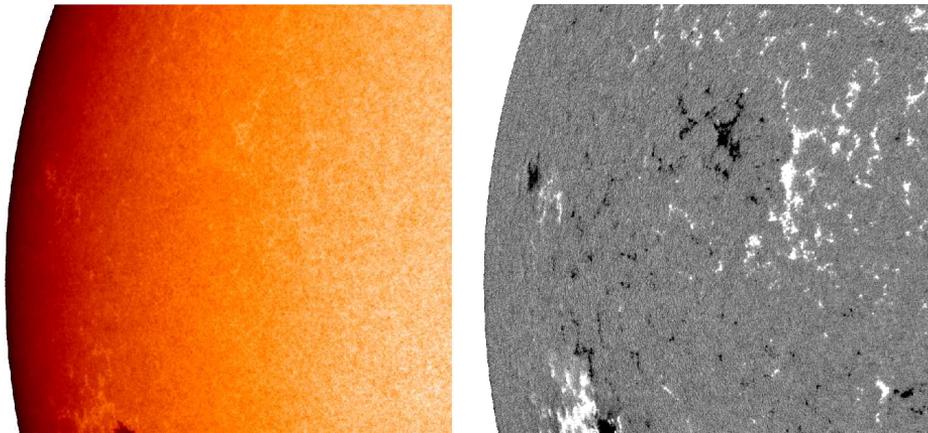


Figura 4.3: Imagen de intensidad y magnetograma de MDI para el este de HR el 20 de agosto de 2002.

utilizan en el estudio. Tanto las de intensidad (una vez corregidas del efecto LD¹) como los magnetogramas, se obtienen del promedio temporal de las imágenes individuales obtenidas con una cadencia de una por minuto. Para

¹La corrección del efecto LD se realiza a partir de un ajuste polinómico teniendo en cuenta los coeficientes de Allen (Cox, 2000).

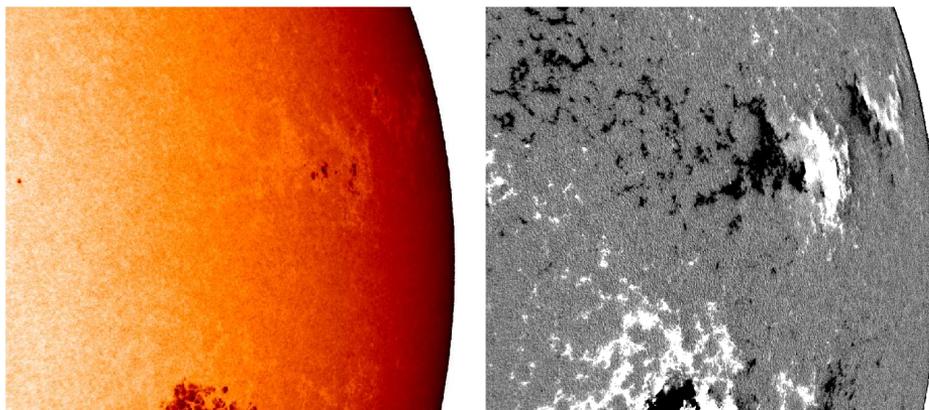


Figura 4.4: Imagen de intensidad y magnetograma de MDI para el oeste de HR el 20 de agosto de 2002.

los datos de HR se utilizan cinco imágenes consecutivas para obtener la imagen promedio, mientras que para los datos de FD se utilizan tan solo dos imágenes, por carecer de más. La imagen promedio se obtiene rotando las imágenes correspondientes a cada grupo respecto de la de referencia, que en el caso de los datos de HR coincide con la central y para los de FD, es la primera. De esta forma se compensan las diferencias temporales entre ellas debidas a la rotación solar y se promedian las señales de las mismas posiciones del disco correspondientes a cada imagen individual.

4.2. SST

Las imágenes tomadas por el SST utilizadas en esta tesis pertenecen a las campañas observacionales de los años 2005, 2006 y 2007 que se describen a continuación. En la tabla 2 del apéndice se resumen la principales características de las imágenes correspondientes.

4.2.1. Campaña de 2005

Los datos procesados para la campaña observacional de 2005 corresponden a imágenes en G-band y G-continuum en 4 series de imágenes para el día 11, 2 para el día 12, 12 para el día 13 y 2 para el día 15 de junio de

2005. Además, también se tomaron imágenes en Ca II H para seleccionar el FOV evitando concentraciones magnéticas. En este trabajo solo se utilizan imágenes correspondientes a los días 11 y 12 para la obtención de resultados descritos en el capítulo §7.

Observaciones

Para las imágenes en G-band se utilizó un filtro de banda ancha de 10.8 Å centrado en $\lambda 4305.6$ Å con un dispositivo de PD consistente en una combinación de dos prismas colocada frente a la cámara, que forma una imagen enfocada y otra desenfocada sobre cada mitad del campo del detector respectivamente. La cantidad de desenfoco es conocido y se utiliza como parámetro de entrada en las reconstrucciones del MOMFBD (ver apartado §3.4.3). En G-continuum se utilizó un filtro de banda ancha de 11 Å centrado en $\lambda 4363.9$ Å y para la línea de Ca II H un filtro de banda ancha de 2.9 Å centrado en $\lambda 3968.5$ Å.

Para cada una de las cámaras de G-band y G-continuum se tomaron aproximadamente 150 imágenes por minuto, aunque se realiza una preselección eligiendo las de mejor calidad para cada intervalo de 15 segundos. Para la cámara de Ca II H se tomaron aproximadamente 70 imágenes por minuto. Las 3 cámaras estaban sincronizadas mediante un *chopper* aunque solamente entre las de G-band y G-continuum existen imágenes estrictamente simultáneas. Las imágenes en G-band y G-continuum cubren un FOV de $62''.9 \times 42''.3$, mientras que la imagen en Ca II H, de $83''.2 \times 84''.0$. La escala espacial de las imágenes es de $0''.041/\text{pix}$. La tabla 4.2 resume los principales parámetros del SST durante la campaña de 2005.

Las imágenes de la figura 4.5 muestran la correspondencia entre los campos obtenidos en G-band y G-continuum (en verde) con respecto al obtenido en Ca II H (en anaranjado) y este a su vez con respecto al de MDI, para lo que se ha rotado unos 146° en sentido horario.

Procesado de imágenes

En el capítulo §3 se explica la importancia del procesado de imágenes sobre las imágenes proporcionadas por el SST para corregir de las aberra-

4. Observaciones y procesado

Tabla 4.2: Características principales del SST durante la campaña de 2005.

Filtro	G-band	G-continuum	Ca II H
λ (Å)	4305.6	4363.9	3968.8
FWHM (Å)	10.8	11	2.9
CCD	Modelo	Kodak M. Plus (10 bits)	Kodak M. Plus (10 bits)
	Dim (pix)	1534×1032	1534×1032
	Píxel (μm)	9	9
FOV ($''^2$)	62.9×42.3 (enf + desenf)	62.9×42.3	83.2×84.0
IS ($''/\text{pix}$)	0.041	0.041	0.041

ciones introducidas por el instrumento y la atmósfera. A continuación se describe el procedimiento aplicado sobre las imágenes de la campaña de observaciones del año 2005 siguiendo las pautas indicadas.

El primer paso del tratamiento de imágenes consiste en la corrección de *flat-field* y la sustracción de la corriente de oscuridad, mediante el proceso descrito en el apartado §3.6.1 a partir de las imágenes de flats y darks obtenidas temporalmente próximas a las de ciencia. A pesar de no haber sido restauradas, las imágenes de Ca II H también han sido corregidas de *flat-field* y de *dark-current*, con el propósito de facilitar la tarea de determinar la correspondencia entre FOVs.

El tratamiento no se ha realizado para todos los datos de la campaña, sino que se han seleccionado aquellos de buena calidad, de modo que se ha trabajado con las imágenes de los días 11, 12, 13 y 15 de junio de 2005. Para cada día, se selecciona el rango óptimo de imágenes sin interrupciones temporales y de alta calidad de cada serie y se restauran utilizando la técnica de MOMFBD descrita en el apartado §3.4.3 para dos objetos (G-band y G-continuum) a partir de múltiples imágenes y utilizando PD en G-band. La simultaneidad entre las imágenes en G-band y con respecto a las de G-continuum hacen posible este tipo de restauración, aunque debido a que el par de imágenes de PD son tomadas en una única cámara del mismo tamaño que la del G-continuum, se produce una pérdida de aproximadamente la mitad del FOV en G-continuum, de modo que finalmente, después de la restauración, las imágenes en G-band y G-continuum poseen

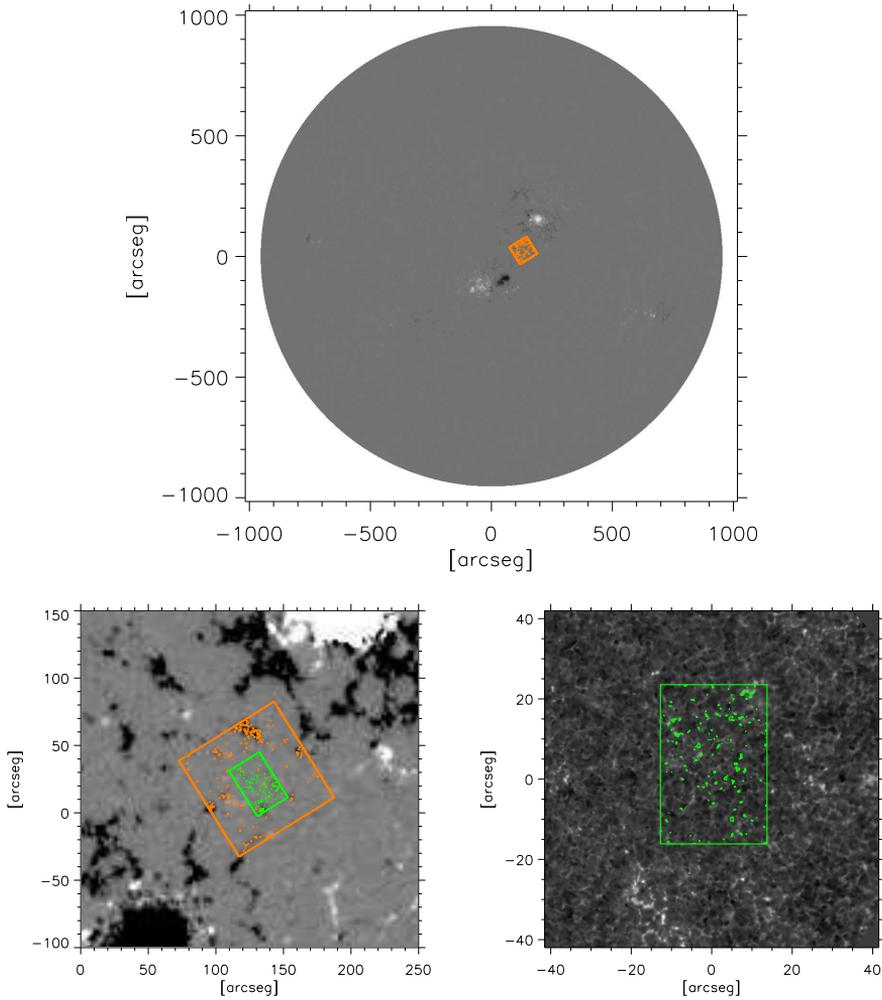


Figura 4.5: Correspondencia entre los FOVs de las imágenes de MDI (de fondo, arriba y abajo a la izquierda) y del SST del 11 de junio de 2005, con contornos en anaranjado para el Ca II H y en verde para el G-band. A la derecha, correspondencia entre el FOV del Ca II H (de fondo) y el de G-band (con contornos en verde).

un FOV de $26''.5 \times 39''.7$, cada una. La restauración se realiza tomando conjuntos de imágenes comprimidas en intervalos temporales de ~ 20 s, con un número de imágenes variable para cada grupo debido a la preselección

4. Observaciones y procesado

realizada previamente, siendo 5 por cada objeto, el número mínimo y en torno a 50 el máximo. La resolución conseguida al final del proceso es próxima al límite de difracción del telescopio, esto es, $\sim 0''.1$. La tabla 4.3 resume las principales características de las imágenes resultantes.

Tabla 4.3: Resumen de las principales características de las imágenes resultantes de 2005 tras la restauración, con información de las imágenes de origen.

Objetos	Nº de imágs. por objeto	Imágenes resultantes	Cadencia	FOV ($''^2$)	Resol. ($''$)
G-band ^{<i>focus</i>}					
G-band ^{<i>defocus</i>}	5 - 50	G-band	~ 20 s	26.5×39.7	~ 0.1
G-cont		G-cont			

Las imágenes analizadas en este trabajo pertenecen a la segunda serie del día 11 y a la sexta y la duodécima del día 13. Tras la aplicación del código, han sido procesadas siguiendo las correcciones expuestas en el apartado §3.6.2 (alinear las imágenes, eliminar el *stretching* y aplicar un filtro subsónico).

4.2.2. Campaña de 2006

Las observaciones correspondientes a la campaña observacional del año 2006 se utilizan para el estudio realizado en el apartado §7.2.

Observaciones

Las observaciones se realizaron el día 7 de agosto de 2006 entre las 8:19:00 y las 10:31:44, en regiones de IN de Sol en calma lejos de zonas activas con el SST. Los datos son series temporales de imágenes tomados a ocho diferentes ángulos heliocéntricos, θ , con $\mu =$ desde 0.34 hasta ~ 1 . En la tabla 7.1 se muestran los ángulos heliocéntricos de cada serie, así como la hora (UT) de observación. El *seeing* fue variable, con períodos excelentes. Para el análisis presentado a continuación solo se utilizaron las mejores imágenes.

Las imágenes de la figura 4.6 muestran la correspondencia entre los campos del SST pertenecientes a cada una de las 8 series con respecto al

de MDI (arriba). Además, también se presenta la relación para una de las series próxima al centro del disco, en G-band (en verde) con respecto al obtenido en Ca II H (en anaranjado) y este a su vez con respecto al de MDI, para lo que se ha rotado unos 175° en sentido horario.

Las imágenes fueron tomadas en el canal azul simultáneamente en G-band ($\lambda 4305.6 \text{ \AA}$; FWHM 10.8 \AA) y en G-continuum ($\lambda 4363.9 \text{ \AA}$; FWHM 11 \AA). Esta última longitud de onda se grabó en 2 cámaras independientes, una enfocada y otra desenfocada 9 mm (en dirección opuesta a la procedencia de la luz solar) produciendo pares de imágenes simultáneas para la aplicación de la técnica de PD. Cada cámara adquiría continuamente imágenes a un ritmo de 100 min^{-1} . Además, también se tomaron imágenes en Ca II H ($\lambda 3968.5 \text{ \AA}$; FWHM 1.1 \AA) para evitar regiones activas en el FOV. La resolución de las imágenes era de $0''.0405/\text{pix}$.

Las cámaras de G-band y G-continuum cubrían un FOV de $62''.2 \times 41''.5$ y la de Ca II H de $82''.0 \times 82''.9$. Las cámaras de G-band y G-continuum estaban sincronizadas mediante un *chopper* mientras que la de Ca II H era independiente. La tabla 4.4 resume las principales características de observación del SST para el canal azul durante la campaña de 2006.

Tabla 4.4: Principales características de observación del canal azul del SST durante la campaña de 2006.

Filtro	G-band	G-continuum	Ca II H
$\lambda \text{ (\AA)}$	4305.6	4363.9	3968.5
FWHM (\AA)	10.8	11	1.1
Modelo	Redlake M. Plus II (12bits)	Kodak M. Plus (10 bits)	Kodak M. Plus (10 bits)
CCD Dim (pix)	1536×1024	1536×1024	2024×2048
CCD Píxel (μm)	9	9	9
FOV ($''^2$)	62.2×41.5	62.2×41.5	82.0×82.9
IS ($''/\text{pix}$)	0.0405	0.0405	0.0405

Procesado de imágenes

Las imágenes de la campaña de 2006 han sido tratadas de forma análoga a la de la campaña de 2005 (apartado §4.2.1) para optimizar su calidad,

4. Observaciones y procesado

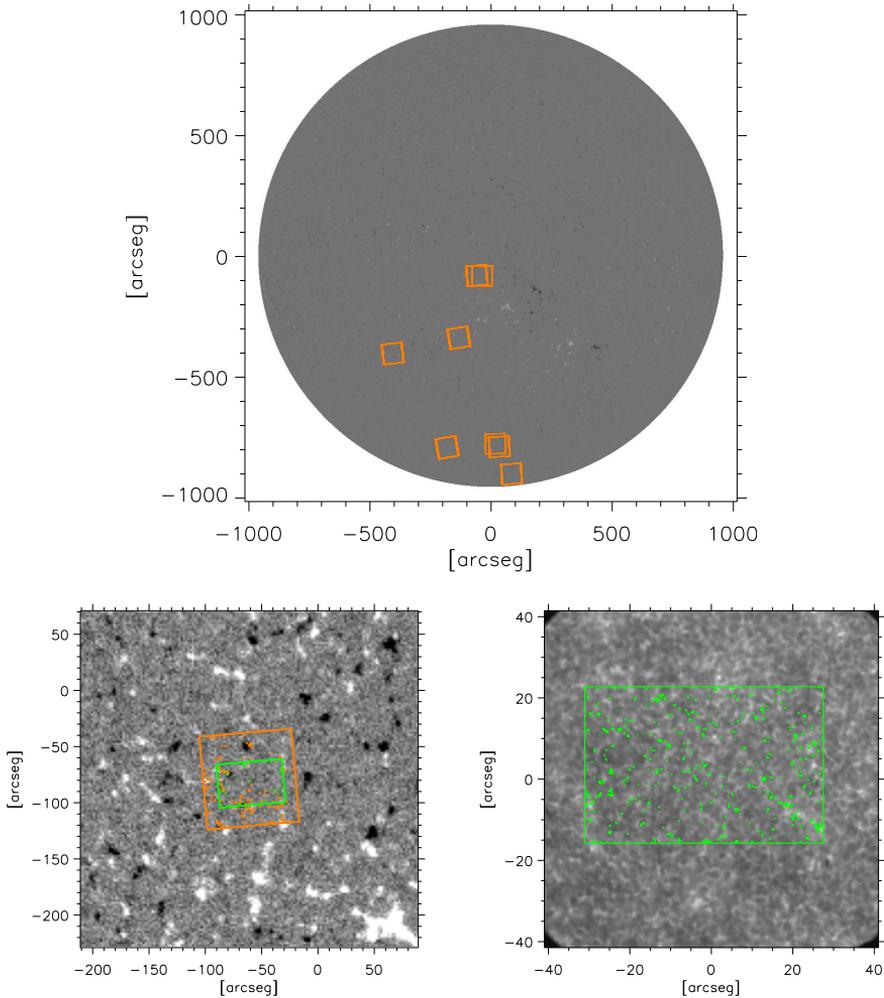


Figura 4.6: Correspondencia entre los FOVs de las imágenes de MDI (de fondo, arriba y abajo a la izquierda) y del SST del 7 de agosto de 2006, con contornos en anaranjado para el Ca II H y en verde para el G-band. A la derecha, correspondencia entre el FOV del Ca II H (de fondo) y el de G-band (con contornos en verde). La figura superior muestra los FOVs pertenecientes a cada una de las 8 series, mientras que las inferiores corresponden a una serie del centro del disco.

corrigiendo de los efectos de la atmósfera y el telescopio.

El procesado para el material de la campaña de 2006 se realiza para G-band y para el par de imágenes de PD en G-continuum correspondientes al día 7 de agosto.

Una vez seleccionado el rango óptimo de imágenes de alta calidad en cada serie, las imágenes son sometidas a un pre-procesado para la sustracción de la corriente de oscuridad, la corrección de *flat-field* y la eliminación de señal espuria y bordes. A continuación, se restauran utilizando la técnica de MOMFBD descrita en el apartado §3.4.3 para dos objetos (G-band y G-continuum) a partir de múltiples imágenes y utilizando PD (en G-continuum), es decir, conjugando información de tres objetos. Se combinaron conjuntos de ~ 31 imágenes para cada objeto (es decir, un total de $\sim 3 \times 31$ imágenes) para producir un único par de imágenes simultáneas restauradas en G-band y G-continuum. De esta forma, se obtienen 2 series temporales de imágenes restauradas con una cadencia de ~ 10 s, un FOV efectivo de $58''.563 \times 38''.556$ y una resolución angular próxima al límite de difracción del telescopio en las longitudes de onda utilizadas ($\sim 0''.1$). Además, las series fueron mejoradas en un laborioso procesamiento descrito en el apartado §3.6.2 que incluye corrección de la rotación del campo diuro, alineado rígido, proceso de *de-stretching* para eliminar la distorsión de la imagen y filtrado subsónico que suprime los modos p y residuos del *de-stretching*. La tabla 4.5 resume las principales características de las imágenes resultantes.

Tabla 4.5: Resumen de las principales características de las imágenes resultantes de 2006 tras la restauración, con información de las imágenes de origen.

Objetos	Nº de imágs. por objeto	Imágenes resultantes	Cadencia	FOV ($''^2$)	Resol. ($''$)
G-band	~ 31	G-band	~ 10 s	58.6×38.6	~ 0.1
G-cont ^{focus}		G-cont			
G-cont ^{defocus}					

El resultado final del proceso de reducción ofrece 2 series temporales (G-band y G-continuum) para cada una de las ocho posiciones heliocéntricas observadas en el disco solar, abarcando de 28 a 100 imágenes (~ 5 a ~ 17 min), como muestra la tabla 7.1. El conjunto de imágenes posee

4. Observaciones y procesado

una resolución angular homogénea y cubre un amplio rango de ángulos heliocéntricos. En la figura 4.7 se presenta un mosaico compuesto por regiones con presencia de BPs, correspondientes a cada una de las series, ordenadas de mayor a menor μ (de izquierda a derecha y de arriba a abajo). Una imagen en G-band de excelente calidad perteneciente a la serie 6, aproximadamente en el centro del disco, se presenta en la figura 4.8.

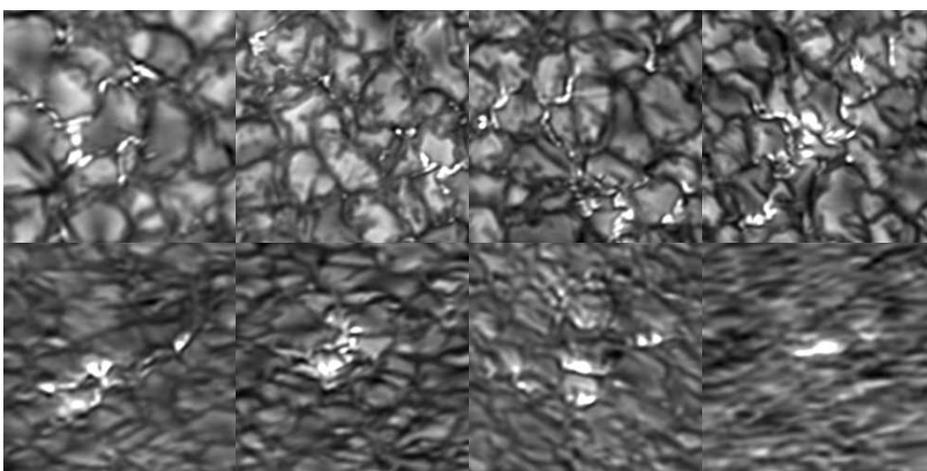


Figura 4.7: Mosaico de imágenes correspondientes a zonas con BPs en cada una de las ocho series estudiadas, ordenadas de mayor a menor μ (de izquierda a derecha y de arriba a abajo).

4.2.3. Campaña de 2007

Las imágenes correspondientes a la campaña observacional del SST en 2007 se han utilizado para un extenso estudio de los puntos brillantes en el capítulo §6. Además, a través de ellas se descubrieron los pequeños movimientos en vórtice en la superficie del Sol (ver apartado §7.3.1).

Observaciones

Los datos fueron tomados en el SST el día 29 de septiembre de 2007 entre las 8:39 y las 9:46 UT cerca del centro del disco ($\mu \approx 1$) en una zona

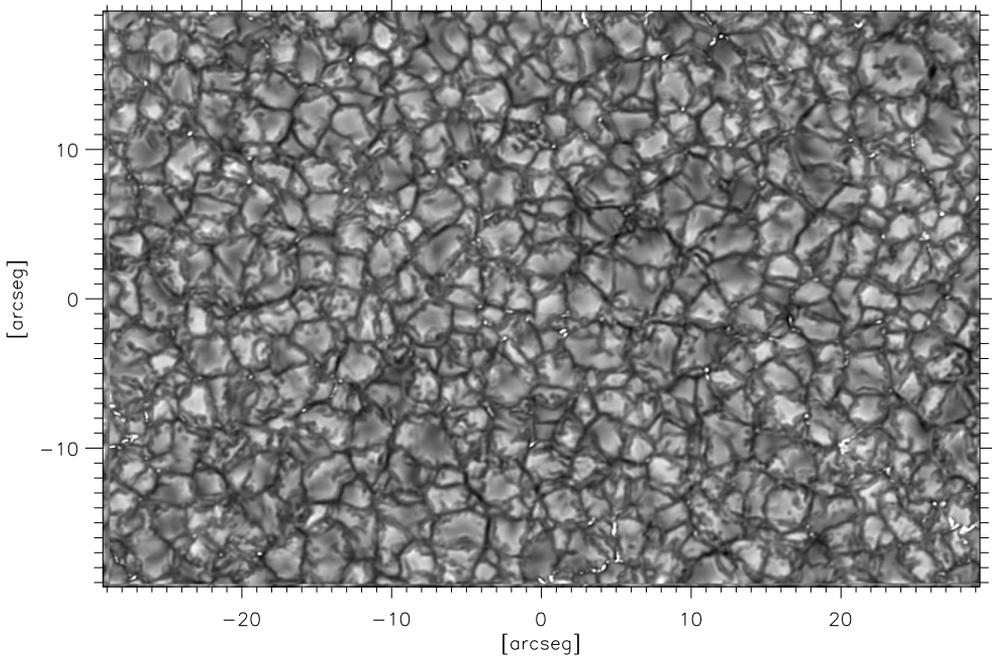


Figura 4.8: Imagen en G-band perteneciente al centro del disco.

de Sol en calma. Los resultados son complementados con otros obtenidos simultáneamente a partir de observaciones con el Telescopio Óptico Solar (SOT) a bordo de Hinode durante la campaña conjunta de instrumentos de Hinode y los telescopios solares de las Islas Canarias (HOP 0014). Esta campaña, de 3 semanas de duración, tenía por objetivo el estudio del magnetismo del Sol en calma y de regiones activas.

Los datos obtenidos en el SST son dos series temporales simultáneas en los canales azul y rojo entre las 8:39:39 y las 9:46:07 UT. La serie del canal azul se interrumpió hacia la mitad durante ~ 5 minutos por fallo en el sistema informático. Los momentos de *seeing* excelente durante la toma de datos han permitido obtener imágenes restauradas de muy alta calidad.

Las imágenes de la figura 4.9 muestran la correspondencia entre el

4. Observaciones y procesado

campo del Ca II H obtenido con el SST respecto al del magnetograma de MDI para el 29 de septiembre de 2007, estando rotada la primera unos 297° en sentido horario.

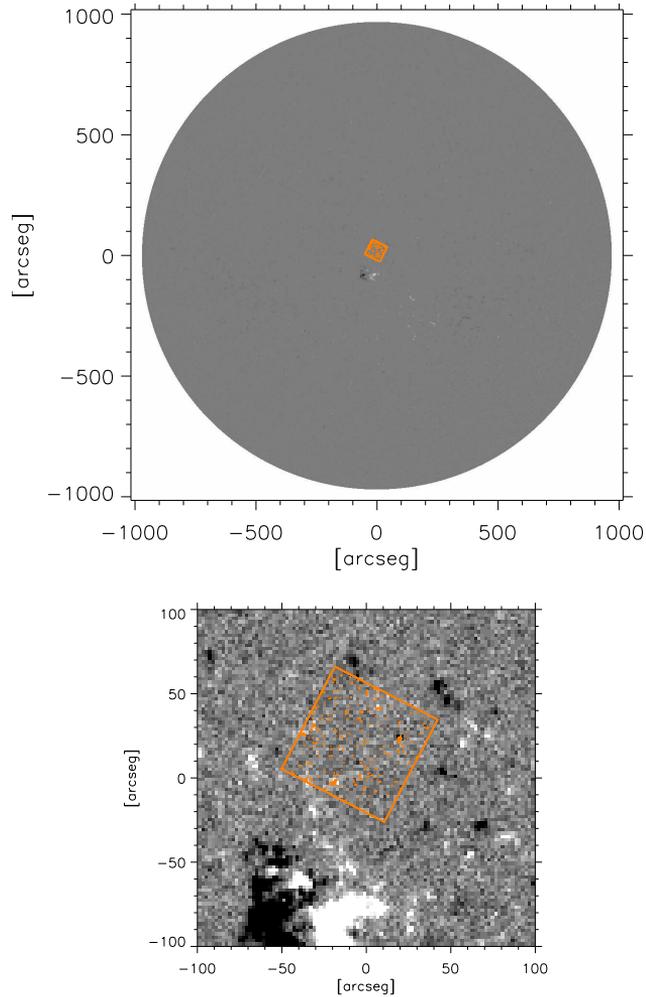


Figura 4.9: Correspondencia entre los FOVs de las imágenes de MDI (de fondo) y del SST del 29 de septiembre de 2007, con contornos en anaranjado para el Ca II H.

☼ Canal azul

En el canal azul, las imágenes del SST fueron tomadas en G-band con un filtro de banda ancha de 10.8 Å centrado en $\lambda 4305.6$ Å, en el centro de la línea de Ca II H con un filtro de banda ancha de 1.1 Å centrado en $\lambda 3968.5$ Å y en el continuo próximo a Ca II H, entre las líneas K y H, con un ancho de banda de 10 Å centrado en $\lambda 3953.7$ Å. Esta última longitud de onda se observó en dos cámaras independientes, una enfocada y otra desenfocada formando pares de PD. Para generar el desenfoco en esta última imagen, se desplazó la cámara 9 mm en dirección opuesta a la procedencia de la luz solar. Este desplazamiento es un parámetro de entrada en el código MOMFBD (ver apartado §3.4.3).

Para cada una de las cuatro cámaras utilizadas, se tomaron aproximadamente 500 imágenes por minuto. La escala de las imágenes en el canal azul es de $0''.034/\text{pix}$ y cubren un FOV de $69''.6 \times 69''.6$.

☼ Canal rojo

En el canal rojo se utilizó el SOUP (ver apartado §2.1.1) para la obtención de imágenes en la línea $\lambda 6302.5$ Å de Fe I y en la línea $\lambda 6562.8$ Å de H α . Un prefiltro de FWHM ~ 8 Å situado delante realiza una primera selección de la longitud de onda para la luz entrante, luego el filtro birrefringente ajusta esta longitud de onda a una posición espectral con FWHM = 72 mÅ para Fe I y FWHM = 128 mÅ para H α . Un modulador compuesto por retardadores de cristal líquido situado entre ambos filtros variaba entre dos estados para producir LCP y RCP en cada posición espectral de la línea. Así, en la cámara situada a continuación del SOUP, se tomaron secuencialmente imágenes en ciclos de 125 imágenes en cada estado de polarización para el continuo espectral (I_{cont}) y para cada una de las dos alas a ± 50 mÅ del centro de la línea de Fe I (I_{RCP}^{azul} , I_{LCP}^{azul} , I_{RCP}^{rojo} y I_{LCP}^{rojo}), además de 125 imágenes para el centro de la línea de H α . Un divisor de haz enfrente del filtro SOUP deflectaba el 10 % de la luz para producir pares de imágenes PD (en foco y fuera de foco) de banda ancha (I_{WB}^{focus} e $I_{WB}^{defocus}$, con WB \equiv banda ancha (*Wide Band*)) que, combinadas con las imágenes de banda estrecha del SOUP, permiten reconstrucciones con MOMFBD. El tiempo requerido para cubrir un ciclo completo en la toma

4. Observaciones y procesado

de datos con la cámara del SOUP (continuo espectral y dos alas en los dos estados de polarización, en la línea del Fe I y centro de la línea de $H\alpha$) era de ~ 1 min. En ~ 1 min, en cada una de tres cámaras del canal rojo se grababan aproximadamente 900 imágenes. La escala de las imágenes en el canal rojo es de $0''.0651/\text{pix}$ y su campo es de $66''.7 \times 66''.7$.

La tabla 4.6 resume las características principales de los filtros del SST usados.

Tabla 4.6: Principales características de observación de los canales azul y rojo del SST durante la campaña de 2007.

Canal	azul			rojo		
Filtro	G-band	Ca II H	Continuo de Ca II H	Fe I	$H\alpha$	
λ (Å)	4305.6	3968.5	3953.7	6302.5	6562.8	
FWHM (Å)	10.8	1.1	10	72×10^{-3}	128×10^{-3}	
CCD	Modelo	Kodak M. Plus II (12bits)	Kodak M. Plus II (12bits)	Kodak M. Plus II (12bits)	Sarnoff (12bits)	Sarnoff (12bits)
	Dim (pix)	2048×2048	2048×2048	2048×2048	1024×1024	1024×1024
	Píxel (μm)	7.4	7.4	7.4	16	16
FOV ($''^2$)	69.6×69.6	69.6×69.6	69.6×69.6	66.7×66.7	66.7×66.7	
IS ($''/\text{pix}$)	0.034	0.034	0.034	0.0651	0.0651	

Procesado de imágenes

La calidad de las imágenes obtenidas por el SST con correcciones a tiempo real mediante AO es excelente, pero tal como se menciona en el capítulo §2, el tratamiento post-facto mejora esta calidad notablemente. A continuación se detalla el procedimiento llevado a cabo durante este tratamiento post-facto.

En primer lugar, las imágenes obtenidas del telescopio se corrigen de *flat-field* y se sustraen la corriente de oscuridad o dark currents. En el apartado §3.6.1 se explica con más detalle el proceso general llevado a cabo para la corrección con las imágenes de *flat-field* y *dark-current*. En ambos

canales, se utilizan las imágenes de flats y darks obtenidas temporalmente próximas a las de ciencia.

✧ Canal azul

El procesado en el canal azul se centra principalmente en las imágenes en G-band, ya que en ellas se realiza fundamentalmente el análisis llevado a cabo. Se restauraron la mayor parte de los datos en G-band pero también se utilizaron algunas imágenes en Ca II H para comparar por inspección visual. En ambos casos, el procedimiento realizado es similar.

Las series en G-band fueron restauradas utilizando la técnica de MFBD descrita en el apartado §3.4.2 para un solo objeto (G-band) a partir de múltiples imágenes con deconvolución ciega (sin diversidad de fase). Para ello, en primer lugar se seleccionó un rango óptimo sin interrupciones temporales y de alta calidad. La restauración se realizó combinando grupos ~ 125 imágenes correspondientes a espacios temporales de 15 segundos, ya que durante este período la evolución temporal de los BPs no muestra variaciones significativas.

El resultado del proceso para G-band son 2 series de imágenes restauradas con una discontinuidad de ~ 5 minutos entre ellas. La primera, con un total de 77 imágenes correspondientes a 19 minutos de observación y la segunda, con 129 imágenes correspondientes a 32 minutos. Las imágenes resultantes poseen una resolución angular próxima al límite de difracción del SST en esa longitud de onda ($0''.1$), y un FOV efectivo de $68''.5 \times 68''.5$. La diferencia entre éste y el de las imágenes originales ($69''.6 \times 69''.6$) se debe al procedimiento interno realizado por el MFBD.

Tras esta restauración, y con el fin de beneficiar el análisis, las series fueron depuradas con la aplicación de las correcciones finales descritas en el apartado §3.6.2 (corrección de la rotación del campo diurno, alineado rígido, *de-stretching* para eliminar la distorsión de la imagen y filtrado subsónico que suprime los modos p y residuos del *de-stretching*).

Para el Ca II H, se eligieron tan solo aquellas imágenes coincidentes temporalmente con las utilizadas en la restauración de la mejor imagen en

G-band, la anterior a ésta y las dos posteriores. Análogamente a G-band, la restauración se realizó a través de MFBD para un solo objeto (Ca II H) a partir de múltiples imágenes con deconvolución ciega. Cada imagen resultante es también fruto de la restauración de ~ 125 imágenes con una cadencia de ~ 15 segundos, y posee un FOV efectivo de $68''.5 \times 68''.5$. Estas imágenes resultantes presentan patrones de interferencia procedentes de las imágenes originales. Este fue uno de los motivos por los que no se restauraron las imágenes de Ca II H conjuntamente con las de G-band.

✧ Canal rojo

Las imágenes del canal rojo fueron procesadas con el objetivo principal de construir magnetogramas longitudinales. Para la reconstrucción se utilizaron las imágenes correspondientes a la serie ininterrumpida de buena calidad coincidente temporalmente con las dos series restauradas en el canal azul. Fueron procesadas con la técnica del MOMFBD para múltiples objetos (I_{RCP}^{azul} , I_{LCP}^{azul} , I_{RCP}^{rojo} , I_{LCP}^{rojo} , I_{cont} , I_{WB}^{focus} e $I_{WB}^{defocus}$) a partir de múltiples imágenes. La restauración se realizó agrupando las imágenes obtenidas en el tiempo necesario para adquirir los siete tipos de imágenes en la cámara del SOUP (un ciclo completo), esto es, ~ 1 min.

Para la realización de cada magnetograma, se procesaron sets del SOUP de 125 imágenes para cada estado de polarización en cada uno de los dos flancos y en el continuo de la línea del Fe I, y 500 imágenes para cada uno de los componentes de banda ancha del par PD, es decir, 1750 imágenes para producir seis restauradas: I_{RCP}^{azul} , I_{LCP}^{azul} , I_{RCP}^{rojo} , I_{LCP}^{rojo} , I_{cont} e I_{WB} . Las imágenes de $H\alpha$ no fueron procesadas porque no son necesarias para el propósito de este trabajo y además porque con ellas se ampliaría el enorme tiempo computacional que requieren las restauraciones. Las imágenes de I_{WB} son restauradas únicamente debido a la información de PD que aporta al MOMFBD.

El resultado final es una serie de 66 imágenes correspondiente a 1 hora y 6 minutos de observación con un FOV efectivo de $58''.9 \times 57''.1$. Su pequeña reducción con respecto al observado ($66''.7 \times 66''.7$) se debe al procedimiento interno del MOMFBD.

Los magnetogramas se obtienen de las imágenes finales a partir de la siguiente expresión:

$$M = \frac{1}{2} \left[\frac{I_{RCP}^{azul} - I_{LCP}^{azul}}{I_{RCP}^{azul} + I_{LCP}^{azul}} - \frac{I_{RCP}^{rojo} - I_{LCP}^{rojo}}{I_{RCP}^{rojo} + I_{LCP}^{rojo}} \right] \quad (4.1)$$

En la tabla 4.7 se resumen las principales características de las imágenes resultantes en los canales azul y rojo correspondientes a las imágenes tomadas en el año 2007.

Tabla 4.7: Resumen de las principales características de las imágenes resultantes de 2007 tras la restauración, con información de las imágenes de origen.

Canal	Objetos	Nº de imágs. por objeto	Imágenes resultantes	Cadencia	FOV ($''^2$)	Resol. ($''$)
Azul	G-band	~ 125	G-band	~ 15 s	68.5×68.5	~ 0.1
	Ca II H	~ 125	Ca II H	~ 15 s	68.5×68.5	~ 0.1
Rojo	$I_{RCP}^{azul}, I_{LCP}^{azul},$ $I_{RCP}^{rojo}, I_{LCP}^{rojo}$	~ 125	$I_{RCP}^{azul}, I_{LCP}^{azul},$ $I_{RCP}^{rojo}, I_{LCP}^{rojo}$	~ 1 m	58.9×57.1	~ 0.1
	I_{cont}	~ 250	I_{cont}			
	$I_{WB}^{focus}, I_{WB}^{defocus}$	~ 500	I_{WB}			

4.3. Hinode

Las imágenes de Hinode han sido utilizadas en el capítulo §6 para la comparación de resultados obtenidos a partir de datos del SST. Los datos corresponden al 29 de septiembre de 2007 en una zona de Sol tranquilo próxima al centro del disco. El resumen de las principales características de las imágenes puede verse en la tabla 3 del apéndice.

Observaciones

Los ficheros de Hinode se clasifican en: datos de ciencia (niveles 0 y 1), datos de estado, datos de calibración y productos (niveles 2 y Q).

Los datos de ciencia de los niveles 0 y 1 se crean a partir de los paquetes de datos de observación de los instrumentos científicos y de información

4. Observaciones y procesado

adicional de la base de datos de la observación. Los datos de nivel 0 son datos telemétricos sin tratar, mientras que los datos de nivel 1 son datos completamente calibrados. Los productos de niveles altos (nivel 2 y Q) se crean a partir de los datos de ciencia (nivel 1 y 0, respectivamente) para diversos fines. El objetivo de los datos de nivel 2 es el análisis cuantitativo, y el de los de nivel Q es facilitar información y análisis cualitativo (Matsuzaki et ál., 2007).

De los ficheros de SOT, se encuentran por separado los filtergramas (FG) de los procedentes de la espectropolarimetría (SP), de forma que los ficheros de datos de Hinode se crean por separado para SOT/FG, SOT/SP, XRT, y EIS. Los ficheros del SOT son imágenes CCD sin tratar. Los del SOT/FG, consisten de un observable: una sola imagen o un conjunto de imágenes obtenidas para crear un Dopplergrama o un magnetograma.

Después de descargar los datos, los ficheros de datos se pueden leer con interfaces de aplicaciones incluidas en el paquete de Hinode de SolarSoft. El análisis se puede realizar con programas propios y con herramientas de análisis existentes, como las del paquete de SolarSoft.

Los datos de Hinode utilizados en este estudio son datos de nivel 1 tomados por SOT. Fueron tomados el 29 de septiembre de 2007 durante el periodo comprendido entre las 8:40 UT y las 9:20 UT. Casi toda el área del FOV de Hinode fue cubierta por la del FOV del SST.

Se usaron filtergramas obtenidos por el SOT/BFI (ver apartado §2.3.1) en el centro de la línea de Ca II H en $\lambda 3968.5 \text{ \AA}$ con $\text{FWHM} = 300 \text{ m\AA}$. La escala de la imagen es de $0''.0544$ por píxel, su FOV de $19''.2 \times 74''.1$, y la cadencia de ~ 35 segundos. Además, también se usaron magnetogramas obtenidos en la línea $\lambda 5172.7 \text{ \AA}$ de Mg I mediante el SOT/NFI, con una cadencia de ~ 20 s, una escala de la imagen de $0''.08$ por píxel y un FOV de $15''.4 \times 65''.3$.

Procesado de imágenes

Los datos obtenidos por el SOT de Hinode están corregidos de *flat-field* y *dark-current* y se descontaminaron de los efectos de los rayos cósmicos a

través de las rutinas estándares de SolarSoft en IDL. Además, con la misma rutina utilizada para los datos del SST, se aplicó un filtro subsónico para eliminar las oscilaciones de alta frecuencia temporal y así deshacerse de los modos p.

5

Contraste de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera

Las variaciones de la irradiancia solar contienen claves del enigmático ciclo magnético solar y de su potencial impacto en el clima de la Tierra. Dichas variaciones no se comprenden completamente, debido principalmente a incertidumbres en la contribución de las pequeñas estructuras magnéticas de las regiones activas, la red magnética y la IN del Sol en calma. La CLV de estas estructuras proporciona información acerca de dicha contribución, pero esta CLV no está del todo bien definida, siendo así una importante fuente de errores en la estimación de la contribución de las pequeñas estructuras a las variaciones de la irradiancia. Uno de los grandes motivos de esta incertidumbre es la dificultad en la identificación y medida de estas estructuras magnéticas ya que, actualmente su observación se encuentra en el límite de resolución disponible y esto conduce frecuentemente a resultados incompatibles y controvertidos.

El principal propósito de este capítulo es examinar las propiedades radiativas de las pequeñas estructuras magnéticas presentes en la superficie del disco solar y analizar el efecto de la resolución espacial de las observaciones en su identificación y estudio. Para ello se examina en detalle el contraste de pequeñas estructuras en función del ángulo heliocéntrico y del campo magnético asociado para tres resoluciones distintas. El contraste se

determina por fotometría relativa y la señal magnética casi simultánea se usa para diferenciar áreas magnéticas de Sol en calma en las imágenes de continuo. Los datos utilizados en este trabajo han sido obtenidos por el instrumento MDI a bordo del satélite SoHO.

5.1. Introducción

Los tubos de campo magnético emergiendo en la fotosfera son los principales contribuyentes en las variaciones de la irradiancia con el tiempo (v.g., [Solanki y Fligge, 2002](#)). El conocimiento de las propiedades radiativas de las estructuras magnéticas de la fotosfera es de gran importancia, por lo tanto, para entender la irradiancia solar. Se considera que las variaciones de irradiancia en escalas de tiempo de días a semanas están dominadas por manchas y regiones faculares activas. Pero las medidas de satélites espaciales revelan una variación en la irradiancia de $\approx 0.1\%$ entre el mínimo y el máximo del ciclo de actividad solar. Esta variación de largo período en la irradiancia podría ser debida en gran medida a las estructuras magnéticas de pequeña escala. Sin embargo, las incertidumbres en el contraste de las pequeñas estructuras son aún una de las mayores fuentes de error en los modelos de variaciones de irradiancia solar, ya que nuestro conocimiento del brillo de estas estructuras es incompleto.

Hay numerosos estudios publicados acerca de medidas de la CLV de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera que satisfacen el modelo de “pared caliente” (v.g., [Lawrence y Chapman, 1988](#); [Topka et ál., 1997](#); [Ortiz et ál., 2002](#); [Ermolli et ál., 2003](#); [Centrone y Ermolli, 2003](#); [Foukal et ál., 2004](#); [Domingo et ál., 2005](#); [Cabello y Domingo, 2006](#)). Estos estudios sobre la CLV muestran diversidad de resultados debido fundamentalmente a la utilización de distintos métodos para la identificación de estructuras. La resolución espacial juega un papel muy importante en la identificación de estas estructuras y por tanto, en la determinación de sus contrastes de intensidad. Además, la longitud de onda y el rango de ángulos heliocéntricos utilizados en cada estudio, así como el factor de llenado magnético y el tamaño de las estructuras seleccionadas, condicionan los resultados. Esto complica la comparación de los resultados de contrastes obtenidos por diferentes autores. Existe acuerdo en que el contraste de in-

tensidad de pequeñas estructuras es bajo en el centro del disco y aumenta hacia el limbo. Sin embargo, no existe acuerdo en cuanto a los valores de este contraste en el continuo cerca del centro del disco. Además, existe un gran debate en torno a si el contraste continúa aumentando hacia el limbo más allá de $\mu \leq 0.2$ o si tiene su máximo en algún sitio alrededor de este valor.

La ampliación de estudios similares realizados con diferentes técnicas a partir de datos del mismo instrumento contribuyen a mejorar el conocimiento del comportamiento de las pequeñas estructuras y con ello su contribución a las variaciones de irradiancia.

5.2. Análisis de datos

En este capítulo se utilizan datos obtenidos por el instrumento MDI a bordo del observatorio espacial SoHO, debido a que son fácilmente accesibles y poseen propiedades estables, en el sentido de que presentan continuidad temporal y homogeneidad en la calidad. Además, se trata de imágenes fotométricas y magnéticas casi simultáneas en dos resoluciones espaciales distintas, $4''$ y $1''.2$ ($2 \times 2''/\text{pix}$ y $2 \times 0''.6/\text{pix}$, respectivamente), lo que también permite un análisis del efecto de la resolución en el estudio del contraste.

Uno de los aspectos de interés de este trabajo es la simultaneidad entre las imágenes de intensidad y de la señal magnética longitudinal, pues permite que puedan ser comparadas píxel a píxel. De esta forma, la señal de los magnetogramas permite diferenciar áreas magnéticamente activas de las de Sol en calma en las imágenes de intensidad. El contraste se determina por fotometría relativa eliminando previamente manchas y poros.

La determinación del contraste de pequeñas estructuras magnéticas requiere de procedimientos analíticos que permitan identificar la distribución superficial de aquellas estructuras magnéticas solares que contribuyen a las variaciones de la irradiancia. Se examinan pares de magnetogramas e imágenes de intensidad del continuo fotosférico simultáneos o casi simultáneos para separar las regiones activas de las de Sol en calma. Para

la selección de los elementos magnéticos se determina el nivel de ruido a través de la desviación estándar de la señal magnética, usando un criterio similar al de [Ortiz et ál. \(2002\)](#) y [Ortiz \(2003\)](#). Este es un paso clave, ya que la selección de los elementos del disco depende completamente de estos niveles de ruido, que son distintos para cada caso.

A continuación se describen detalladamente las líneas generales seguidas para los procedimientos llevados a cabo y los criterios tomados en el análisis de datos.

Intensidad de fondo del Sol en calma

Para obtener el contraste de las estructuras seleccionadas, es necesario conocer antes la intensidad de fondo de Sol en calma, que se determina evitando manchas y poros a través de las imágenes de intensidad y de señal magnética.

Para ello, en primer lugar se determina la desviación estándar de la señal magnética $\sigma_{mag}(x, y)$ evitando la influencia de las regiones activas. Para ello, a cada punto (x, y) del magnetograma se le asigna el valor de la desviación estándar calculado en una caja centrada en dicho punto. De este modo, $\sigma_{mag}(x, y)$ presenta una dispersión mínima a lo largo del disco, evitando posibles variaciones abruptas introducidas por la presencia de regiones activas.

Cada par de imágenes “intensidad-senal magnética” correspondientes a regiones de Sol en calma ha de satisfacer los siguientes requisitos:

$$-\frac{1}{2}\tilde{\sigma}_{mag}(x, y) \leq B(x, y) \leq \frac{1}{2}\tilde{\sigma}_{mag}(x, y)$$
$$\bar{I}(x, y) - \sigma_I(x, y) \leq I(x, y) \leq \bar{I}(x, y) + \sigma_I(x, y)$$

donde $\tilde{\sigma}_{mag}(x, y)$ es la mediana de la desviación estándar de la señal magnética $\sigma_{mag}(x, y)$, $I(x, y)$ es la intensidad en cada punto, e $\bar{I}(x, y)$ y $\sigma_I(x, y)$ son, respectivamente, la media y la desviación estándar de la intensidad en cada punto (x, y) obtenidos a partir de los valores contenidos en cajas alrededor de (x, y) .

Para cada caja centrada en (x, y) se calcula la mediana de los valores de intensidad correspondientes a los puntos que satisfacen las condiciones anteriores. Esta mediana se considera como intensidad de fondo de Sol en calma I_{qs} para cada punto (x, y) .

Regiones de Sol activo y de Sol en calma

Se identifican las regiones de Sol activo y Sol en calma siguiendo una técnica derivada de [Harvey \(1994\)](#). Para buscar las posiciones magnéticamente activas se le asigna a cada punto (x, y) el valor de la desviación estándar calculada en una caja centrada en (x, y) . Estos valores se suavizan, obteniendo un mapa de $\sigma_{mag}^s(x, y)$ para todos los puntos. Se consideran magnéticamente activos aquellos puntos en los que este valor de σ_{mag}^s es superior a 3 veces la mediana de los valores de σ_{mag} i.e., $\sigma_{mag}^s > 3\tilde{\sigma}_{mag}$, típicamente sobre 45 G.

Pequeñas estructuras magnéticas

Tanto para las regiones activas como para las de Sol en calma, se eligen las estructuras magnéticas considerando cualquier forma de configuración cuyos valores absolutos de señal magnética sean mayores a 3 veces la mediana de los valores de σ_{mag} ($|B| > 3\tilde{\sigma}_{mag}$). Para evitar señales espurias en los bordes del disco solar, se eliminan los puntos pertenecientes a los limbos extremos ($\mu \leq 0.2$). Se evitan manchas y poros tomando todos los puntos con una intensidad normalizada de Sol en calma I_{qs} superior a 0.75. En definitiva, la selección final para las pequeñas estructuras magnéticas incluye puntos que posean señal magnética importante y que sean brillantes. En la figura 5.1 se muestran los puntos correspondientes a las estructuras brillantes seleccionadas para la imagen de FD en las regiones de Sol activo (figura superior) y en las de Sol en calma (figura inferior).

Contraste de intensidad

El contraste de intensidad C_{sms} de las pequeñas estructuras magnéticas (sms, *small magnetic structures*) seleccionadas se determina para cada

5. Contraste de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera

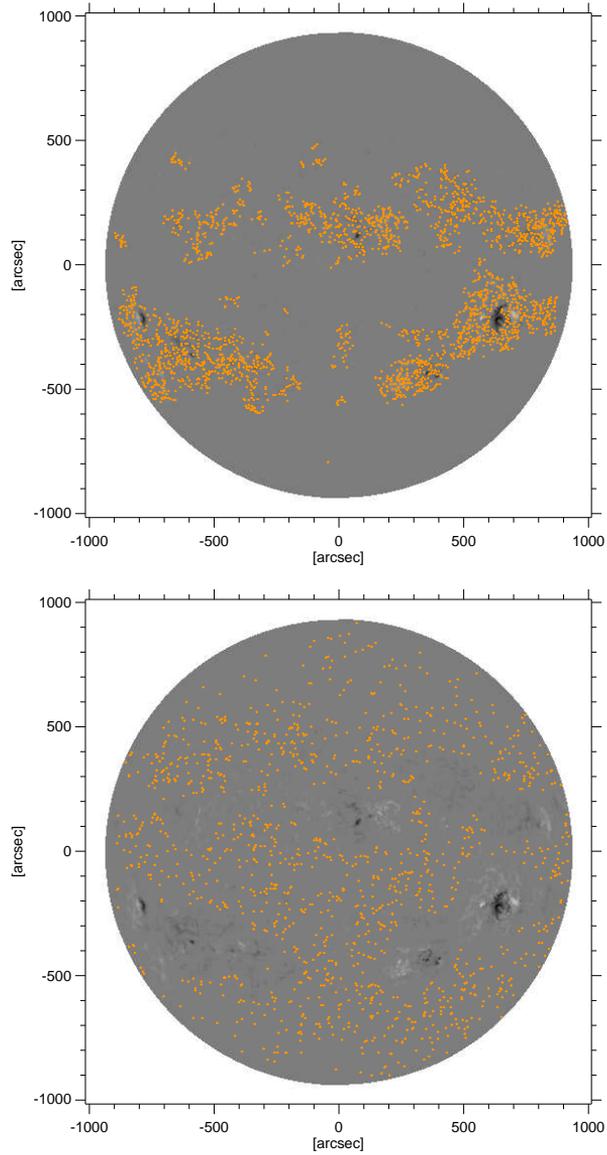


Figura 5.1: Distribución superficial de puntos correspondientes a las estructuras brillantes seleccionadas, obtenida para la imagen promedio de FD en las regiones de Sol activo (figura superior) y en las de Sol en calma (figura inferior).

posición (x, y) como:

$$C_{sms}(x, y) = \frac{I(x, y) - I_{qs}(x, y)}{I_{qs}(x, y)} \quad (5.1)$$

siendo $I(x, y)$ y $I_{qs}(x, y)$ la intensidad de la estructura y la de fondo de Sol en calma, respectivamente, en cada punto.

Para cada zona, se guardan los valores del contraste, la señal magnética y la posición μ de todas las estructuras seleccionadas en cada una de las imágenes, tanto en regiones activas como en las de Sol en calma. De esta forma, se tiene una distribución superficial de la actividad magnética presente sobre el disco solar en un período de tiempo relativamente corto y su contraste asociado, para regiones activas y para regiones de Sol en calma. Esto proporciona una estadística adecuada en el estudio del contraste de pequeñas estructuras magnéticas. El contraste C_{sms} se representa como una función de la posición y de la señal magnética.

5.3. Resultados

Se analiza la dependencia con μ y con la señal magnética medida B, del contraste de intensidad del continuo producida por pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera. El análisis se realiza en regiones activas y en regiones de Sol en calma.

Los datos de HR correspondientes al este y al oeste solar se comparan con los de FD, así que para una mejor comparación de los resultados, los datos de FD se han utilizado separando cada una de las mitades correspondientes a las zonas este y oeste solar. Dada la razón de ampliación entre datos de HR y FD, un cuadrado de 9 píxeles de los datos de HR se corresponde aproximadamente con el tamaño de un píxel en los datos de FD. Por tanto, para comparar los dos conjuntos de datos se han creado nuevas imágenes, referidas como HR9, en las que cada píxel es el promedio de 9 píxeles de los datos de HR, de modo que equivale a una resolución de $\approx 3''6/\text{pix}$, similar a la de las imágenes de FD. En principio, esta suposición de comparar estos dos tipos de datos es cualitativamente correcta.

5. Contraste de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera

Para estudiar la CLV del contraste facular C_{sms} se representan los valores en función de μ para tres intervalos de B/μ representativos y bien definidos, desde 80 G a 300 G. Los puntos representados se corresponden con los valores promedio de C_{sms} en cada uno de los intervalos en los que se ha dividido μ , desde $\mu=0.2$ hasta $\mu=1$, con las barras de dispersión correspondientes. En primer lugar se examinan las zonas este y oeste para las regiones de Sol en calma y luego para las regiones activas.

5.3.1. CLV del contraste de pequeñas estructuras para regiones de Sol en calma

Las figuras 5.2 y 5.3 muestran la CLV del contraste de pequeñas estructuras para las zonas este y oeste solar en regiones de Sol en calma con los 3 conjuntos de datos utilizados: FD, HR y HR9.

CLV para el este del Sol en calma

Los paneles a, b y c de la figura 5.2 muestran una comparación de los C_{sms} obtenidos para la zona este a partir de los datos de FD (línea azul) y de los de HR (línea anaranjada). En los paneles d, e y f se comparan los mismos resultados obtenidos con datos de FD (línea azul) y los de HR9 (línea anaranjada).

A grandes rasgos, para los tres conjuntos de datos se observa un aumento monótono del contraste con el ángulo heliocéntrico θ , i.e., con μ decreciente, hasta alrededor de $\mu \approx 0.3$, produciéndose un descenso por debajo de este μ (paneles b, c y e) cuando se encuentran estructuras para μ menores. Esta disminución para bajos μ seguramente viene influenciada por la escasa estadística de los datos en estas posiciones, afectando al promedio de las señal detectada. Por otra parte, el comportamiento y los valores del aumento monótono es bastante similar para todas las resoluciones. Los valores más altos de señal magnética (panel c y f) solo son perceptibles en todo el disco para los datos de HR. En ese rango (panel f) los valores correspondientes a HR9 se presentan más continuos y hasta valores de μ menores que los de FD. El promedio de los nueve píxeles produce una pérdida de señal para los valores más pequeños de μ con respecto

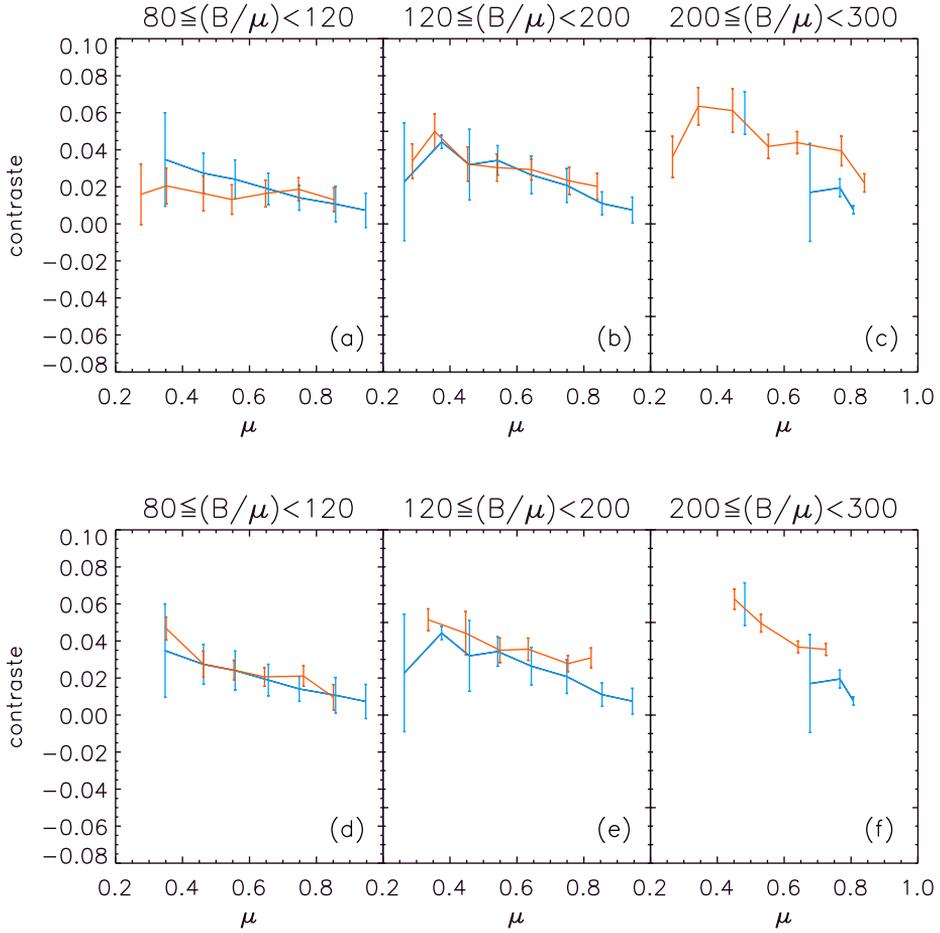


Figura 5.2: CLV del C_{sms} obtenida para el este del Sol en calma en tres rangos de señal magnética comprendidos entre 80 y 300 G (a, b y c en los paneles superiores y d, e y f en los inferiores) para 3 resoluciones distintas. En los paneles a, b y c, la línea azul corresponde a FD ($\approx 4''$) y la línea anaranjada a HR ($\approx 1''$). En los paneles c, d y f, la línea azul corresponde a FD y la línea anaranjada a HR9 ($\approx 3''$).

a los originales de HR, de ahí que las curvas de HR9 no posean puntos correspondientes a los μ más pequeños que sí están presentes en HR. Esto se debe a que las señales magnéticas de las estructuras próximas al limbo se detectan más débiles que para otras posiciones, por lo que si además se promedian con la señal de los alrededores, disminuyen aún más y las estructuras correspondientes no se detectan.

Se observa un aumento de los valores del C_{sms} con la señal magnética (desde el panel a al c y desde el d al f) para cualquier conjunto de datos. Esto se debe a que las estructuras seleccionadas que poseen valores más altos de señal magnética (paneles c y f) producen contrastes mayores con respecto a su entorno.

CLV para el oeste del Sol en calma

Los paneles a, b y c de la figura 5.3 presentan las comparaciones de la CLV correspondientes a la zona oeste entre los resultados obtenidos para FD (línea azul) y HR (línea anaranjada). Los paneles d, e y f de la misma figura corresponden a la comparación entre los resultados obtenidos para FD (línea azul) y HR9 (línea anaranjada).

Al igual que sucedía para la zona este, en el oeste también se aprecia un aumento monótono del C_{sms} a medida que disminuye μ . El comportamiento y los valores obtenidos con los tres conjuntos de datos son bastante similares. Los resultados provenientes de los datos de FD presentan una caída brusca para valores intermedios de señal magnética cuando se detectan estructuras con $\mu \lesssim 0.3$ (paneles b y e), que no se aprecia en HR ni en HR9. Esta disminución para bajos μ seguramente viene influenciada por la escasa estadística de los datos en estas posiciones, afectando al promedio de la señal detectada. Nuevamente, los resultados obtenidos para HR9 con los valores de señal magnética más alta (panel f) carecen de datos a ciertos valores de μ que sí están presentes en los de HR (panel c), como consecuencia del promedio de las señales con los alrededores no magnéticos. También para el oeste se observa un aumento de los valores de C_{sms} conforme aumenta la señal magnética de las estructuras correspondientes.

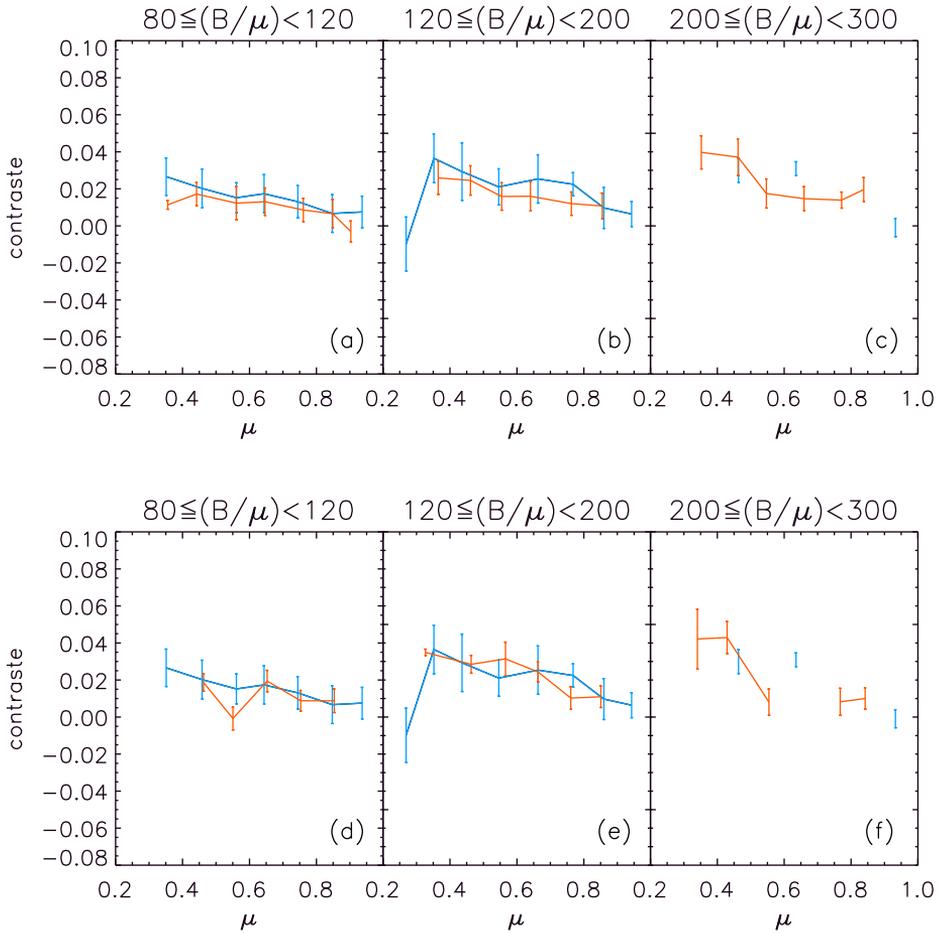


Figura 5.3: CLV del C_{sms} obtenida para el oeste del Sol en calma en tres rangos de señal magnética comprendidos entre 80 y 300 G (a, b y c en los paneles superiores y d, e y f en los inferiores) para 3 resoluciones distintas. En los paneles a, b y c, la línea azul corresponde a FD ($\approx 4''$) y la línea anaranjada a HR ($\approx 1''2$). En los paneles d, e y f, la línea azul corresponde a FD y la línea anaranjada a HR9 ($\approx 3''6$).

5.3.2. CLV del contraste de pequeñas estructuras para regiones de Sol activo

En las figuras 5.4 y 5.5 se representa la CLV del contraste de pequeñas estructuras para el este y el oeste solar en regiones activas en 3 rangos de

B/μ y para 3 resoluciones distintas: FD, HR y HR9.

CLV para el este del Sol activo

Los paneles a, b y c de la figura 5.4 hacen referencia a la comparación de resultados obtenidos para FD (línea azul) y HR (línea anaranjada) y los paneles d, e y f a la de los de FD (línea azul) y HR9 (línea anaranjada).

Análogamente a los resultados obtenidos para las regiones de Sol en calma, en general se observa un aumento monótono hasta $\mu \approx 0.3$, con descensos hacia μ bajos en algunos casos. El comportamiento y los valores del C_{sms} son aproximadamente iguales para los tres conjuntos de datos y aumentan conforme lo hace la señal magnética. A diferencia de lo que sucede en las regiones de Sol en calma, para los valores más altos de señal magnética (paneles c y f), no se observan menos resultados para los datos de baja resolución con respecto a los de HR. También se aprecian pendientes más pronunciadas y valores más altos que en los casos del Sol en calma.

CLV para el oeste del Sol activo

Los paneles a, b y c de la figura 5.5 muestran los resultados de la CLV obtenidos para FD (línea azul) y HR (línea anaranjada) para la zona oeste solar. Los paneles d, e y f corresponden a los resultados obtenidos para FD (línea azul) y HR9 (línea anaranjada).

El comportamiento general es similar para todas las resoluciones: los valores de los contrastes aumentan monótonamente hasta $\mu \approx 0.3 - 0.4$ con descensos en casi todos los casos. Los valores que toma el C_{sms} es muy similar para los tres conjuntos de datos y aumentan conforme lo hace la señal magnética. Sin embargo, ni la pendiente ni los valores del contraste son tan altos como para el caso equivalente del este solar.

Para las señales magnéticas más altas (paneles c y f) no se produce pérdida de resultados para HR9 con respecto a HR. En la curva de HR9 aparece un punto correspondiente a una posición del limbo que no se encuentra en la curva de HR, probablemente debido a un defecto en la

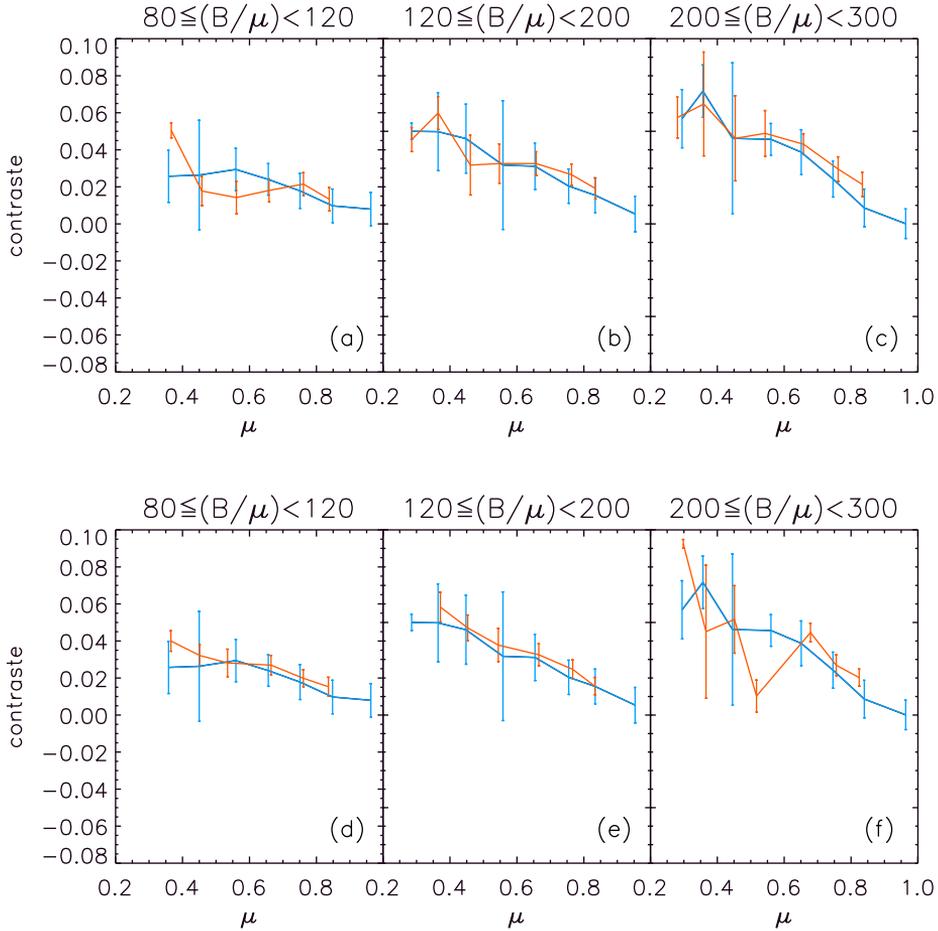


Figura 5.4: CLV del C_{sms} obtenida para el este del Sol activo en tres rangos de intensidad magnética comprendidos entre 80 y 300 G (a, b y c en los paneles superiores y d, e y f en los inferiores) para 3 resoluciones distintas. En los paneles a, b y c, la línea azul corresponde a FD ($\approx 4''$) y la línea anaranjada a HR ($\approx 1''.2$). En los paneles d, e y f, la línea azul corresponde a FD y la línea anaranjada a HR9 ($\approx 3''.6$).

eliminación de grandes estructuras en la selección realizada sobre HR9. Sin embargo, dada la pequeña barra de dispersión que presenta, puede ser despreciado.

5. Contraste de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera

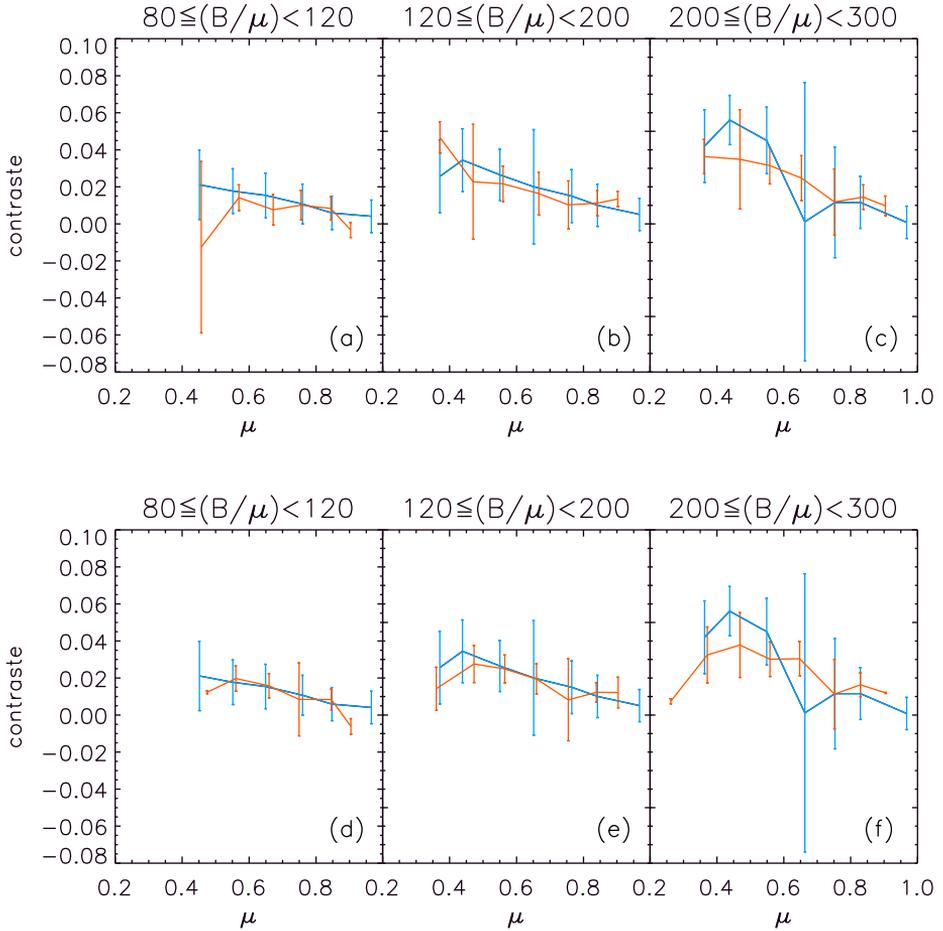


Figura 5.5: CLV del C_{sms} obtenida para el oeste del Sol activo en tres rangos de señal magnética comprendidos entre 80 y 300 G (a, b y c en los paneles superiores y d, e y f en los inferiores) para 3 resoluciones distintas. En los paneles a, b y c, la línea azul corresponde a FD ($\approx 4''$) y la línea anaranjada a HR ($\approx 1.2''$). En los paneles d, e y f, la línea azul corresponde a FD y la línea anaranjada a HR9 ($\approx 3.6''$).

5.4. Conclusiones

La característica más importante de los resultados obtenidos en este trabajo es que, en general, el contraste de la intensidad de las pequeñas

estructuras magnéticas presentes en el disco solar presenta un aumento monótono del centro al limbo hasta $\mu \approx 0.3$, descendiendo en todos los casos en los que se encuentran estructuras para $\mu \lesssim 0.3$. El enorme ángulo de perspectiva para μ menores conduce a una escasa estadística de los datos, especialmente para FD, que hace que estas medidas sean menos fiables. En todo caso, con los resultados de este trabajo se obtiene que el máximo del contraste no se encuentra, en general, por encima de $\mu \approx 0.3 - 0.4$, lo cual es interesante en la verificación de los modelos de “pared caliente” para los tubos de flujo magnético. Además, se pone de manifiesto la necesidad de imágenes de alta resolución y gran calidad para el estudio de la radiancia solar producida por pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera.

En [Penza et ál. \(2004\)](#) sugieren que a medida que la posición de las estructuras es más próxima al limbo, en cada elemento de resolución aumenta la contribución del Sol en calma debido a la perspectiva, mezclándose con la señal de las estructuras magnéticas. Este efecto es más notorio para las pequeñas estructuras aisladas, más difíciles de distinguir. De esta forma, el papel de la resolución es más importante para bajos μ , ya que mientras menor es la resolución, las consecuencias de este efecto son más acusadas.

Del estudio aquí realizado se puede deducir que, en general, la CLV posee un comportamiento similar para las tres resoluciones espaciales estudiadas. Sin embargo, los datos de HR9 proporcionan unos resultados con un comportamiento y valores más próximos a los de FD que a los de HR. Es bastante notorio que para las regiones de QS, el número de estructuras detectadas es menor cuando disminuye la resolución. La pérdida de puntos en los resultados de HR9 respecto a los de HR indica la existencia de estructuras no detectadas que sí están presentes en las imágenes de HR. Esto concuerda con los resultados de [Krivova y Solanki \(2004\)](#), que encuentran que, mientras para las regiones activas el efecto de la resolución espacial no es demasiado importante, bastante flujo magnético contenido en estructuras magnéticas de pequeña escala del Sol en calma no se tiene en cuenta. En las regiones de Sol en calma las estructuras magnéticas de polaridad opuesta están localizadas con frecuencia juntas, lo que conduce

a una cancelación aparente del flujo dentro de un elemento de resolución y por tanto, a una subestimación del flujo magnético total. Esto ocurre especialmente en las regiones de Sol en calma, ya que las regiones activas tienen áreas mayores de una única polaridad.

Además de lo anterior, la diferencia más significativa obtenida entre los resultados correspondientes a regiones activas y de Sol en calma es que las pendientes de las curvas son mayores para las primeras, i.e., el contraste aumenta más rápidamente hacia el limbo para regiones activas. Para ambos casos se observa que las estructuras con señal magnética más alta presentan contrastes de intensidad mayores con respecto a su entorno.

Los valores de contraste del este son superiores a los del oeste en todos los casos. [Meunier \(2003\)](#) encuentra asimetrías entre los resultados correspondientes al este y al oeste y propone dos posibles motivos. El primero sostiene que podría ser debido al nivel de ruido, que es mucho mayor en el cuadrante suroeste de las imágenes de MDI, especialmente cerca del limbo. Esto afecta principalmente a las pequeñas estructuras, aunque no parece tener un efecto demasiado importante. El segundo motivo, más importante, es debido a un efecto de proyección como consecuencia de una inclinación preferente hacia el este respecto de la vertical de los tubos de flujo. Este efecto no está completamente probado, aunque sí existen numerosos estudios que lo fundamentan (ver referencias en [Meunier, 2003](#)).

Resultados obtenidos en otros estudios a partir de los mismos datos u otros de similares características obtenidos con el mismo instrumento ([Ortiz et ál., 2002](#); [Domingo et ál., 2005](#); [Cabello y Domingo, 2006](#)) muestran algunas diferencias debidas probablemente al tratamiento de datos para la selección de estructuras. En [Ortiz et ál. \(2002\)](#) obtienen que el contraste es máximo en $\mu \approx 0.5-0.6$ para estos mismos intervalos de campo magnético. En [Domingo et ál. \(2005\)](#) realizamos un estudio muy similar con un procedimiento de selección de estructuras evitando posiciones magnéticamente activas aisladas. La CLV obtenida para el contraste de las estructuras seleccionadas también presenta un aumento monótono con μ decreciente. Para las regiones de Sol en calma, el aumento de la CLV generalmente presenta un máximo a un valor de μ mayor para los datos de FD que los

de HR, lo cual se explica teniendo en cuenta lo sugerido en [Penza et ál. \(2004\)](#). Sin embargo, para las regiones activas, no existen descensos en la CLV del contraste. En [Cabello y Domingo \(2006\)](#) se realiza otro estudio muy similar con el mismo pocedimiento de selección de estructuras que el descrito anteriormente en la extensión de este capítulo. En este caso, la CLV del contraste aumenta monótonamente hasta $\mu \approx 0.3$, con una tendencia a valores ligeramente superiores para los datos de FD con respecto a los de HR.

6

Estudio de los puntos brillantes

Los puntos brillantes son pequeñas estructuras presentes en las líneas intergranulares de la fotosfera solar. Poseen altas concentraciones de flujo magnético, que dan lugar al intenso brillo, en contraste sobre el fondo intergranular oscuro. Su pequeño tamaño dificulta las observaciones, pero la mejora de los instrumentos y técnicas ha favorecido su estudio durante los últimos años. Se considera que los intensos campos magnéticos de los puntos brillantes pueden ejercer un papel clave en el comportamineto global del Sol, y por tanto su estudio se considera de gran importancia.

En este capítulo se realiza un estudio de la morfología y propiedades radiativas y magnéticas de los puntos brillantes utilizando datos de alta resolución obtenidos con el SST en diferentes longitudes de onda o, lo que es lo mismo, a diferentes alturas en la atmósfera solar. Los datos utilizados han sido tratados con el procedimiento descrito en el capítulo §3 y §4 y pertenecen a una zona de Sol en calma. Además, se hace una comparativa de los resultados con los obtenidos mediante el estudio de datos procedentes del telescopio espacial Hinode.

6.1. Introducción

La presencia de BPs en la fotosfera solar fue presentada por primera vez por [Dunn y Zirker \(1973\)](#) y [Mehlretter \(1974\)](#). Los BPs se identifican

como estructuras brillantes con grandes campos magnéticos (del orden de kG), localizados sobre las líneas intergranulares. En estas, el plasma descendente es más frío que el que asciende en los gránulos contiguos, lo que hace que se vea más oscuro y destaquen los BPs. El brillo de los BPs se explica a través del modelo de “pared caliente” (Spruit, 1977). La presión magnética de las intensas concentraciones mantiene la estructura en equilibrio mecánico con sus alrededores fotosféricos, de modo que existe una evacuación de material y es posible observar capas más profundas de la fotosfera. El campo magnético inhibe la convección en el interior de la estructura, pero el transporte radiativo desde la fotosfera convectiva y la pequeña sección transversal hacen que los BPs se observen brillantes (Topka et ál., 1997).

Se considera que una eficiente dinamo turbulenta transforma en campo magnético parte de la energía cinética de la convección granular. Esto genera un complejo campo magnético que evoluciona en cortas escalas de tiempo (unos pocos minutos) y posee escalas espaciales en el límite de la resolución instrumental actual (~ 100 km). En un principio, se consideró la existencia de los BPs únicamente en las proximidades de regiones activas y en los límites de la red magnética, ocupando una pequeña parte de la superficie del Sol en calma. Hoy en día se reconocen localizados también en la IN. De hecho, la presencia de BPs en la IN supone una buena herramienta para el estudio de estas regiones. En los últimos años, se ha ampliado notablemente el conocimiento de los campos magnéticos del Sol en calma (v.g., Bonet et ál., 2011), con BPs ubicuos en toda la superficie. Estos campos magnéticos presentan intensidades entre cero y 2 kG (v.g., Domínguez Cerdeña et ál., 2006). Por tanto, aunque solo cubrieran una pequeña fracción de la fotosfera en calma, los fuertes campos protagonizan un papel muy importante dentro del comportamiento magnético global, por ejemplo, al conectar diferentes capas solares. A pesar de los últimos descubrimientos, nuestro entendimiento del Sol en calma es aún incompleto. La mejora en la calidad y resolución de las observaciones revelan estructuras cada vez más pequeñas.

El SST ofrece imágenes con una resolución próxima al límite de difracción del telescopio, i.e., $0''.1$ (ver capítulo §2), que permiten apreciar de-

talles no observados por otros instrumentos. El estudio de las propiedades de los BPs pertenecientes a regiones de Sol en calma a partir de datos de alta resolución supone un procedimiento apropiado para indagar aún más en el conocimiento del campo magnético solar.

6.2. Análisis de datos y resultados

Se ha medido la "fracción de superficie cubierta" (FCS, *Fraction of Covered Surface*) por los BPs, definida como la fracción de superficie solar de QS ocupada por estas estructuras. Para ello se utilizan imágenes en G-band. También se analiza la correlación entre las posiciones de las estructuras detectadas en G-band con las correspondientes en la imagen de Ca II H y el magnetograma co-temporales. Además de la FCS, se estudia la morfología y propiedades radiativas y magnéticas de los BPs seleccionados. Los resultados se comparan con los obtenidos a partir de datos de Hinode.

En la tabla 6.1 se hace una comparación entre las principales características de las imágenes utilizadas obtenidas por el SST e Hinode.

Tabla 6.1: Principales características de las imágenes del SST e Hinode utilizadas para el estudio de los puntos brillantes.

Telescopio	λ (Å)	IS ("/pix)	FOV efectivo ($''^2$)	Dim. efectiva (pix)
SST	G-band 4305.6	0.034	68.5×68.5	2016×2016
	Ca II H 3968.5	0.034	68.5×68.5	2016×2016
	Fe I 6302.5	0.0651	58.9×57.1	905×877
Hinode	CN-band 3883.5	0.0544	19.2×74.1	352×1360
	Ca II H 3968.5	0.0544	19.2×74.1	352×1360
	Mg I 5172.7	0.08	15.4×65.3	192×816

6.2.1. Detección de puntos brillantes en G-band

La identificación de los BPs se realiza en la "imagen de referencia", elegida teniendo en cuenta la calidad basada en su contraste, y localizada temporalmente alrededor de la mitad de la serie. Con esto, la imagen de

referencia seleccionada para el día 29 de septiembre de 2007 en G-band es la mejor imagen de la serie 1, resultante de la restauración de las imágenes obtenidas alrededor de las 9:04:24 UT.

La detección de BPs ha sido realizada visualmente siguiendo un laborioso proceso con la ayuda de herramientas computacionales. El procedimiento es similar al utilizado por [Sánchez Almeida et ál. \(2004\)](#) y se puede describir de forma resumida como sigue. La imagen de referencia es segmentada por un algoritmo que, a partir del signo de la segunda derivada de la intensidad en cada punto de la imagen, define las áreas localmente brillantes, es decir, áreas más brillantes que su entorno. A cada píxel en las áreas brillantes se les asigna el valor 1 y al resto de los píxeles el valor 0, formando así una máscara binaria que muestra multitud de grupos de píxeles contiguos en blanco sobre un fondo negro. Como consecuencia de su estructura interna, los gránulos solares se ven, en la imagen binaria, fragmentados en varios de estos grupos, mientras que los BPs coinciden bien con alguna de las regiones segmentadas. Mediante un programa interactivo, se superponen intermitentemente la imagen de referencia y la máscara binaria en la pantalla, lo que permite identificar las coincidencias de las pequeñas estructuras brillantes (candidatos a BPs), con pequeñas regiones segmentadas. Los BPs se seleccionan uno a uno, considerando como tales aquellas pequeñas estructuras brillantes que coinciden con una pequeña región segmentada en la máscara binaria, presentes en una línea intergranular y que mantienen una identidad bien definida a lo largo de varias imágenes. También se seleccionan las estructuras que no siendo evidentes en la imagen de referencia, se revelan como tales en las imágenes anteriores y posteriores de la serie temporal. Como norma general, se descartan las estructuras dudosas.

Este método de detección no está exento de limitaciones. Los BPs segmentados como 1 solo píxel pueden corresponder tanto a estructuras mayores de bajo contraste, como a señal de ruido. En algunos casos, puede suceder que algunas estructuras grandes en la máscara binaria provengan de una segmentación deficiente de una cadena o racimo de BPs o que, por el contrario, una única estructura pueda ser reconocida como varias independientes. Estos dos efectos actúan de forma opuesta en lo que concierne

a estimación del área de superficie cubierta por los BPs, por lo que puede esperarse un cierto grado de compensación de errores en la medida del área de superficie solar ocupada por los BPs. Sin embargo, en lo que concierne al estudio de tamaños, hay que considerar con cierta cautela la fiabilidad del método, particularmente en los tamaños extremos.

El método proporciona un mapa con las estructuras segmentadas seleccionadas y una tabla con las posiciones de los píxeles para cada una de estas estructuras, lo cual permite el estudio de tamaños e intensidades de las mismas. El mapa y la tabla, además, pueden ser actualizados posteriormente. Esto permite que para imágenes muy grandes, como la del caso en estudio, la imagen sea dividida en otras más pequeñas y el procedimiento pueda realizarse en varias sesiones para cada una de ellas, ofreciendo al final, un único mapa y una única tabla. La figura 6.1 muestra el mapa de BPs obtenido con este método superpuesto a la imagen de referencia en G-band.

Fracción de superficie cubierta

El área ocupada por los BPs cubre en torno al 0.57% del FOV de la imagen de referencia. Este valor de la FCS corresponde con un total de 893 elementos seleccionados, algunos de los cuales se encuentran dispuestos en cadenas de varios elementos. Su distribución permite reconocer los patrones supergranulares y mesogranulares, aunque se observan localizados por toda la imagen, con regiones más pobladas que otras.

En [Sánchez Almeida et ál. \(2004\)](#) obtienen una FCS de 0.5% para una imagen correspondiente a una región de Sol en calma tomada por el SST, pero con una escala espacial superior a la analizada aquí, aplicando el mismo método de detección de estructuras presentado anteriormente. Sin embargo, [Sánchez Almeida et ál. \(2010\)](#), utilizando el mismo conjunto de datos que el analizado en el presente capítulo, pero con un programa de detección más perfeccionado, obtiene que los BPs cubren el 0.89% de la superficie solar. Es evidente, por tanto, que en la detección de BPs el método utilizado juega un papel muy importante.

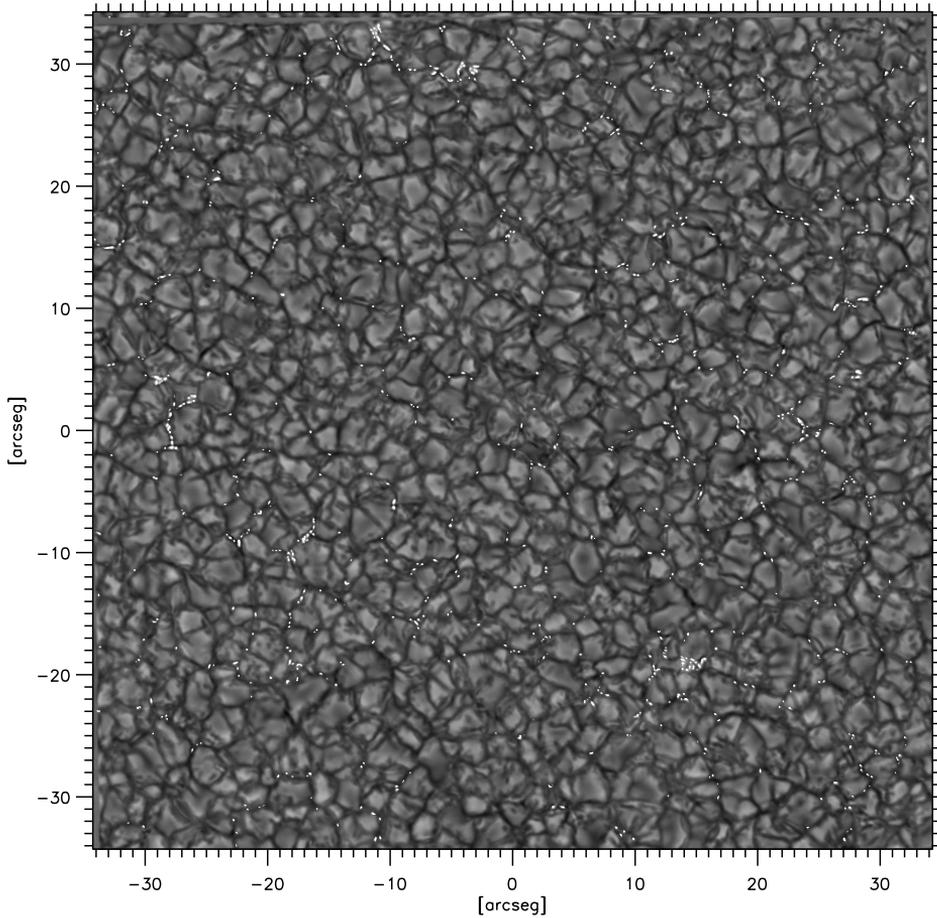


Figura 6.1: Imagen procesada en G-band con los BPs seleccionados realizados. Los datos pertenecen al día 29 de septiembre de 2007 a las 9:04:24 UT en una zona de QS próxima al centro del disco ($\mu \approx 1$). La imagen fue obtenida por el SST y ha sido restaurada a través de MFBF.

Correspondencia en Ca II H

En la figura 6.2 se muestra la imagen en Ca II H correspondiente al mismo campo e instante de tiempo que la de G-band. Sobre esta imagen se encuentran las posiciones de los centroides de las estructuras seleccionadas en G-band. En la mayor parte de los casos, los BPs en G-band se encuen-

tran en posiciones brillantes respecto del fondo de la imagen en Ca II H, que definen los bordes de las celdas de la red cromosférica.

No se puede esperar una correspondencia absoluta entre las posiciones de los BPs en G-band y las de los abrillantamientos en Ca II H, ya que se refieren a distintas capas (fotosfera en G-band y cromosfera en Ca II H). Asumiendo que los GBPs y los abrillantamientos en Ca II H están relacionados con el magnetismo y en particular con el concepto de tubo de flujo, hay que tener en cuenta que la dirección de los tubos de flujo se puede torcer con la altura. Además, la disminución de la presión exterior con la altura provoca un ensanchamiento en los tubos conocido como cánopy. Todo esto provocaría que los GBPs generasen un abrillantamiento sin resolver en capas superiores, tal como se aprecia en la correspondencia de GBPs en la imagen de Ca II H.

6.2.2. Comparación con resultados obtenidos en la detección de BPs en CN-band

En [Balmaceda et ál. \(2009\)](#) realizamos un estudio de los BPs detectados en una imagen en CN-band obtenida por Hinode. El método de detección usado es el algoritmo MLT4 desarrollado por [Bovelet y Wiehr \(2007\)](#).

Los datos de Hinode y los del SST correspondientes al 29 de septiembre de 2007 poseen imágenes casi simultáneas temporalmente y poseen una zona común dentro de los FOVs, prácticamente igual al FOV de Hinode. Por tanto, es interesante realizar una comparación de los resultados referidos a este campo común ($FOV_{SST-Hinode}$). El $FOV_{SST-Hinode}$ se localiza en la imagen en G-band teniendo en cuenta la posición (\approx centro del disco) y el ángulo relativo entre las orientaciones de los telescopios durante las observaciones. Para facilitar el alineamiento entre los campos, se utilizan imágenes en la misma longitud de onda en sendos instrumentos. En la figura [6.3](#) se muestran los FOVs del SST y de Hinode correspondientes a las respectivas imágenes en CaH II. La imagen del SST se presenta girada 297° en sentido horario.

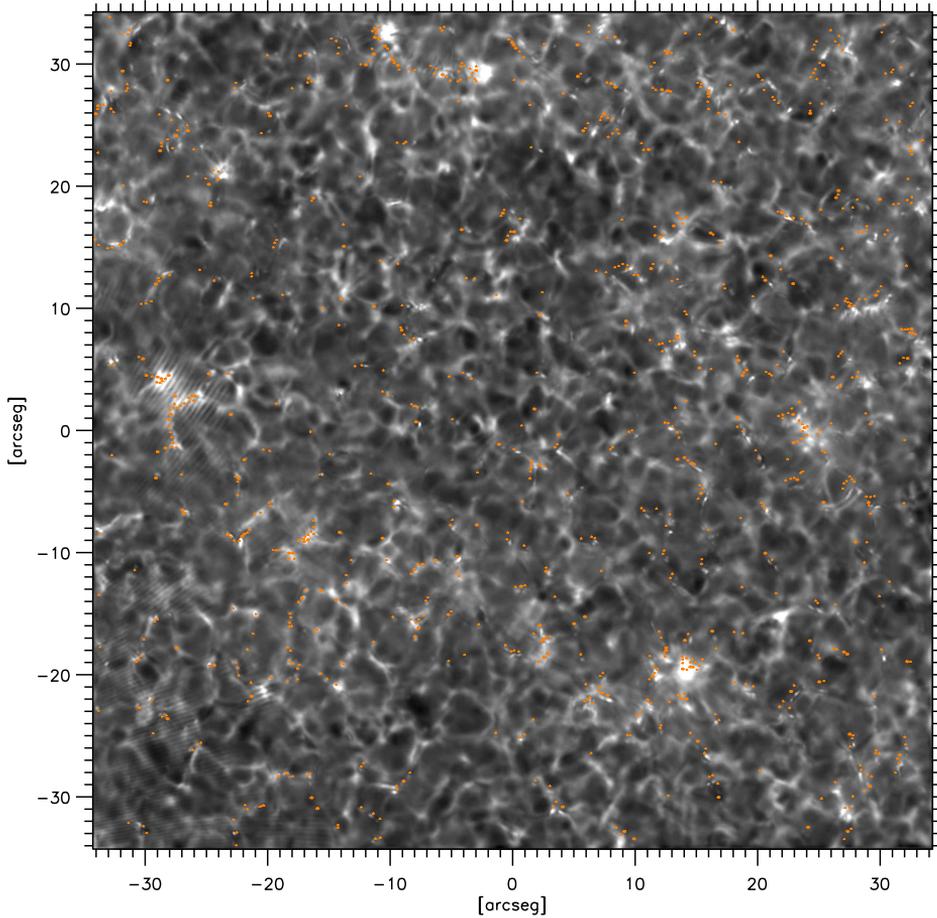


Figura 6.2: Imagen procesada en Ca II H con los centroides de los BPs en G-band (en anaranjado). Los datos corresponden a la misma región y en el mismo instante que los de la imagen en G-band mostrada en la figura 6.1.

Fracción de superficie cubierta

Las posiciones de los GBPs pertenecientes al $FOV_{SST-Hinode}$ se obtienen a partir de la tabla producida durante la selección de GBPs para el FOV del SST. En la figura 6.4 se presenta la imagen en G-band para el $FOV_{SST-Hinode}$ con los BPs seleccionados. La FCS por GBPs es de 0.52% en el $FOV_{SST-Hinode}$, correspondiente a 144 estructuras detec-

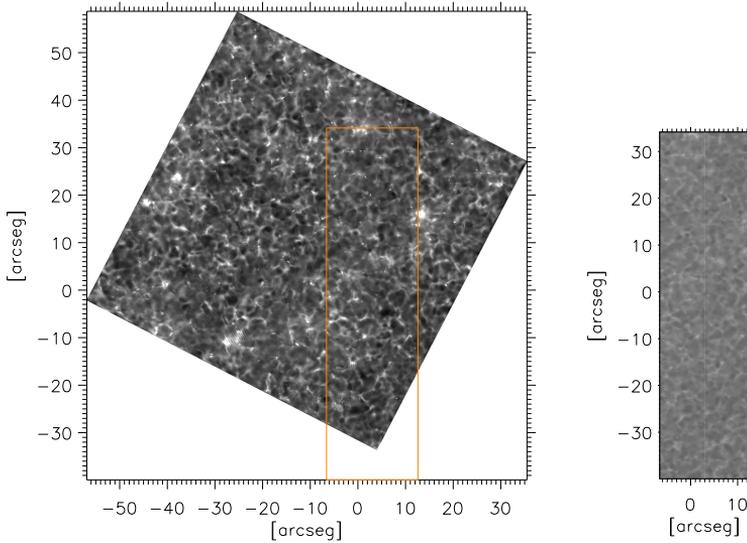


Figura 6.3: Correspondencia entre los FOVs de las imágenes en CaH II del SST (de fondo a la izquierda) y de Hinode (a la derecha y con contornos en anaranjado a la izquierda) pertenecientes al 29 de septiembre de 2007 sobre las 9:04:24.

tadas. Este valor es muy similar al obtenido para la imagen total (0.57%), pero sin embargo, superior al obtenido por [Balmaceda et ál. \(2009\)](#) en CN-band (0.22%). Existen diversos factores que dan lugar a la diferencia entre los valores de FCS obtenidos para las imágenes en G-band del SST y CN-band de Hinode correspondientes a aproximadamente el mismo campo. En primer lugar, la resolución más alta de las imágenes del SST con respecto a las de Hinode permite encontrar más estructuras y más pequeñas. Además, el contraste de BPs es más alto en G-band que en CN-band, por lo que la identificación de BPs es menos eficiente en la última. Por otro lado, el método de detección automático utilizado en [Balmaceda et ál. \(2009\)](#) no permite reconocer muchas de las estructuras más pequeñas, que sí son detectadas con el método visual.

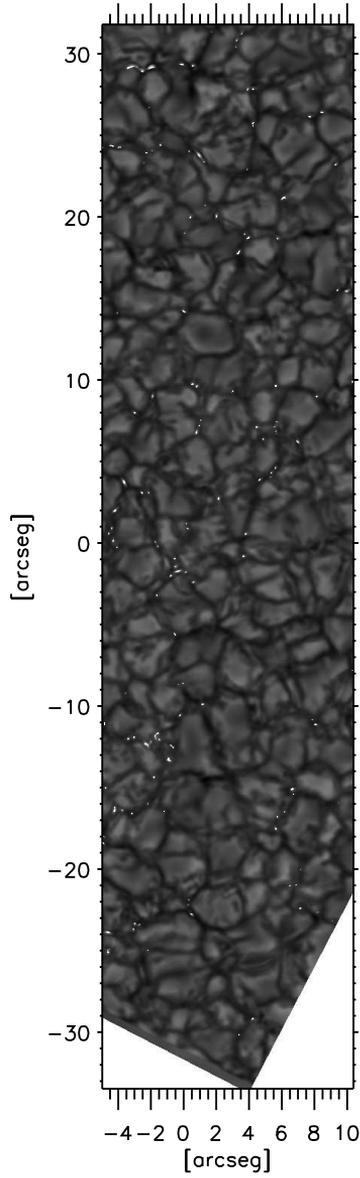


Figura 6.4: Imagen en G-band del SST en el $FOV_{SST-Hinode}$ con los BPs seleccionados realzados.

Tamaños

Para calcular las áreas de los BPs se considera el número de píxeles ocupados por cada estructura y la escala de la imagen correspondiente. La distribución de áreas puede apreciarse en la figuras de la izquierda en [6.5](#). El panel superior pertenece a la imagen en G-band obtenida por el SST y la inferior a la imagen en G-band correspondiente al $FOV_{SST-Hinode}$. Los BPs detectados en la imagen total presentan diversidad de tamaños entre 0.002 arcseg^2 y 0.118 arcseg^2 , aunque alrededor del 60% presenta valores entre 0.017 arcseg^2 y 0.032 arcseg^2 , siendo 0.027 arcseg^2 el valor más representativo.

Para la imagen en G-band correspondiente al $FOV_{SST-Hinode}$ se obtienen valores menores, no solo en cuanto al máximo de la distribución, en 0.016 arcseg^2 , sino también en cuanto al rango total de valores (0.001 arcseg^2 - 0.070 arcseg^2). En torno a un 60% de la distribución abarca también valores mayores (0.006 arcseg^2 - 0.016 arcseg^2).

Los resultados son una estimación simple bastante condicionada por el proceso de segmentación en el método de selección, principalmente en los valores extremos de los rangos. Por un lado, los valores inferiores (0.002 arcseg^2 para el FOV completo y 0.001 arcseg^2 para el $FOV_{SST-Hinode}$) corresponden a longitudes lineales menores al límite de difracción del SST ($0''.1$). Estos valores representan las estructuras seleccionadas como 1 píxel, seguramente relacionadas con defectos en la segmentación o con señal de ruido. También es muy probable que los valores superiores del rango correspondan a cadenas de varios BPs individuales.

En [Balmaceda et ál. \(2009\)](#) se muestra un valor típico de 0.06 arcseg^2 para el área de los BPs. Es decir, los BPs seleccionados en la imagen en CN-band de Hinode poseen un valor típico del área mayor que el resultante para los GBPs detectados en la imagen del SST. Por otra parte, el rango total se encuentra desplazado hacia valores mayores para los BPs en CN-band. Estas diferencias se deben principalmente a la desigualdad entre las resoluciones de ambos telescopios. Además, las estructuras identificadas en CN-band se encuentran en la fotosfera a alturas más grandes que las que se observan en G-band, lo que puede dar lugar a estructuras

de distintos tamaños y distinta morfología en una y otra.

Se han calculado los diámetros considerando los BPs como estructuras circulares. Los paneles derechos de la figura 6.5 representan las distribuciones, la superior referida a la imagen total en G-band y la inferior a la correspondiente para el $FOV_{SST-Hinode}$. En la imagen total se obtiene que los BPs presentes tienen, en su mayoría, diámetros en torno a $0''.174$, con una abundancia de elementos que poseen valores entre $0''.154$ y $0''.214$, aunque la distribución se extiende en el rango $0''.054 - 0''.387$. En el $FOV_{SST-Hinode}$ se obtienen valores menores tanto para el diámetro representativo ($0''.138$), para el rango en el que se concentran la mayor parte de los elementos ($0''.118 - 0''.158$), como para el rango total ($0''.038 - 0''.300$). Análogamente que para el estudio de las áreas, y por los mismos motivos, en Balmaceda et ál. (2009) se obtienen valores ligeramente superiores: $0''.27$ para el máximo y $0''.15 - 0''.46$ para el rango total de la distribución.

Intensidades

Las intensidades escaladas respecto a la media de la intensidad de la imagen se calculan considerando todos los píxeles que forman cada estructura mediante la fórmula:

$$I_{scl} = \frac{1}{N} \times \sum_i \frac{I_i}{I_{mean}} \quad (6.1)$$

donde N representa el número de píxeles de la estructura, I_i son la intensidades medidas en cada píxel e I_{mean} la intensidad media de toda la imagen.

Las distribuciones de estas intensidades para la imagen en G-band se muestran en la figura 6.6, a la izquierda para la imagen total del SST y a la derecha para el $FOV_{SST-Hinode}$. Para la imagen total se observa una concentración mayoritaria en 0.904, con valores que se distribuyen desde 0.804 a 2.048, aunque alrededor del 60% se concentra entre 0.854 y 1.054. Para la imagen correspondiente al $FOV_{SST-Hinode}$ se obtienen valores muy parecidos, de modo que el máximo de la distribución se encuentra en 1.043, el rango total en el intervalo de valores 0.893 - 1.884, y la mayor parte de los elementos se encuentran en el rango 0.943 - 1.043.

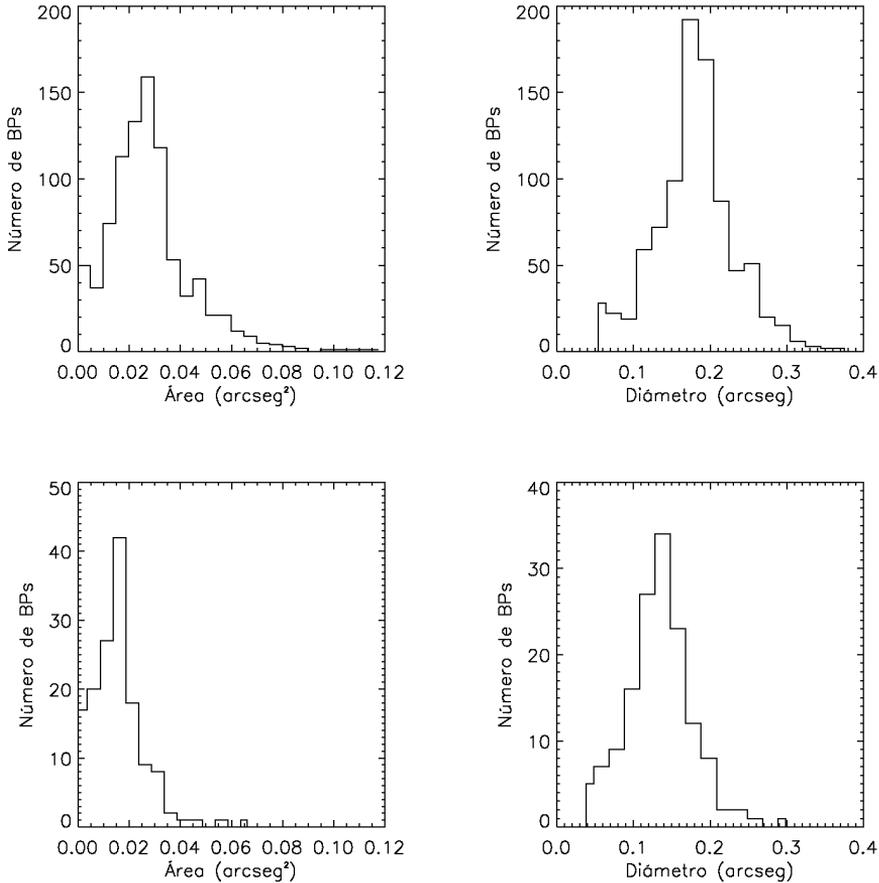


Figura 6.5: Distribución de áreas (en segundos de arco cuadrados) y diámetros (en segundos de arco) de los BPs detectados en la imagen en G-band tomada en el SST. Los paneles superiores representan los resultados para la imagen total y los inferiores los correspondientes al $FOV_{SST-Hinode}$.

Los resultados obtenidos en [Balmaceda et ál. \(2009\)](#) para la imagen de CN-band muestran que el valor más representativo de la I_{scl} se encuentra entre 1.00 y 1.05, muy similar a los obtenidos en G-band. Cabe destacar que el rango de valores de la distribución cubre el intervalo de valores 0.70 - 1.26, siendo el límite inferior próximo al obtenido en G-band,

6. Estudio de los puntos brillantes

pero el superior es bastante menor. La diferencia en la resolución de los instrumentos y en el procesado de las imágenes seguramente ejercen gran importancia en esta diferencia de resultados, pero el hecho de que con G-band y CN-band se observan fenómenos a diferentes alturas en la fotosfera también es importante. De hecho, en [Uitenbroek y Tritschler \(2006\)](#) encuentran que el contraste de intensidad en CN-band es un factor 0.96 respecto al de en G-band, a partir de simulaciones de magnetoconvección en filtergramas sintetizados.

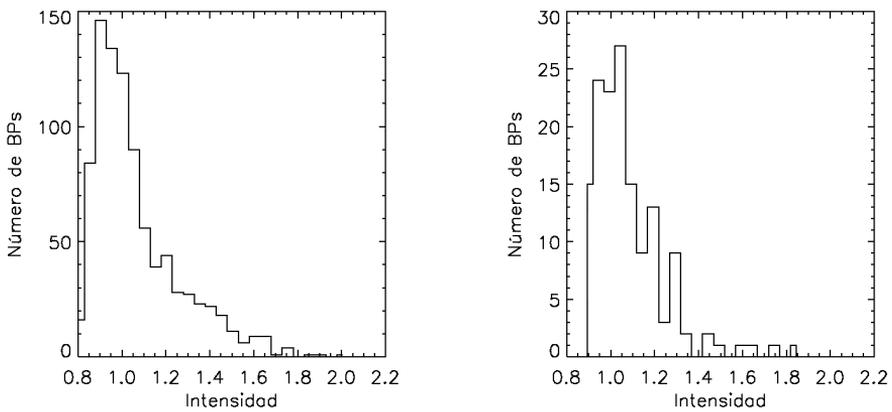


Figura 6.6: Distribuciones de I_{scl} de los BPs detectados en la imagen en G-band tomada en el SST. El panel izquierdo se refiere a la imagen total y el derecho al $FOV_{SST-Hinode}$.

6.2.3. Detección de pequeñas estructuras magnéticas

La detección de pequeñas estructuras magnéticas se lleva a cabo en la imagen de densidad de flujo magnético (B) correspondiente a la imagen de G-band en la que se realiza la detección de BPs, esto es, la más próxima temporalmente. Se utiliza, por tanto, el magnetograma resultante a partir de las imágenes restauradas en torno a las 9:04:28 UT, obtenido teniendo en cuenta la expresión 4.1.

La densidad de flujo magnético en la línea de visión, B , es proporcional

a la señal del magnetograma M :

$$B[\text{Gauss}] = \alpha M \quad (6.2)$$

Esta densidad de flujo magnético obtenida, realmente corresponde al flujo magnético de un píxel, y solamente es equivalente a la densidad de flujo magnético (o fuerza de campo magnético) cuando el píxel está ocupado completamente por la atmósfera magnética, es decir, con un factor de llenado magnético de 1. Teniendo en cuenta que el magnetograma en estudio corresponde a un FOV perteneciente al centro del disco ($\mu \approx 1$), que el campo magnético es aproximadamente radial en los pequeños tubos de flujo magnético, y que los BPs cubren un área mayor que los elementos de resolución en el detector, se puede considerar que la densidad de flujo magnético obtenida es prácticamente la correspondiente a la total y hacer uso de esta aproximación. Considerando los resultados obtenidos por [Berger et ál. \(2004\)](#), a partir de calibraciones basadas en magnetogramas de HR de MDI, el valor de α adoptado en este trabajo es de 16551 G. Sin embargo, cabe señalar que este valor se utiliza solamente como referencia, así como los resultados derivados.

Filtrado de ruido en el magnetograma

Las imágenes de densidad de flujo magnético poseen cierta cantidad de ruido espurio que complica el estudio de pequeñas estructuras, ya que la débil señal magnética que poseen puede ser comparable con la señal de ruido. Este efecto es más acusado en los casos en los que un mismo píxel posee señales magnéticas de signos opuestos, conduciendo por tanto a una disminución de la señal neta. El ruido de la señal magnética, medido a través de la desviación estándar del magnetograma es de $\sigma = 69.22$ G. Para reducir el nivel de ruido y atenuar así este inconveniente, se busca el nivel umbral a partir del cual se puede considerar la imagen exenta de ruido, eliminando todos los píxeles con señal aislados. El procedimiento para determinar el valor de este nivel umbral es análogo al utilizado por [Krivova y Solanki \(2004\)](#) y [Balmaceda et ál. \(2010\)](#). En él, se considera que el ruido se distribuye arbitrariamente sobre los píxeles, y por tanto, se espera que su histograma presente una distribución gaussiana centrada en 0 G. De esta forma, se toma la distribución de los valores de flujo magnético de la imagen (figura 6.7), se asume que la parte central de dicha

distribución es esencialmente debida a ruido y se construye una función gaussiana que se ajusta de forma conveniente a esa zona. La diferencia entre la distribución de señal original, H (línea negra continua) y el ajuste de la función gaussiana, G (línea violeta de trazos y puntos) ofrece la estimación de la densidad de flujo magnético sin ruido (línea verde de trazos).

Para realizar el ajuste se tiene en cuenta que la función gaussiana obedece a la expresión:

$$f(x) = A_0 e^{-\frac{z^2}{2}} \quad (6.3)$$

donde A_0 es la altura y $z = \frac{x-A_1}{A_2}$, siendo A_1 el centro y A_2 el ancho (desviación estándar) de la función gaussiana.

La anchura a media altura de la función gaussiana se relaciona con el parámetro A_2 a través de la expresión:

$$FWHM = 2A_2\sqrt{2\ln 2} \quad (6.4)$$

Para obtener los valores de los parámetros A_0 , A_1 y A_2 se busca la función gaussiana que mejor se ajuste a la parte central de la distribución de valores del magnetograma. Atendiendo al hecho de que los valores de la función gaussiana no pueden ser mayores que los del magnetograma, puesto que el ruido no puede ser mayor que la señal total registrada, se obtiene: $A_0=119000$, $A_1=-1.87$ y $A_2=41$, y por tanto, $FWHM = 96.55$ G.

Mediante un procedimiento de aproximación iterativa se elige el nivel umbral de ruido apropiado, de modo que el magnetograma resultante posea valores mayores al de este nivel umbral y presente una distribución muy similar a la diferencia entre el histograma H de densidad de flujo magnético del magnetograma menos el ajuste de la función gaussiana G . Con esto, se obtiene que el nivel umbral más adecuado es 1.4 veces la desviación estándar de los valores del magnetograma. El nivel umbral obtenido es $U = 96.91$ G, muy próximo a la FWHM de la función gaussiana. La distribución de valores del magnetograma con señal de ruido mínima se representa con la línea rosada de puntos en la figura 6.7. La función gaussiana G presenta la misma amplitud que la distribución de valores de la imagen H alrededor de 0 G, lo cual conduce al drástico descenso de la

distribución de la señal estimada (línea verde continua) a ambos lados de las proximidades de 0 G.

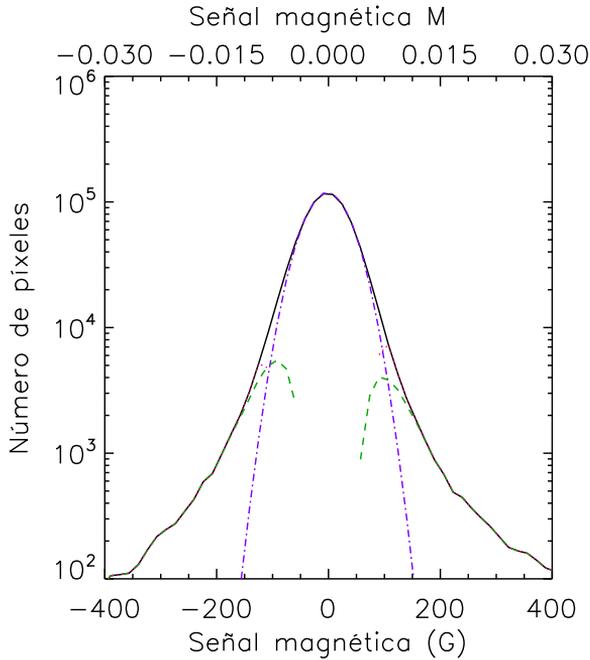


Figura 6.7: Distribución de valores de densidad de flujo magnético (H , línea negra continua), ajuste gaussiano para la distribución de ruido (G , línea violeta de trazos y puntos), diferencia de la distribución de densidad de flujo magnético menos el ajuste gaussiano ($H-G$, línea verde de trazos) y distribución del magnetograma tratado de ruido (línea rosada de puntos).

La figura 6.8 muestra los histogramas y ajustes correspondientes a cuatro pruebas de valores de nivel de ruido, utilizadas para elegir el adecuado al magnetograma. El significado de cada una de las curvas es análogo al explicado para la figura 6.7. Los paneles de la figura 6.8 corresponden a niveles de ruido alrededor de U : (a) 1.2σ , (b) 1.3σ , (c) 1.5σ y (d) 1.6σ del magnetograma original. Cuando el nivel de ruido es menor que U , las distribuciones de los magnetogramas resultantes poseen valores ligeramente superiores a los de la diferencia $H-G$, de modo que se conservan más valores pequeños de señal magnética que en la estimación dada por la

diferencia $H-G$. Sin embargo, para los valores de nivel de ruido mayores que U , se aprecia una pérdida de señal mayor de la deseada. Todo esto se aprecia también en los correspondientes magnetogramas resultantes. Cuando se utilizan niveles de ruido inferiores a U se obtienen imágenes en las que aún se aprecian indicios de ruido. Pero cuando se utilizan niveles de ruido mayores que U , lo que se aprecia es cierta pérdida de estructuras magnéticas y por tanto, se pone de manifiesto la posible eliminación de señal real.

Al desestimar los valores inferiores al del nivel umbral, por considerar que corresponden a señal de ruido, seguramente también se están rechazando valores de naturaleza magnética. La señal magnética por debajo del umbral puede deberse a campos débiles, a la compensación de las dos polaridades dentro de un mismo píxel o a ambos motivos a la vez.

En [Berger y Title \(2001\)](#) se define el nivel de ruido para magnetogramas obtenidos también a través del SOUP, como la FWHM del ajuste de la función gaussiana a la distribución de valores de la señal magnética. De esta forma, obtienen un nivel de ruido en el rango de 120 a 160 G para magnetogramas individuales tomados en excelentes condiciones de *seeing*, y un nivel de ruido de aproximadamente 60 G para el promedio temporal de 3 magnetogramas consecutivos. A pesar de haber sido tomados a través del SOUP, los magnetogramas individuales no se obtienen con el mismo procedimiento que los estudiados en este trabajo, de modo que el valor del nivel de ruido no puede ser comparado directamente. Sin embargo, se utiliza el mismo parámetro (la FWHM de la función gaussiana que se ajusta al histograma del magnetograma original) que el utilizado en el presente trabajo para estimar el valor del nivel de ruido de la imagen.

Correspondencia de GBPs en el magnetograma

La detección de las estructuras magnéticas se realiza sobre el magnetograma tratado de ruido y con los valores en unidades de Gauss. Para ello, se localizan en él las posiciones de las estructuras seleccionadas como BPs en G-band. Las posiciones de los BPs seleccionados se obtienen a partir del mapa y del listado proporcionado por el método de selección ex-

6.2. Análisis de datos y resultados

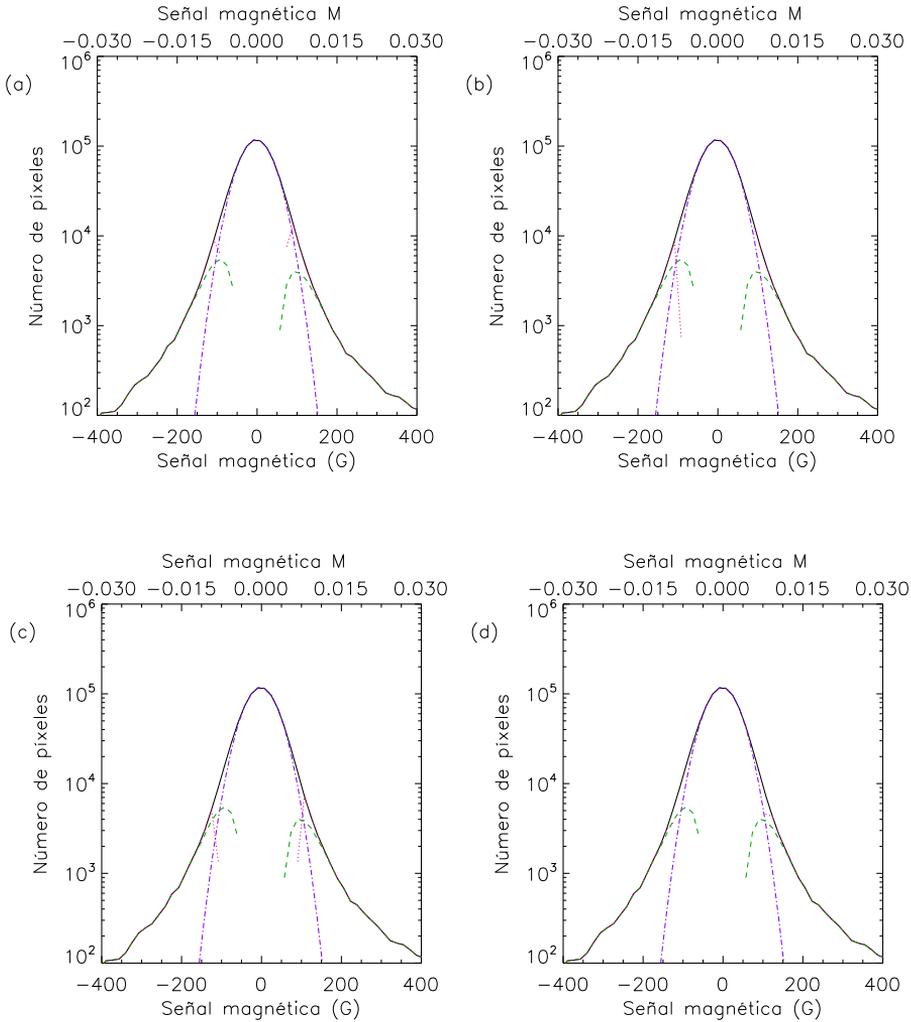


Figura 6.8: Distribución de valores de densidad de flujo magnético (H , línea negra continua) considerando otros valores de niveles de ruido ((a) 1.2σ , (b) 1.3σ , (c) 1.5σ y (d) 1.6σ), ajuste gaussiano para la distribución de ruido (G , línea violeta de trazos y puntos), diferencia de la distribución de densidad de flujo magnético menos el ajuste gaussiano ($H-G$, línea verde de trazos) y distribución del magnetograma tratado de ruido (línea rosada de puntos).

plicado en el apartado §6.2.1. Sin embargo, debe tenerse en cuenta que las imágenes en ambos canales no están perfectamente alineadas ni presentan la misma escala espacial. Por tanto, en primer lugar, la imagen del mapa de BPs seleccionados debe ser alineada con el magnetograma. Para ello, se escala la imagen del mapa respecto al magnetograma, teniendo en cuenta sus distintas escalas espaciales. Luego se alinea y se recorta para que los campos coincidan en ambas imágenes. Por último, se construye una nueva tabla para los elementos seleccionados con las nuevas posiciones en el mapa reescalado, correspondientes a la escala espacial del magnetograma.

El alineamiento se realiza cuidadosamente utilizando las estructuras magnéticas. Sin embargo, existe el inconveniente de que las imágenes restauradas en ambos canales presentan pequeños desplazamientos para las estructuras que representan la misma manifestación. El motivo fundamental es la diferencia entre los períodos temporales empleados en las restauraciones de ambas. La imagen en G-band ha sido restaurada a partir de imágenes obtenidas en un intervalo de tiempo de aproximadamente 15 segundos, y el magnetograma es el resultado de las imágenes obtenidas en un período de en torno a un minuto. Los BPs son prácticamente invariables para la resolución de las imágenes en G-band durante 15 segundos, pero un minuto supone cambios significativos en la evolución de las estructuras solares, lo que produce pérdida de sensibilidad en el magnetograma. Además, las imágenes utilizadas para la creación del magnetograma no han sido tratadas del procesado posterior a la restauración a través del código (MOMFBD para el magnetograma y MFBD para la imagen en G-band), en el que se elimina el efecto de la distorsión residual (*de-stretching*) y las perturbaciones en alta frecuencia temporal. Por otra parte, debido a que las restauraciones de ambas imágenes se han realizado por separado, hace que las pequeñas porciones de imágenes utilizadas en la restauración, a través del código para cada canal, no sean necesariamente las mismas y por ello, corrija el efecto de la atmósfera de distinta forma. Todo esto condiciona el alineamiento de las imágenes y, por tanto, la forma de afrontar el estudio.

La figura 6.9 muestra los BPs seleccionados en G-band superpuestos al magnetograma tratado tras el alineamiento. Debido a que el FOV de los

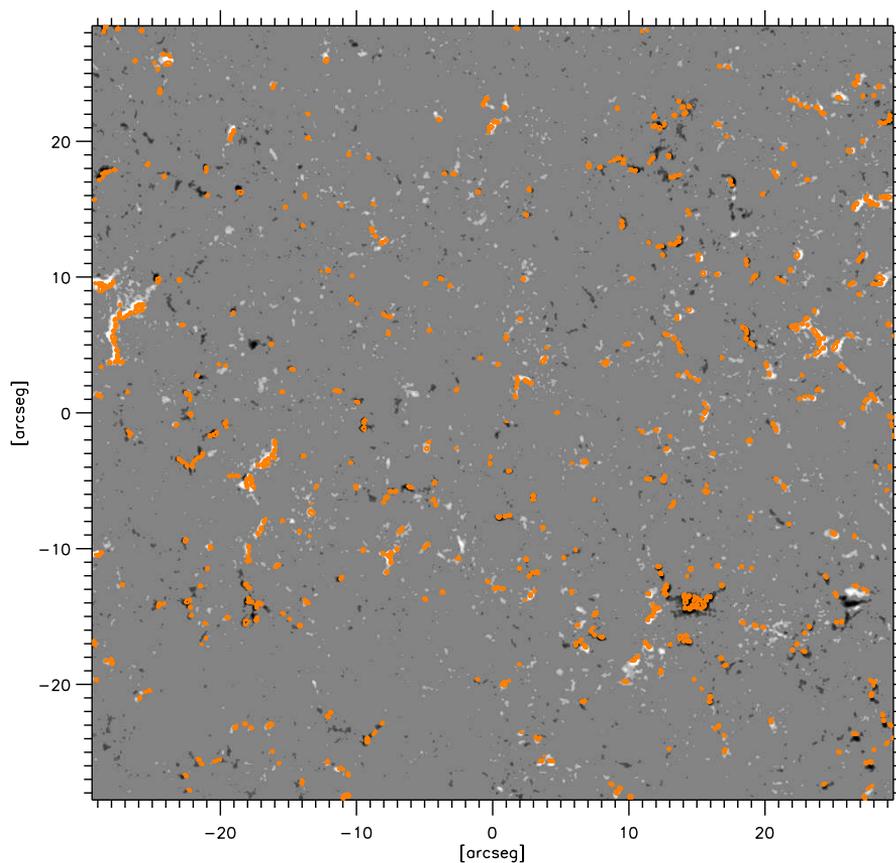


Figura 6.9: Magnetograma tratado de ruido con los BPs seleccionados en G-band en color anaranjado superpuestos. Fue tomado en torno a las 9:04:28 UT en el SST y es casi simultáneo con las imágenes en G-band de la figura 6.1 y en Ca II H de la figura 6.2.

magnetogramas es menor que el de las imágenes en G-band, de los 893 BPs detectados en G-band, se observan 626 superpuestos en el magnetograma después del alineamiento. En la mayor parte de los casos, las estructuras seleccionadas en G-band coinciden con estructuras visibles en el magnetograma. Sin embargo, en este último se aprecian estructuras con señal magnética tan intensa como las relacionadas con GBPs, que no poseen estructura correspondiente en G-band. Además, algunas estructuras in-

dividuales en el magnetograma coinciden con una cadena de varias en G-band, lo cual se debe, independientemente de la naturaleza física del proceso, a la menor escala de la imagen y al mayor tiempo de integración en la obtención del magnetograma respecto de la imagen en G-band.

6.2.4. Densidad de flujo magnético en BPs

La determinación de B correspondiente a cada uno de los GBPs detectados presenta como principales inconvenientes la imprecisión del alineamiento entre la imagen en G-band y el magnetograma correspondiente y la diferencia de forma y tamaño para una misma estructura en sendas imágenes. Es por ello por lo que se realizan diferentes aproximaciones. Por un lado, se determina B en la posición correspondiente a los centroides de las posiciones de las estructuras seleccionadas en G-band (B_{cent}). También se obtiene como el máximo de los valores de B encerrados en un cuadrado de área igual al área del correspondiente BP, centrado en el centroide (B_{max}). Por último, se determina el promedio de B encerrada en cada uno de los cuadrados mencionados antes, considerando sólo las posiciones donde existe señal (\bar{B}).

Densidad de flujo magnético en los centroides de los BPs (B_{cent})

Una primera estimación de las densidades de flujos magnéticos correspondientes a los BPs seleccionados en la imagen de G-band se realiza en las posiciones pertenecientes a los centroides de dichas estructuras obtenidas a partir de las posiciones correspondientes a la imagen en G-band. En la figura 6.10 se observan las posiciones de los centroides de los BPs seleccionados en G-band superpuestos al magnetograma. Se aprecia que, para algunas estructuras, los centroides de los GBPs están ligeramente desplazados respecto de las correspondientes estructuras del magnetograma, debido a lo sugerido anteriormente.

La relación entre I_{scl} y B_{cent} para cada BP se muestra en el panel (a) de la figura 6.14. De los 626 GBPs pertenecientes al campo del magnetograma, solo 365 poseen señal de B_{cent} asociada. Se aprecia una dispersión bastante alta ($r^2 \approx 0.3$, siendo r el coeficiente de correlación de la regresión lineal) con una concentración importante para los valores más

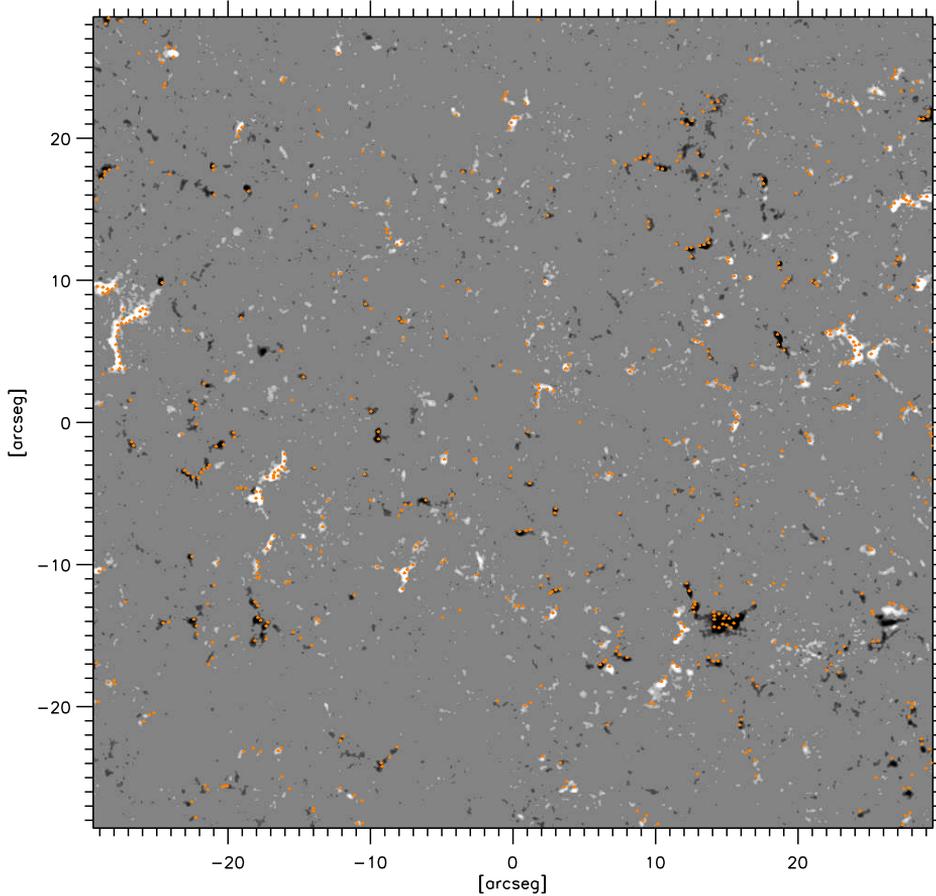


Figura 6.10: Posiciones de los centroides de los GBPs en anaranjado superpuestos al magnetograma del SST.

pequeños tanto en intensidad como en flujo. Debido a los inconvenientes comentados a la hora de alinear la imagen en G-band y el magnetograma, los centroides de los GBPs en ocasiones corresponden en el magnetograma a posiciones desplazadas en las que no existe señal o ésta es muy débil. Además, a causa de la pérdida de sensibilidad, la señal del magnetograma está devaluada.

Densidad de flujo magnético máximo alrededor de los centroides de los BPs (B_{max})

Las densidades de flujos magnéticos relacionadas con los BPs seleccionados también pueden aproximarse considerando el valor máximo de B en un cuadrado del tamaño del correspondiente BP en torno a la posición del centroide. La figura 6.11 muestra las posiciones de estos máximos superpuestas al magnetograma. A simple vista, parece existir mejor correlación entre estas posiciones y las estructuras magnéticas, que la observada en la figura 6.10 para las posiciones de los centroides. El panel (b) de la figura 6.14 presenta la relación entre I_{scl} y B_{max} para todos los GBPs seleccionados. Existen 558 puntos correspondientes a GBPs con señal de B_{max} significativa. La dispersión es menor ($r^2 \approx 0.4$) que la obtenida anteriormente para la estimación de B_{cent} . Este método de determinar B favorece la obtención de valores pertenecientes a las estructuras, es decir, donde existe señal. Sin embargo, en unas pocas ocasiones, a dos GBPs distintos les corresponde el mismo punto en el magnetograma y por tanto, la misma señal magnética. Esto sucede como consecuencia de que los correspondientes cuadrados poseen bordes comunes y el máximo de B para ambos se sitúa en el mismo punto de estos bordes. En la figura 6.12 se observa el magnetograma con los cuadrados y la posición de B_{max} correspondiente para cada GBP.

La figura 6.13 muestra el desplazamiento existente entre las posiciones correspondientes a B_{max} respecto de la posición del centroide perteneciente a cada uno de los GBPs. En general, se observa una tendencia a desplazamientos menores a 0.1 . Debe tenerse en cuenta que el tamaño de las estructuras condiciona el de los cuadrados, y por tanto, los valores de estos desplazamientos están limitados.

Densidad de flujo magnético promedio (\bar{B})

Finalmente, la densidad de flujo magnético asociada a los GBPs seleccionados también puede estimarse determinando el promedio de B contenida en los cuadrados anteriores, considerando tan solo las posiciones donde existe señal. Esta estimación para B aporta un valor más significativo que los anteriores, puesto que se considera el BP como un objeto extenso y

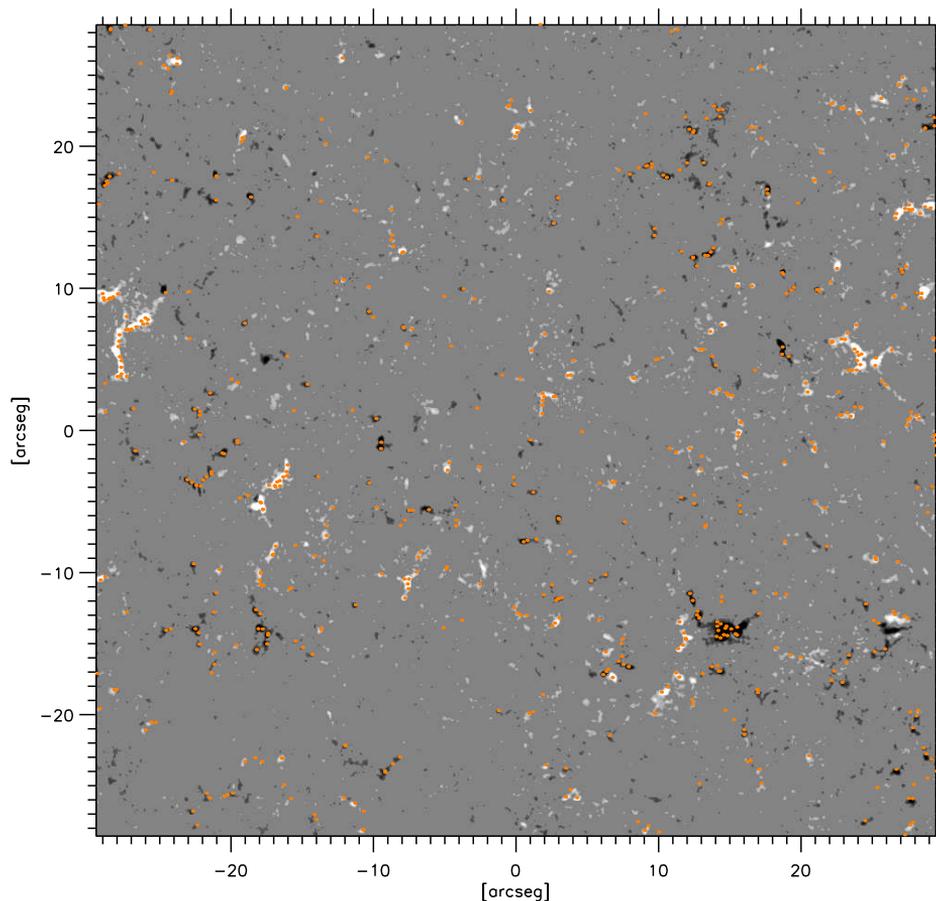


Figura 6.11: En anaranjado, posiciones de B_{max} correspondientes a los GBPs seleccionados, superpuestos al magnetograma.

no como un solo punto matemático, que puede llegar a tomar un área próxima a la correspondiente en G-band. Al tratarse de un promedio, los valores de \bar{B} obtenidos son menores que los de B_{cent} y B_{max} .

La relación entre \bar{B} e I_{scl} en este caso, para cada GBP, se muestra en el panel (c) de la figura 6.14. El número de puntos con señal magnética importante es 558, igual que el obtenido en la estimación anterior de B_{max} .

6. Estudio de los puntos brillantes

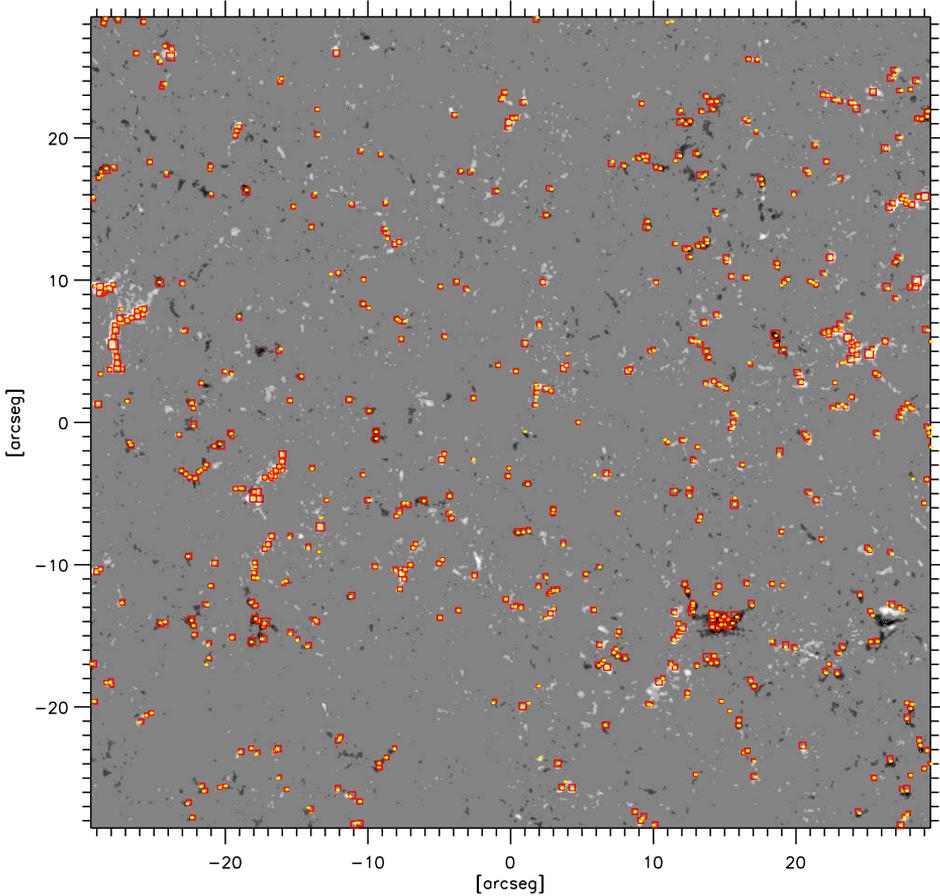


Figura 6.12: En amarillo, posiciones de B_{max} correspondientes a los GBPs seleccionados, y en rojo, los cuadrados en los que se determina B_{max} , superpuestos al magnetograma.

La dispersión ($r^2 \approx 0.4$) es menor que la correspondiente a B_{cent} y similar a la de B_{max} .

La distribución de \bar{B} se representa en la figura 6.15. La mayor parte de los puntos ($\approx 57\%$) se encuentra entre ~ 100 y ~ 150 G, aunque los valores se distribuyen entre ~ 98 y ~ 1173 G, con una concentración máxima en torno a 100 G. Diversos estudios identifican los BPs con las

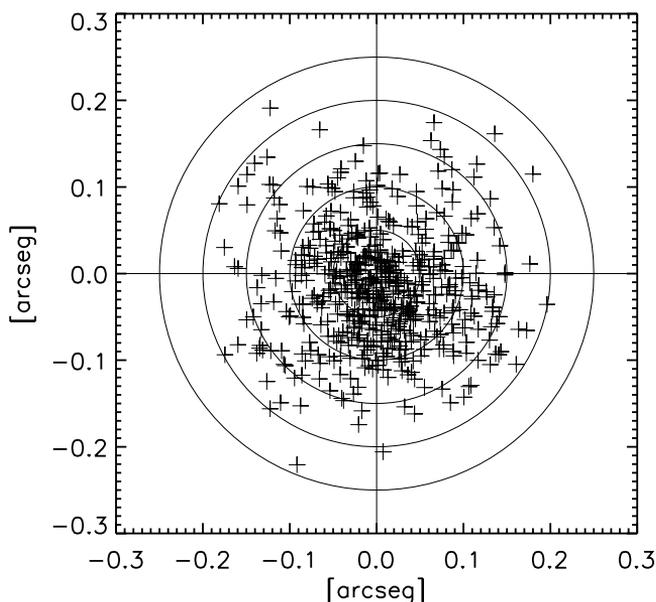


Figura 6.13: Distancia y dirección de los centros gravitacionales de la densidad de flujo magnético contenidas en cada cuadrado respecto del correspondiente centriode.

concentraciones magnéticas de kG deducidas de medidas polarimétricas. Por ejemplo, recientemente, en [Lagg et ál. \(2010\)](#) encuentran BPs con señales de campo magnético por encima de 1 kG, a partir de datos de IMAx. Por tanto, parece que los valores de flujo magnético asociados a BPs estimados en este trabajo están por debajo de los valores mayormente reconocidos en un orden de magnitud. El principal motivo de esta diferencia es que los magnetogramas no son buenos trazadores de las concentraciones de flujo magnético de pequeña escala. Esto sucede especialmente debido a la pérdida de sensibilidad del magnetograma. Reiterando lo expuesto previamente, durante el tiempo requerido para la obtención de imágenes necesarias para la construcción del magnetograma, las principales características de los BPs han evolucionado sustancialmente para la resolución utilizada, y por tanto, el magnetograma ofrece un promedio de esa evolución. Además, las pequeñas estructuras están bastante afectadas de la cancelación, al menos en parte, de polaridades opuestas dentro de un mismo elemento de resolución. También influyen las limitaciones de

6. Estudio de los puntos brillantes

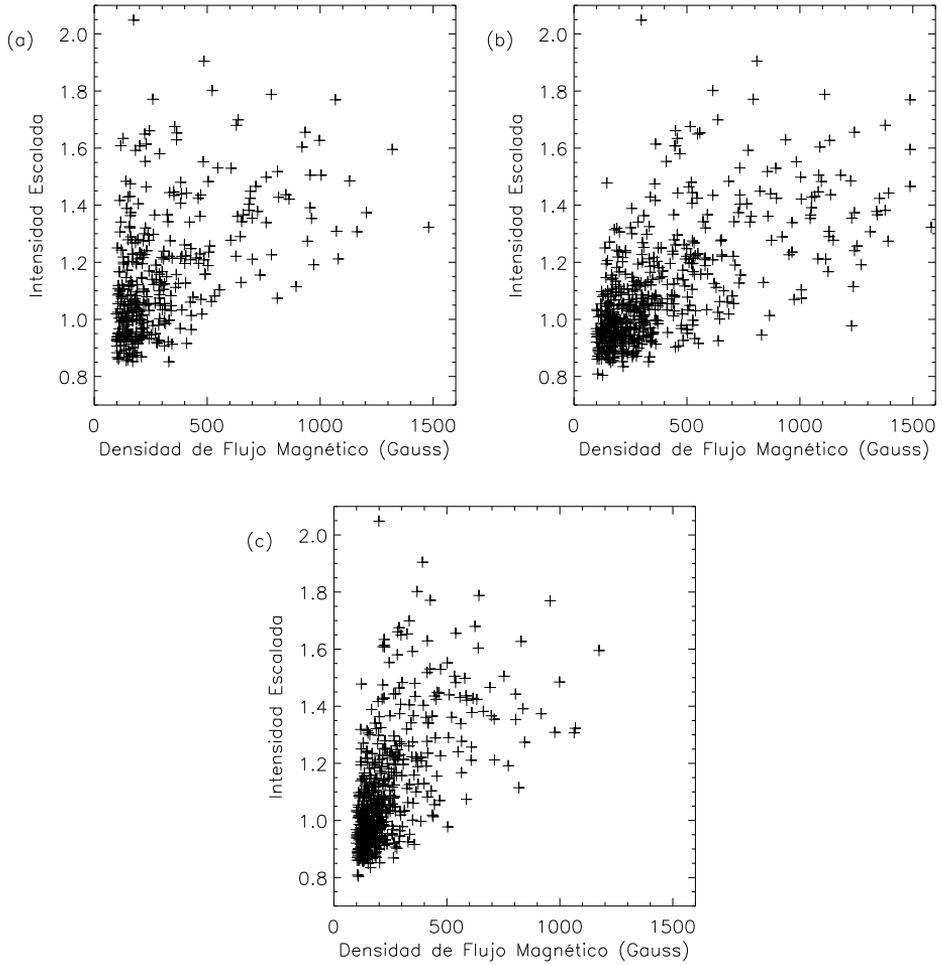


Figura 6.14: Relaciones entre B e I_{scl} para los GBPs en las tres estimaciones realizadas: B en el centroide (B_{cent} , panel (a)), máximo de B en un cuadrado alrededor del centroide (B_{max} panel (b)) y B promedio en un cuadrado alrededor del centroide (\bar{B} , panel (c)).

los métodos para la obtención de B . Estas limitaciones se deben principalmente a la imprecisión en la correlación entre GBPs y las correspondientes estructuras del magnetograma.

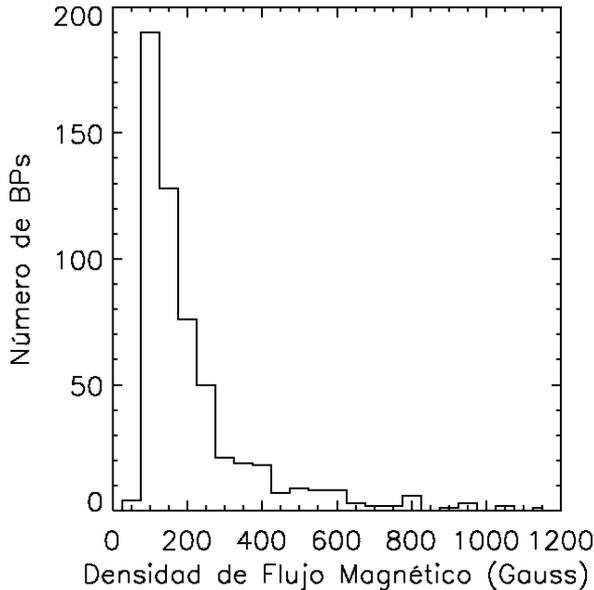


Figura 6.15: Distribución de valores de \bar{B} correspondientes a los GBPs seleccionados.

6.2.5. Comparación con los datos obtenidos por Hinode

Para comparar con los datos obtenidos por Hinode, se ha realizado el mismo procedimiento descrito anteriormente con las imágenes en G-band del SST correspondientes al $FOV_{SST-Hinode}$. Para obtener este FOV en el magnetograma del SST se alinea éste con el de Hinode, continuando el proceso realizado en el apartado §6.2.2. A continuación se selecciona el FOV de Hinode, no solo en el magnetograma, sino también en la imagen en G-band y en la del mapa de estructuras seleccionadas. A partir del mapa se construye una nueva tabla con las nuevas posiciones de estructuras seleccionadas presentes en la imagen correspondiente al $FOV_{SST-Hinode}$. En la figura 6.16 se observan el magnetograma del SST correspondiente al $FOV_{SST-Hinode}$ (izquierda) y el de Hinode (derecha) con las posiciones de los correspondientes BPs seleccionados en G-band del SST superpuestos. Se aprecia una buena correspondencia en ambos casos y una mayor abundancia de manifestaciones magnéticas en el magnetograma del SST res-

pecto del de Hinode.

El magnetograma de Hinode ha sido tratado con el mismo procedimiento post-facto que el del SST. En primer lugar, se tienen en cuenta sólo los píxeles con señal magnética por encima de 3σ de los valores originales. A continuación, los valores en Gauss se obtuvieron utilizando, en la ecuación 6.2, el factor derivado de Chae et ál. (2007) mediante la comparación de datos simultáneos obtenidos a partir del SOT/SP y el SOT/NFI para la línea de Fe I. Las dos líneas espectrales (Mg I en el magnetograma y Fe I para la obtención del factor) poseen distintas sensibilidades con el campo magnético, y además proporcionan información de éste correspondiente a la cromosfera y la fotosfera, respectivamente. Sin embargo, los valores en unidades de Gauss obtenidos se consideran una buena aproximación para B.

Para la comparación de la densidad de flujo magnético obtenida en el $FOV_{SST-Hinode}$ se realizan los tres procedimientos explicados anteriormente con ambos magnetogramas.

Densidad de flujo magnético en los centroides de los BPs (B_{cent})

La figura 6.17 presenta las posiciones de los centroides de los BPs seleccionados en G-band correspondientes al $FOV_{SST-Hinode}$ sobre cada uno de los magnetogramas. Las posiciones de los centroides corresponden bastante bien con las regiones magnéticas. La relación entre I_{scl} y B_{cent} de cada uno de estos BPs se representa en los paneles superiores de la figura 6.18 ((a) para el magnetograma del SST en el $FOV_{SST-Hinode}$ y (b) para el magnetograma de Hinode). Destaca una mayor correspondencia entre las estructuras encontradas en G-band y el magnetograma del SST, que en el de Hinode (93 y 25 puntos, respectivamente) y que en el primero se obtienen valores mayores para B_{cent} (hasta ≈ 900 G en el del SST y ≈ 300 G en el de Hinode). También se aprecia una mayor concentración de puntos para valores de I_{scl} y B_{cent} bajos y una dispersión menor para los datos del SST ($r^2 \approx 0.3$) respecto de los de Hinode ($r^2 \approx 0.2$).

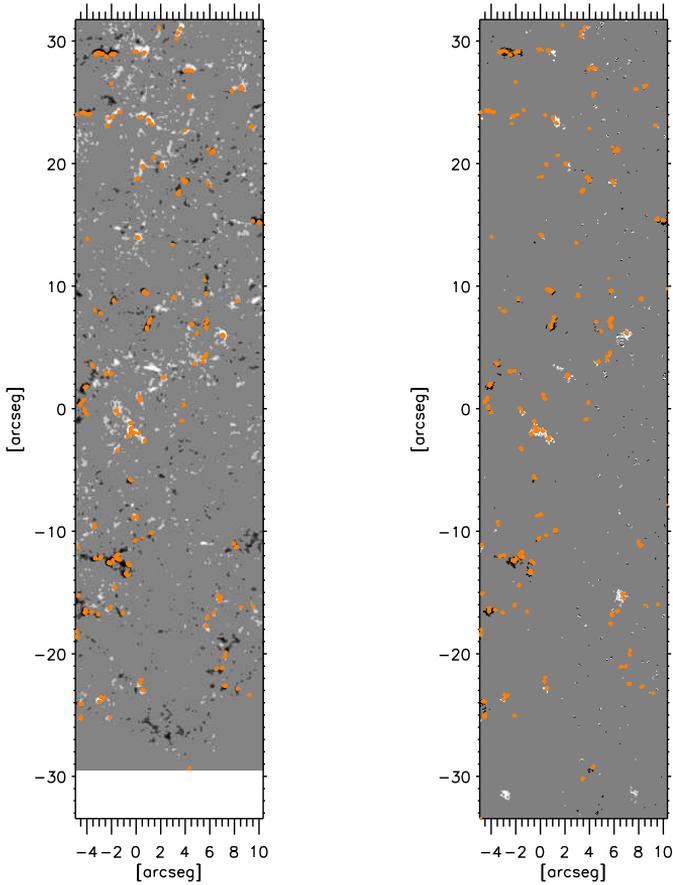


Figura 6.16: GBPs en anaranjado superpuestos al magnetograma del SST con el $FOV_{SST-Hinode}$ (figura izquierda) y al magnetograma de Hinode (figura derecha).

Densidad de flujo magnético máximo alrededor de los centroides de los BPs (B_{max})

En la figura 6.19 se presentan los magnetogramas con el $FOV_{SST-Hinode}$ y, sobre ellos, las posiciones correspondientes a los máximos de densidad de flujo contenidos en cuadrados del tamaño de cada uno de los BPs, alrededor de los mismos. Nuevamente, al igual que para el caso del magnetograma del SST total, algunas de estas posiciones son coincidentes para

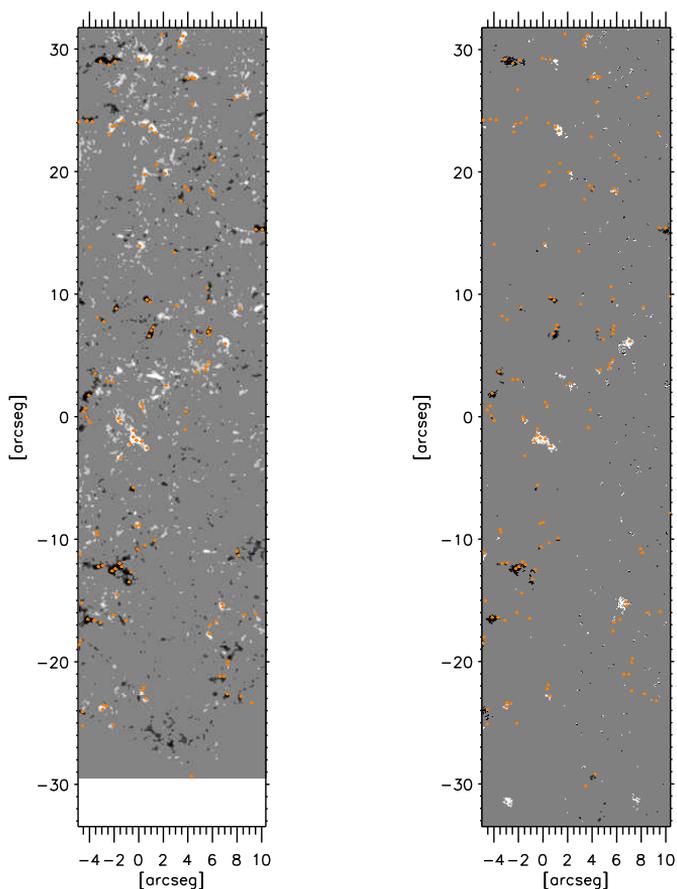


Figura 6.17: Centroides de los GBPs en anaranjado, superpuestos al magnetograma del SST con el $FOV_{SST-Hinode}$ (figura izquierda) y al magnetograma de Hinode (figura derecha).

varios BPs. En la figura 6.20 se presentan los cuadrados correspondientes para cada BP y la posición de B_{max} contenida en el interior de cada cuadrado. Los desplazamientos de las posiciones de B_{max} respecto de los centroides se representan en la figura 6.21, en la que, a grandes rasgos, no se aprecia ninguna dirección de desplazamiento privilegiada en ninguno de los dos casos.

6.2. Análisis de datos y resultados

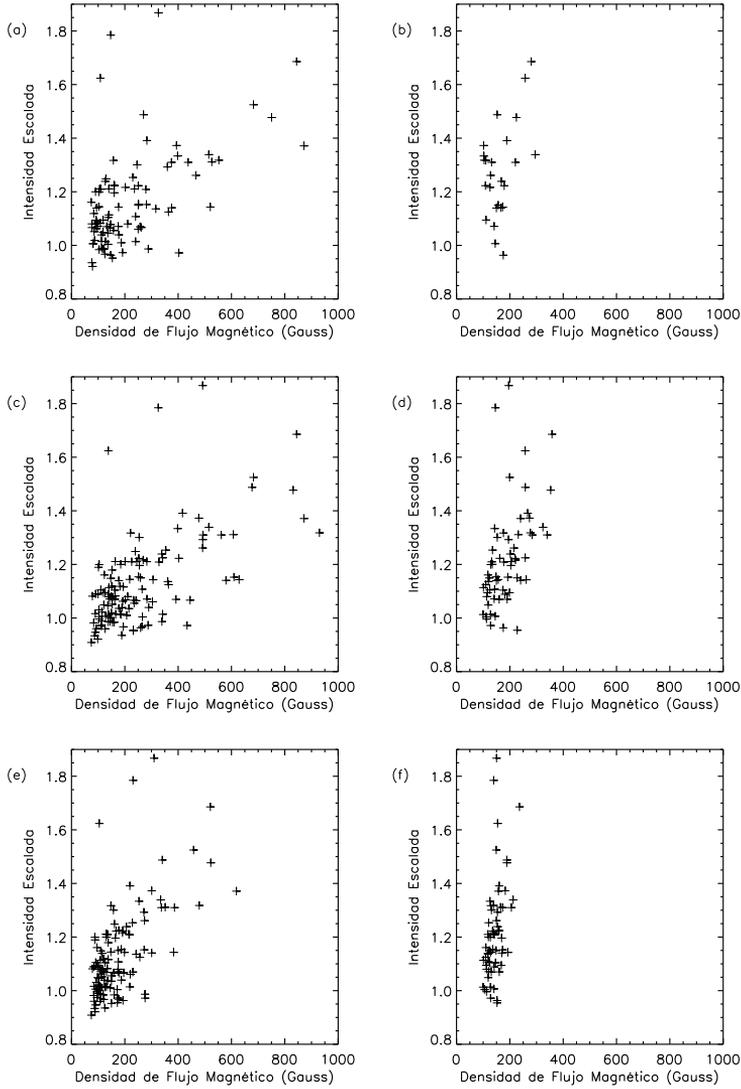


Figura 6.18: Relaciones entre B e I_{scl} para los GBPs en el $FOV_{SST-Hinode}$ en el magnetograma del SST (figuras de la izquierda) y en el de Hinode (figuras de la derecha), para las tres estimaciones realizadas: B en el centroide (paneles (a) y (b)), máximo de B en un cuadrado alrededor del centroide (paneles (c) y (d)) y B promedio en un cuadrado alrededor del centroide (paneles (e) y (f)).

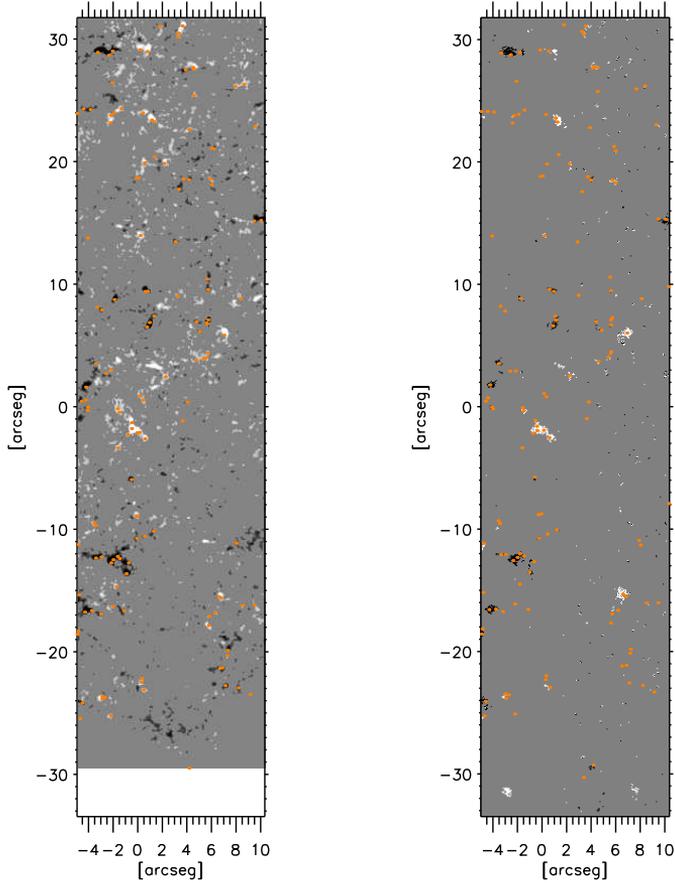


Figura 6.19: En anaranjado, posiciones de B_{max} correspondientes a los GBPs seleccionados, superpuestos al magnetograma del SST con el $FOV_{SST-Hinode}$ (figura izquierda), y al magnetograma de Hinode (figura derecha).

La relación entre I_{scl} y B_{max} para cada BP se representa en los paneles centrales de la figura 6.18 ((c) para el magnetograma del SST en el $FOV_{SST-Hinode}$ y (d) para el magnetograma de Hinode). Son muy similares en ambos casos con las obtenidas para el estudio de B_{cent} . Por un lado, se encuentran mayor número de puntos con señal magnética e I_{scl} asociada para los datos del SST (124 puntos) que para los de Hinode (63 puntos). Además, la correlación presenta menor dispersión para el gráfico corres-

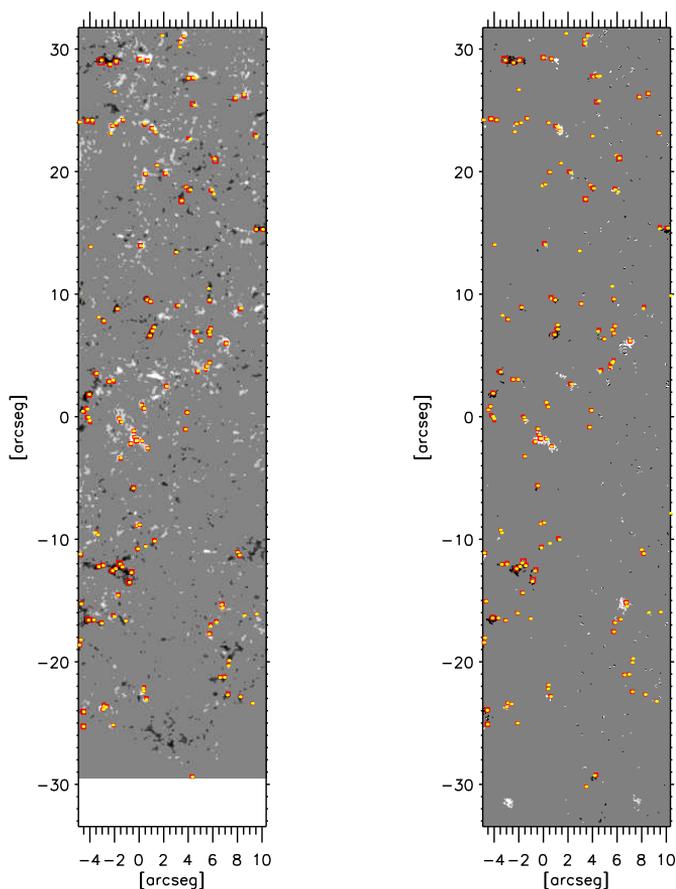


Figura 6.20: En rojo, cuadrados del tamaño de cada BPs alrededor de la posición del respectivo centroide, y en amarillo, las posiciones de los B_{max} correspondientes, sobre los magnetogramas del SST con el $FOV_{SST-Hinode}$ (izquierda) y de Hinode (derecha).

pondiente al magnetograma del SST ($r^2 \approx 0.4$) que al de Hinode ($r^2 \approx 0.3$). Nuevamente dominan los valores de B_{max} bajos, especialmente para los datos de Hinode, cuyo máximo se encuentra próximo a 400G, mientras que para los del SST llegan hasta casi 1 kG.

6. Estudio de los puntos brillantes

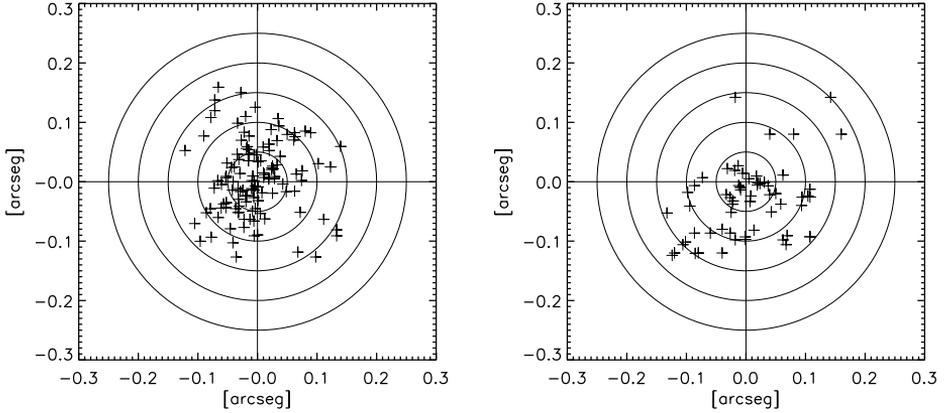


Figura 6.21: Desplazamientos en coordenadas polares de las posiciones de centroides de los GBPs y las correspondientes a B_{max} para el magnetograma del SST con el $FOV_{SST-Hinode}$ (figura izquierda) y para el magnetograma de Hinode (figura derecha).

Densidad de flujo magnético promedio (\bar{B})

La densidad de flujo magnético promedio se calcula para los cuadrados en torno a cada uno de los centroides de los BPs, observados en la figura 6.20. En los paneles inferiores de la figura 6.18 ((e) para el magnetograma del SST en el $FOV_{SST-Hinode}$ y (f) para el magnetograma de Hinode) se presentan las relaciones entre I_{scl} y \bar{B} . Análogamente a las dos estimaciones anteriores, se encuentran mayor cantidad de puntos correlacionados entre I_{scl} y \bar{B} para los datos del SST (124 puntos) que para los de Hinode (63 puntos). La dispersión de puntos es menor para los datos del SST ($r^2 \approx 0.4$) que para los de Hinode ($r^2 \approx 0.2$). Los datos de Hinode presentan valores menores de \bar{B} , incluso menores que los obtenidos para B_{cent} y B_{max} , tal como sucede con los datos del SST.

Las distribuciones de valores de \bar{B} se representan en la figura 6.22. Para el magnetograma del SST se observa una abundancia máxima en torno a ~ 100 G con valores que se distribuyen entre ~ 74 y ~ 618 G, con el 75% de los puntos en el rango entre ~ 50 y ~ 150 G. Para el magnetograma de Hinode se obtiene una distribución de valores entre ~ 100 y ~ 236 G, con un 62% de los puntos en torno al máximo, que es también ~ 100 G. De forma análoga al estudio del campo completo del SST, estos

valores suponen una subestimación de la densidad de flujo magnético, por los motivos ya expuestos.

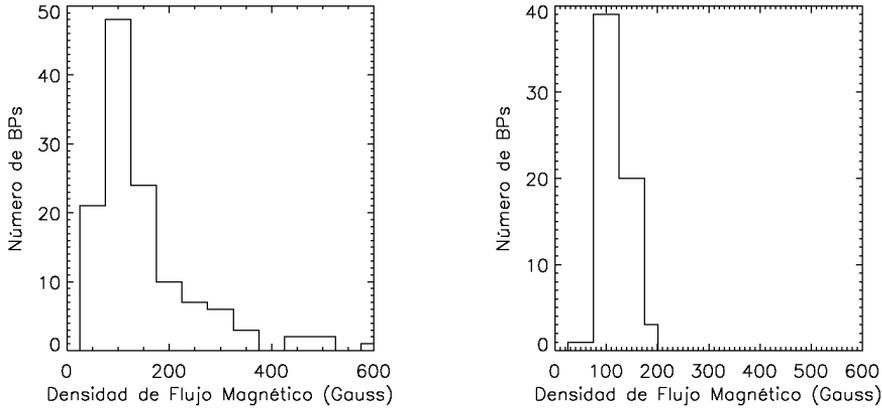


Figura 6.22: Distribución de \bar{B} correspondientes a los GBPs seleccionados para el magnetograma del SST en el $FOV_{SST-Hinode}$ (figura izquierda) y para el de Hinode (figura derecha).

6.3. Conclusiones

En la tabla 6.2 se resumen los principales resultados obtenidos para la FCS, los tamaños y las intensidades escaladas correspondientes a los BPs detectados en la imagen en G-band del SST para el FOV total y para el $FOV_{SST-Hinode}$. También se añaden los correspondientes a la imagen de CN-band de Hinode obtenidos en [Balmaceda et ál. \(2009\)](#).

La superficie cubierta por los BPs en la imagen G-band para el campo total observado con el SST es de 0.57%. Este valor es considerablemente menor que el 0.89% encontrado por [Sánchez Almeida et ál. \(2010\)](#) utilizando el mismo material observacional pero con un método de detección más elaborado. Ambos valores hay que considerarlos como estimaciones de una cota inferior del parámetro FCS, a mejorar conforme se vayan perfeccionando los medios de observación y de reducción de datos. El re-

6. Estudio de los puntos brillantes

Tabla 6.2: Resumen de los resultados obtenidos para los BPs seleccionados en la imagen en G-band tomada por el SST con el FOV total y con el $FOV_{SST-Hinode}$. También aparecen los resultados obtenidos en [Balmaceda et ál. \(2009\)](#) correspondientes a la imagen en CN-band de Hinode.

Filtro	G-band (SST)	G-band (SST) en el $FOV_{SST-Hinode}$	CN-band (Hinode)
FCS (%)	0.57	0.52	0.22
Área típica (arcseg ²)	0.027	0.016	0.06
Rango del área (arcseg ²)	0.002 0.118	0.001 0.070	0.02 0.17
Diámetro típico (")	0.174	0.138	0.27
Rango del diámetro (")	0.054 0.387	0.038 0.300	0.15 0.46
Intensidad escalada típica	0.904	1.043	0.90-1.04
Rango de la intensidad	0.804 2.048	0.893 1.884	0.70 1.26

conocimiento de pequeñas estructuras está condicionado por la resolución de la imagen, el contraste de las estructuras y el método de detección. En la resolución de la imagen influyen la apertura del telescopio y la eficiencia del método de reconstrucción de imágenes compensando las aberraciones instrumentales y de la atmósfera. Los códigos de restauración basados en deconvolución ciega, utilizados en estos trabajos, han permitido aumentar la resolución efectiva de la imagen y aumentar su contraste en unos cuantos puntos percentiles, pero todavía no se han logrado alcanzar los valores de contraste que se obtienen de las simulaciones MHD de la granulación, como por ejemplo, las de [Vögler y Schüssler \(2007\)](#). [Scharmer et ál. \(2010\)](#) atribuyen dicha limitación a la luz difusa proveniente de la atmósfera y telescopio o, equivalentemente, a la ausencia de polinomios de alto orden en la parametrización del frente de ondas aberrado en el programa de restauración. Así pues, superar este déficit de contraste implicará mejorar los métodos matemáticos para la reconstrucción de imágenes. Por otra parte, la diferencia considerable entre los valores de FCS (0.5% y 0.89%) encontrados en [Sánchez Almeida et ál. \(2004\)](#) y [Sánchez Almeida et ál. \(2010\)](#), respectivamente, se debe a una mejora de calidad de imágenes ob-

servadas pero, sobre todo, refleja las mejoras introducidas en el método de detección.

En resumen, las limitaciones descritas en nuestras medidas afectan principalmente al censo de BPs detectados y al área de superficie solar que cubren. Asimismo, las estadísticas de tamaños, brillos y señal magnética se pueden ver afectadas, aunque principalmente en las escalas espaciales más pequeñas. A pesar de ello, nuestros resultados consolidan la certeza sobre la importancia del magnetismo en las zonas supuestamente no magnéticas del Sol.

La imagen en G-band del SST correspondiente al $FOV_{SST-Hinode}$ proporciona una FCS de 0.52 %, superior a la obtenida en la imagen en CN-band de Hinode (0.22 %). El resultado se debe a la mayor resolución de la imagen del SST respecto de la de Hinode y al método de detección más eficiente utilizado para la imagen en G-band respecto del usado en la de CN-band. También intervienen factores como el hecho de que en G-band y en CN-band se observan las estructuras en diferentes alturas. Por estas mismas razones, en G-band se obtienen tamaños menores e intensidades ligeramente superiores a las mismas magnitudes medidas en CN-band.

En la tabla 6.3, se resumen los principales resultados obtenidos para la densidad de flujo magnético en cada uno de los casos estudiados.

Tabla 6.3: Resumen de los resultados obtenidos para la densidad de flujo magnético en los GBPs mediante el magnetograma del SST con el campo completo y con el $FOV_{SST-Hinode}$ (considerando las estructuras seleccionadas en G-band) y mediante el magnetograma de Hinode (considerando las estructuras seleccionadas en G-band y CN-band).

Magnetograma	SST	SST	Hinode	Hinode
	(G-band)	($FOV_{SST-Hinode}$) (G-band)	($FOV_{SST-Hinode}$) (G-band)	(CN-band)
B típico (G)	100	100	100	90
Rango de B (G)	98	74	100	80
	1173	618	236	145

La resolución y la escala de las imágenes también son decisivas en los

resultados obtenidos para las medidas de densidades de flujos magnéticos. En el magnetograma del SST son perceptibles estructuras más pequeñas que en el de Hinode, y además, existen menos cancelaciones de polaridades opuestas dentro del mismo elemento de resolución. De ahí que en el magnetograma del SST se aprecian mayor cantidad de estructuras que en el de Hinode.

La mayor parte de los GBPs con señal magnética significativa posee valores de I_{scl} y \bar{B} bajos dentro del rango general. Los valores de la densidad de flujo magnético obtenidos quedan por debajo de los valores más precisos medidos a partir de técnicas polarimétricas. El motivo es que los magnetogramas no son buenos indicadores de las concentraciones de flujo magnético de pequeñas estructuras. Esto se debe principalmente a la pérdida de sensibilidad ocasionada por el tiempo requerido en la toma de imágenes, y a la importancia de la cancelación de polaridades opuestas dentro de un mismo elemento de resolución, para las pequeñas estructuras. A pesar de todo, la mayor parte de las estructuras detectadas a partir de su intensidad en G-band presentan señal magnética significativa asociada. Esta relación es más evidente para los resultados obtenidos a partir del magnetograma del SST que de los de Hinode. Además, el mínimo de I_{scl} perteneciente a estructuras detectadas en los magnetogramas es ligeramente inferior para los datos del SST. Esto está vinculado principalmente con el hecho de que en el magnetograma de Hinode solo se detectan los BPs más intensos, debido a su menor calidad con respecto al del SST.

7

Otros resultados derivados del estudio de puntos brillantes

En este capítulo se describen varios estudios y resultados obtenidos a partir del análisis de los puntos brillantes con datos procedentes de las campañas observacionales de los años 2005, 2006 y 2007 en el SST.

Con los datos de 2005 se presentan perfiles de intensidad a través de cortes en las imágenes de G-band y G-continuum, en los que se pone de manifiesto la razón por la que es preferible el estudio de BPs en la primera respecto de la segunda de estas longitudes de onda. Estos datos también se utilizan para determinar la FCS por BPs en una zona próxima al centro del disco solar. Los datos de 2006 se utilizan para analizar la CLV del FCS por BPs. Finalmente, se presenta el descubrimiento de vórtices de pequeña escala trazados por el movimiento de BPs y el estudio de algunas de sus propiedades, a partir de los datos obtenidos en 2007.

7.1. Contraste de intensidad de puntos brillantes en G-band y G-continuum

Además de los aquí presentados, numerosos estudios de BPs se realizan a partir de imágenes en G-band, puesto que en esta banda se observan más

7. Otros resultados derivados del estudio de puntos brillantes

brillantes (ver apartados §1.4.1 y §1.4.2). En este apartado se estudian los contrastes de intensidad en G-band y G-continuum y la comparación entre ambos. Este análisis se realiza en imágenes simultáneas en G-band y G-continuum tomadas el día 11 de junio de 2005 alrededor de las 9:22:30 UT en una zona de Sol en calma situada cerca del centro del disco. En la figura 7.1 se presentan las imágenes procesadas en G-band y G-continuum simultáneas con las que se realiza el análisis presentado a continuación.

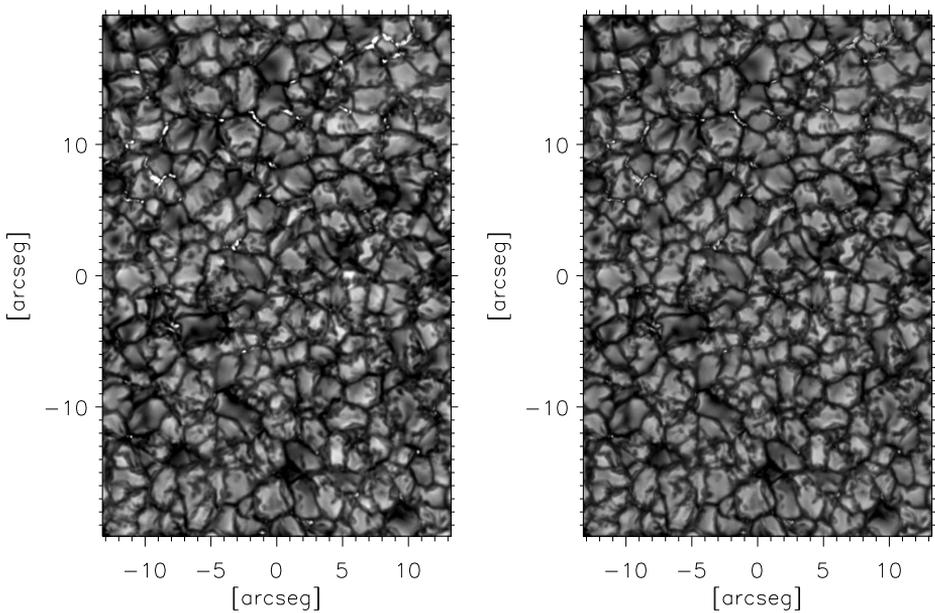


Figura 7.1: Imágenes en G-band (izquierda) y G-continuum (derecha) simultáneas y para el mismo FOV correspondientes al 11 de junio de 2005 sobre las 9:22:30 UT en una zona de Sol en calma próxima al centro del disco.

7.1.1. Análisis de datos y resultados

El análisis llevado a cabo se realiza a partir una serie de cortes horizontales en las imágenes de G-band y G-continuum a través de zonas con una alta concentración de BPs. En la figura 7.2 se muestran los perfiles de intensidad en algunos de los cortes normalizados a la intensidad media

de la imagen en G-band (línea roja) y en G-continuum (línea azul). También se muestra la región de la imagen en G-band y la línea horizontal (en anaranjado) para la que se realizan estos perfiles. En todos los casos, se obtienen valores muy similares de la intensidad normalizada en sendas longitudes de onda en las estructuras granulares. Sin embargo, en las posiciones correspondientes a los BPs, la intensidad normalizada en G-band es en torno a un 17% más alta que en G-continuum. Con esto se pone de manifiesto la razón de la elección de G-band frente a G-continuum para la selección de los BPs realizada a lo largo del presente trabajo. G-band es la longitud de onda preferentemente utilizada para este propósito, ya que además de la evidencia de los BPs, presenta numerosas ventajas frente a otras longitudes de onda (ver apartado §1.4.1).

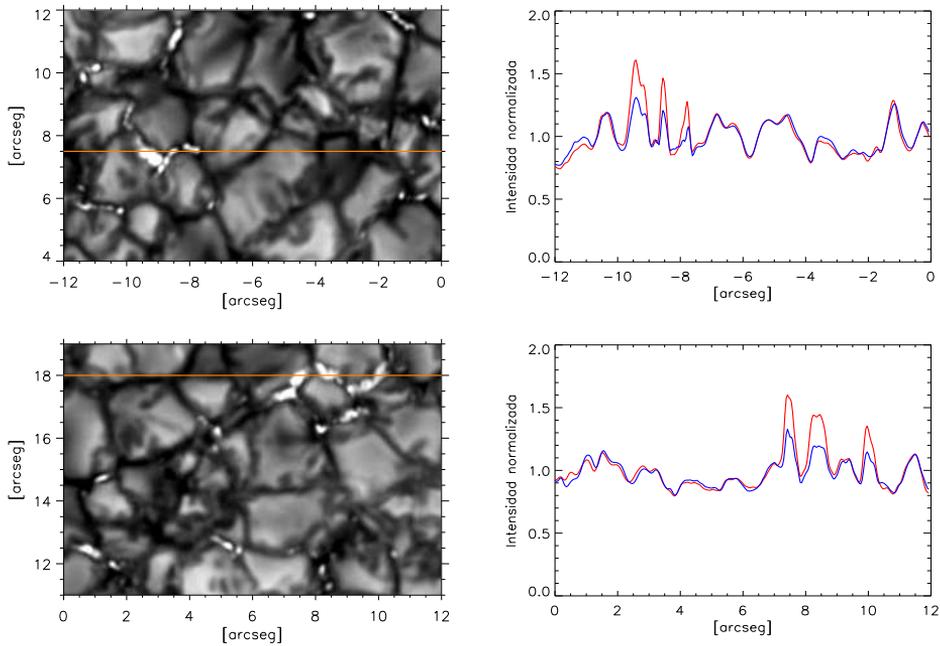


Figura 7.2: A la izquierda, regiones analizadas (en G-band) y sección longitudinal (anaranjado) en la que se analizan los perfiles de intensidad. A la derecha, perfiles de intensidad en G-band (rojo) y G-continuum (azul).

7.2. Variación del centro al limbo de la fracción de superficie cubierta por puntos brillantes

En el apartado §6.2.1 se estudia la FCS por BPs para una imagen del centro del disco solar. En la literatura existen estudios similares con imágenes pertenecientes también al centro del disco, pero la observación de BPs fuera del centro del disco se complica, y por tanto, también su estudio. En este apartado se analiza la FCS por BPs en diferentes posiciones heliocéntricas μ , obtenida en imágenes en G-band procedentes de observaciones realizadas en la campaña del año 2006 en el SST. Con esto, se realiza una descripción observacional de la CLV de los BPs en regiones de QS a través de un modelo que reproduce el comportamiento observado (Bonet et ál., 2011).

El análisis es posible gracias a diferentes factores. Por un lado, el laborioso método de detección supone una herramienta eficaz que proporciona resultados fiables. Por otro, la alta resolución de las imágenes permite la detección de estructuras no solo en el centro del disco, sino también en posiciones más próximas al limbo. La uniformidad en la calidad del conjunto de imágenes de todas las series también propicia el análisis, pues fueron tomadas todas el mismo día en un corto intervalo de tiempo (≈ 2 h) con buenas condiciones de observación y han sido tratadas con el mismo procedimiento de reducción de datos y reconstrucción. Todo esto favorece un estudio adecuado de la variación de la FCS por BPs a lo largo del disco.

7.2.1. Análisis de datos y resultados

Se ha medido la FCS ocupada por BPs en cada una de las ocho series de imágenes en G-band, correspondientes a diferentes posiciones heliocéntricas μ del disco. En cada serie, se elige la imagen de referencia atendiendo al contraste, eligiendo la de mejor calidad en torno a la mitad de la serie.

La detección de BPs se ha realizado mediante un procedimiento similar al descrito en el apartado §6.2.1, pero con una mejora significativa. En lugar de un único nivel de saturación de la imagen de referencia, el proceso se lleva a cabo para dos niveles diferentes en la presentación por pantalla:

bajo contraste para seleccionar los BPs más brillantes y evidentes, y alto contraste para identificar las estructuras más débiles (para más detalles véase [Sánchez Almeida et ál. \(2010\)](#)). Este método es bastante tedioso en su aplicación, pero ofrece resultados fiables.

El área ocupada por los BPs se calcula como el número de píxeles en las estructuras segmentadas correspondientes a los BPs seleccionados. La relación entre esta área y el número total de píxeles de la imagen proporciona la FCS. La FCS obtenida así para cada posición μ , se muestra en la tabla 7.1. Estos valores deben ser considerados como límites inferiores, debido principalmente a tres razones: (1) sólo se incluyen los BPs seguros, (2) el número de detecciones aumenta con la resolución angular, que es finita y (3) el algoritmo de segmentación subestima el área cubierta por los BPs grandes ([Sánchez Almeida et ál., 2010](#)). Por otra parte, los valores correspondientes al centro del disco concuerdan con el obtenido a partir de una imagen de calidad similar utilizando el mismo método (0.9%; [Sánchez Almeida et ál., 2010](#)), mientras que son superiores a la obtenida para una imagen de calidad inferior y un método similar menos desarrollado (0.5%; [Sánchez Almeida et ál., 2004](#)). Todos estos resultados han sido obtenidos con el mencionado método basado en la detección visual de forma interactiva. Mediante algoritmos automáticos, se consiguen valores de la FCS similares al obtenido con el método interactivo menos desarrollado, pero bastante menores que los alcanzados con el más evolucionado (v.g., 0.6%; [Bovelet y Wiehr, 2008](#)).

En la figura 7.3 se muestran los valores de la FCS frente a la posición μ . Las barras de error horizontales dan cuenta de que el FOV de cada imagen no corresponde a un único valor de μ , sino que alberga un pequeño rango de valores, mayor cuanto más próximo al limbo. Además, existen variaciones de magnetismo local y de calidad de la imagen a lo largo del FOV que hacen que la detección no sea homogénea, por lo que el FOV se ha dividido en varios subcampos no superpuestos del mismo tamaño. De esta forma, las barras de error verticales representan la desviación estándar de los valores de las FCS de los subcampos respecto del valor correspondiente a la imagen completa. Estas barras de error son una estimación del error estadístico de la medida, no tienen en cuenta los errores sistemáticos

derivados de la subjetividad en la identificación de BPs.

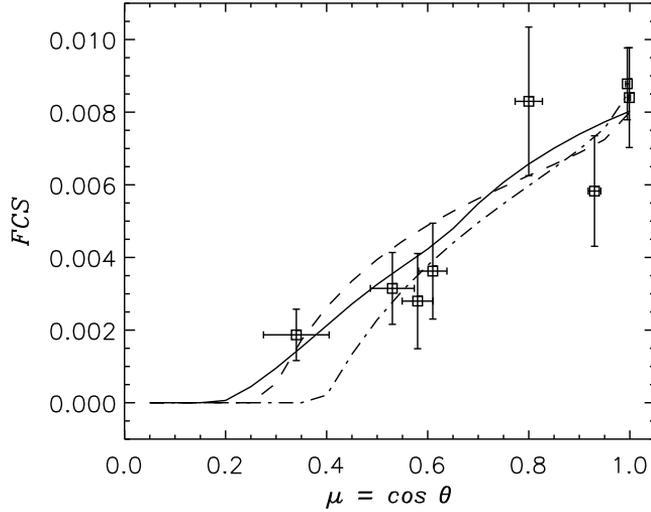


Figura 7.3: Valores de la FCS correspondientes a los BPs seleccionados en cada una de las posiciones μ . Las barras de error horizontales dan cuenta de la extensión del FOV en cada imagen y las barras de error verticales representan la desviación estándar de los subcampos respecto del valor medio. Las tres curvas representan las tres soluciones proporcionadas por el modelo: la línea continua, la de rayas y la de punto-raya corresponden a los modelos a, b y c de la tabla 7.2, respectivamente.

Existe una dependencia decreciente de los valores de la FCS según aumenta la distancia al centro del disco, con valores de $\simeq 1\%$ para el centro y de $\simeq 0.2\%$ para $\mu \simeq 0.3$. Este comportamiento es previsible a través de la observación de las imágenes. La apariencia de las mismas coincide con la descrita por Carlsson et ál. (2004) a partir de imágenes en G-band sintetizadas mediante simulaciones de magnetoconvección de alta resolución. Las imágenes más próximas al limbo, muestran la estructura tridimensional de los gránulos, con bandas oscuras en el lado más lejano, paredes de granulación brillante y fáculas estriadas. En el centro del disco, los BPs en G-band están rodeados por bandas oscuras.

Tabla 7.1: Resumen de las características de las series estudiadas y los correspondientes resultados para la FCS.

S	Hora inicial (UT)	Hora final (UT)	Duración	Nº de imágs.	μ	FCS [%]	C^*
1	8:19:00	8:35:45	0:16:45	100	0.999 ± 0.002	0.84 ± 0.14	1.04 ± 0.13
2	8:47:16	8:54:36	0:07:20	42	0.610 ± 0.028	0.36 ± 0.13	1.16 ± 0.18
3	8:56:41	9:12:58	0:16:17	98	0.582 ± 0.030	0.28 ± 0.13	1.21 ± 0.15
4	9:16:12	9:29:02	0:12:50	78	0.341 ± 0.065	0.19 ± 0.07	1.15 ± 0.13
5	9:32:44	9:48:54	0:16:10	96	0.802 ± 0.027	0.83 ± 0.20	1.10 ± 0.15
6	9:49:53	10:06:25	0:16:32	98	0.995 ± 0.004	0.88 ± 0.10	1.05 ± 0.15
7	10:09:02	10:23:13	0:14:11	86	0.926 ± 0.013	0.58 ± 0.15	1.13 ± 0.16
8	10:27:03	10:31:50	0:04:47	28	0.527 ± 0.043	0.31 ± 0.10	1.22 ± 0.15

* C es la intensidad media de los BPs detectados relativa a la fotosfera media

Para describir la CLV observada, en [Bonet et ál. \(2011\)](#) hemos desarrollado un modelo. En él se asume que los BPs magnéticos son depresiones en la fotosfera solar media, con una profundidad l respecto de la fotosfera no magnética. En la figura 7.4(a) se representa la sección vertical de una concentración magnética de anchura a , localizada a un ángulo heliocéntrico θ , con una inclinación φ respecto a la vertical local. Se asume que la concentración magnética se muestra brillante cuando la LOS alcanza su fondo. Para una determinada configuración de la concentración (definida por a , h y φ), se muestra brillante ($l \neq 0$) solo para un rango limitado de ángulos heliocéntricos, i.e., $\Theta' < \theta < \Theta$, tal como se indica en la figura 7.4(b). Estos ángulos extremos están dados por:

$$\tan \Theta = \tan \varphi + \frac{a}{h \cos \varphi} \quad ; \quad \tan \Theta' = \tan \varphi - \frac{a}{h \cos \varphi}, \quad (7.1)$$

con los límites naturales $0 < \Theta < 90^\circ$ y $0 \leq \Theta' < \Theta$. Dado un ángulo heliocéntrico θ dentro del intervalo propio (Θ', Θ) , la longitud de la concentración que es visible, l , resulta ser:

$$l = \frac{a}{\cos \varphi} - h | \tan \theta - \tan \varphi |. \quad (7.2)$$

El FOV contiene un número de esas concentraciones magnéticas idealizadas con diferentes propiedades, por lo que dentro de este modelo, la FCS es

7. Otros resultados derivados del estudio de puntos brillantes

proporcional a la l media promediada sobre el conjunto de concentraciones magnéticas, $\langle l \rangle$:

$$\text{FCS} = f \langle l \rangle. \quad (7.3)$$

El factor de escala f da cuenta del número de concentraciones por unidad de superficie, el área de las concentraciones individuales, y posiblemente otros factores de orden unidad asociados con el hecho de que las concentraciones magnéticas tienen una estructura tridimensional no incluida en este modelo de 2 dimensiones. En este modelo se asume además que todas las concentraciones poseen el mismo a y h , pero diferentes inclinaciones¹, con φ siguiendo una distribución uniforme de $-\varphi_0$ a $+\varphi_0$ ($\varphi_0 < 90^\circ$). Consecuentemente, el modelo depende de tres parámetros, h/a , φ_0 y af . No depende de h y a separadamente debido a que el factor af absorbe la dependencia de a con l (ver ecuación 7.3). Cuanta más proximidad al limbo, se observan alturas más elevadas de la fotosfera. Este hecho no contradice la suposición de que h/a sea independiente del ángulo heliocéntrico, ya que se supone que este aumento sistemático hacia el limbo afecta a la fotosfera globalmente y, por tanto, la profundidad relativa h entre la concentración y sus alrededores permanece sin cambios.

En definitiva, se trata de un modelo básico en 2 dimensiones que, sin embargo, incluye todos los ingredientes físicos considerados como responsables para que una concentración magnética de kG se vea como una estructura brillante en el disco solar.

El modelo se basa en un ajuste de mínimos cuadrados no lineal y, por tanto, sin solución única. El algoritmo calcula los mínimos locales de la función de mérito (χ^2), y si existen varias, los mejores parámetros dependientes de las condiciones iniciales. Las tres soluciones diferentes para las que converge el algoritmo se presentan en la tabla 7.2 y se representan en la figura 7.3.

De acuerdo con el modelo, solo se ve una porción l de la superficie de los BPs, que es solo una fracción de la superficie A de las estructuras

¹Se considera una distribución de inclinaciones porque la alternativa más simple de asumir concentraciones magnéticas puramente verticales produce una CLV con un descenso brusco para pequeñas μ , que no se observa.

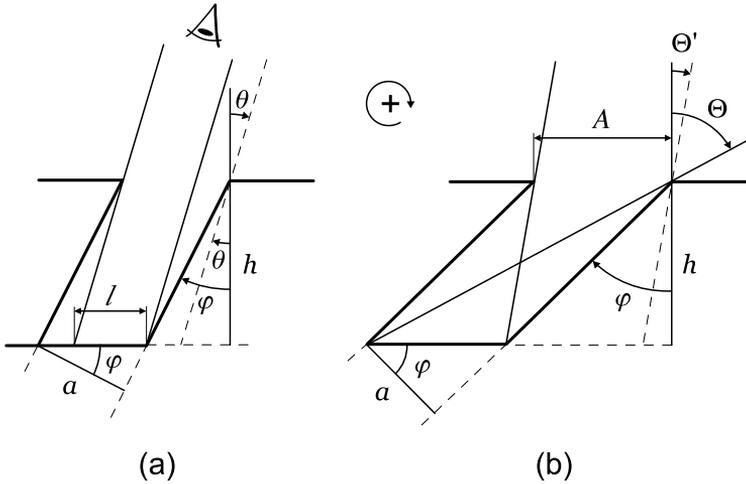


Figura 7.4: (a) Sección vertical del modelo de concentración magnética utilizado (línea continua gruesa). Representa una concentración de ancho a , inclinada un ángulo φ con respecto a la vertical local y observada a un ángulo heliocéntrico θ . Los símbolos h y l son, respectivamente, la profundidad geométrica de la concentración y la porción de fondo accesible a la observación. (b) Para un ángulo de inclinación dado φ , Θ y Θ' representan la ángulos de inclinación extremos que nos permiten observar el fondo de la concentración magnética. El símbolo $+$ rodeado por una flecha entre las figuras muestra el sentido de rotación positivo empleado en las ecuaciones.

Tabla 7.2: Parámetros de los mejores ajustes del modelo considerando los ocho ángulos heliocéntricos.

χ^2	h/a	φ_0 [°]	af	$\langle A \rangle$	soluciones	[%]
0.90–0.91	$0,65 \pm 0,16$	64 ± 5	$(9,7 \pm 1,6) \times 10^{-3}$	65.9	a	72.8
1.45–2.00	$0,29 \pm 0,01$	1 ± 44	$(8,0 \pm 0,3) \times 10^{-3}$	50.0	b	23.5
1.97–1.98	$0,43 \pm 0,02$	6 ± 24	$(8,8 \pm 0,3) \times 10^{-3}$	50.1	c	2.8

magnéticas (ver figura 7.4). Las dos cantidades concuerdan cuando la LOS coincide con el eje de la concentración, pero en general, $A \geq l$. En este modelo, la fracción de superficie real observada como BP resulta ser $\langle l \rangle / \langle A \rangle$, donde los corchetes dan cuenta del hecho de considerar un conjunto de concentraciones magnéticas.

El modelo también se aplica considerando solo las seis posiciones he-

7. Otros resultados derivados del estudio de puntos brillantes

liocéntricas más próximas al centro del disco, ya que la identificación de BPs se dificulta con la proximidad al limbo. Los resultados obtenidos en este caso se presentan en la tabla 7.3.

Tabla 7.3: Parámetros de los mejores ajustes del modelo considerando los seis campos más próximos al centro.

χ^2	h/a	φ_0 [°]	af	$\langle A \rangle$	soluciones	[%]
0.47	$3,3 \pm 1,6$	52 ± 1	$(4,7 \pm 2,4) \times 10^{-2}$	59.0	d	39.5
0.51–0.52	$0,46 \pm 0,04$	7 ± 29	$(8,9 \pm 0,4) \times 10^{-3}$	50.1	e	29.9
0.54	$0,59 \pm 0,24$	46 ± 33	$(9,7 \pm 1,6) \times 10^{-3}$	56.6	f	17.2
0.52	$1,11 \pm 0,36$	54 ± 5	$(1,5 \pm 0,5) \times 10^{-2}$	59.8	g	10.9

Las soluciones obtenidas por el modelo reproducen bastante bien el comportamiento de la CLV de la FCS observada. Estas soluciones son limitadas, pero parecen mostrar que los BPs son estructuras poco profundas (relación profundidad-anchura de $\approx 0.7 \pm 0.2$) con un gran rango de inclinaciones ($\approx \pm 70^\circ$).

La FCS es de interés entre otras cosas, porque determina la importancia que los campos magnéticos del Sol en calma pueden tener en las variaciones de TSI, una influencia hasta ahora desconocida. La FCS medida posee su máximo hacia el centro del disco, siendo éste el máximo contribuyente en la cobertura por BPs. Por tanto, cualquier papel que los campos magnéticos del Sol en calma puedan tener en la TSI será debido al centro del disco. Encontramos que el 90% de la TSI proviene de los BPs con $\mu > 0,5$, y la mitad se debe a BPs con $\mu > 0,8$. Esta estimación se basa en asumir que el contraste de los BPs relativo a la intensidad media promediado sobre todas las longitudes de onda equivale al obtenido en G-band. Es una suposición adoptada por carecer de más longitudes de onda; sin embargo, nos ha permitido ofrecer una primera aproximación del efecto del QS sobre la TSI.

En este sentido, debemos destacar que la FCS se ha medido en G-band porque las concentraciones magnéticas son particularmente evidentes en esta longitud de onda. Por tanto, a lo largo del trabajo asumimos implícitamente que la FCS es la misma en todas las longitudes de onda, i.e.,

que el área cubierta por las concentraciones magnéticas no varía con la longitud de onda. Esta hipótesis aún no se ha demostrado, sin embargo, por el momento parece ser una hipótesis de trabajo razonable.

7.3. Vórtices

Además de los resultados obtenidos en el capítulo §6 a partir de los datos de la campaña observacional de 2007 en el SST, la alta resolución y calidad de dicho material propició el descubrimiento y caracterización de pequeños movimientos en vórtice (remolinos) sobre la fotosfera solar. Para ello, se utilizaron las dos series (serie 1 y serie 2) procesadas en G-band (ver apartado §4.2.3 para información detallada de las mismas).

La existencia de los vórtices había sido anunciada por las teorías de convección solar (v.g., [Spruit et ál., 1990](#); [van Ballegooijen et ál., 1998](#)), pero su observación no había sido posible debido al tamaño de los remolinos y a las limitaciones de las observaciones anteriores. Este descubrimiento desencadenó el estudio de características y propiedades basado en el comportamiento de estos movimientos a partir de diversos observables.

El plasma solar fotosférico se encuentra en constante evolución, sometido principalmente por procesos convectivos. La interacción entre los flujos de plasma convectivos y los campos magnéticos dan lugar a la apariencia y comportamiento de las estructuras solares en diversas escalas espaciales. Cuando el plasma flotante caliente que llega a la superficie se eleva, libera energía y entonces cae. De acuerdo con la teoría actual, estos movimientos convectivos son conducidos por fuertes corrientes descendentes muy localizadas en la superficie solar (v.g., [Spruit et ál., 1990](#)). Las corrientes descendentes son sumideros donde el plasma frío regresa al interior solar. Debido a que la materia tiene momento angular con respecto al punto de drenaje, debe girar cuando se acerca al sumidero, dando lugar a un flujo de remolino (“efecto bañera”). A pesar de que los movimientos en vórtice predichos por la teoría habían sido buscados repetidamente, no habían sido encontrados hasta ahora. Tan solo en [Brandt et ál. \(1988\)](#) presentan el mismo fenómeno, pero para un solo remolino y a una escala mucho mayor (i.e., de tamaño granular).

7.3.1. Flujos de vórtices convectivos en el Sol

En [Bonet et ál. \(2008\)](#) describimos el descubrimiento de pequeños remolinos, con un tamaño similar al de los huracanes terrestres (500 km). Este descubrimiento observacional confirma una predicción específica de la actual teoría de convección solar, que había permanecido esquivo hasta el momento, después de décadas de búsqueda.

Detectamos estos vórtices a través de movimientos propios de BPs magnéticos, que siguen un recorrido en espiral en su trayectoria al ser engullidos por una corriente descendente. A pesar de que los BPs se ven borrosos frecuentemente debido a la *seeing*, la alta resolución de las imágenes proporcionadas por el SST permite observar el fenómeno. Mientras buscábamos propiedades de BPs en regiones de QS, encontramos que algunos de ellos describen una espiral cuando se mueven en dirección a la supuesta posición de un sumidero. Destacamos que el movimiento en vórtice de las concentraciones magnéticas de la fotosfera puede tener un gran impacto en sí mismo, por ejemplo, en el calentamiento de la corona solar. Las investigaciones previas de vórtices fotosféricos fueron a menudo motivadas por este interés. En la figura 7.5 se muestran las trayectorias con el tiempo de hasta ocho BPs diferentes, que se mueven bajo la influencia de un remolino concreto durante 5 minutos, con un símbolo diferente para cada trayectoria.

El análisis realizado con las imágenes de la serie 2 ofrece 0.9×10^{-2} vórtices por Mm^2 , correspondiente a una densidad de $d \simeq 1.8 \times 10^{-3}$ vórtices $\text{Mm}^{-2} \text{min}^{-1}$, con una duración media del orden de 5 minutos. La figura 7.6 muestra las posiciones de los remolinos encontrados, marcados con símbolos de cruz cuando su movimiento se observa en sentido antihorario y de círculo cuando es en sentido horario. Se obtiene que existe aproximadamente la misma probabilidad de movimientos en sentido horario que en sentido antihorario. En [Bonet et ál. \(2010\)](#), encuentran un sentido preferente en la rotación de los vórtices detectados a partir de imágenes tomadas por el instrumento IMAx. Esta preferencia en el sentido de la rotación seguramente es debida a la rotación diferencial del Sol: en sentido anti-horario en el hemisferio norte y en sentido horario en el hemisferio sur. Por tanto, la inexistencia de un sentido de preferencia en

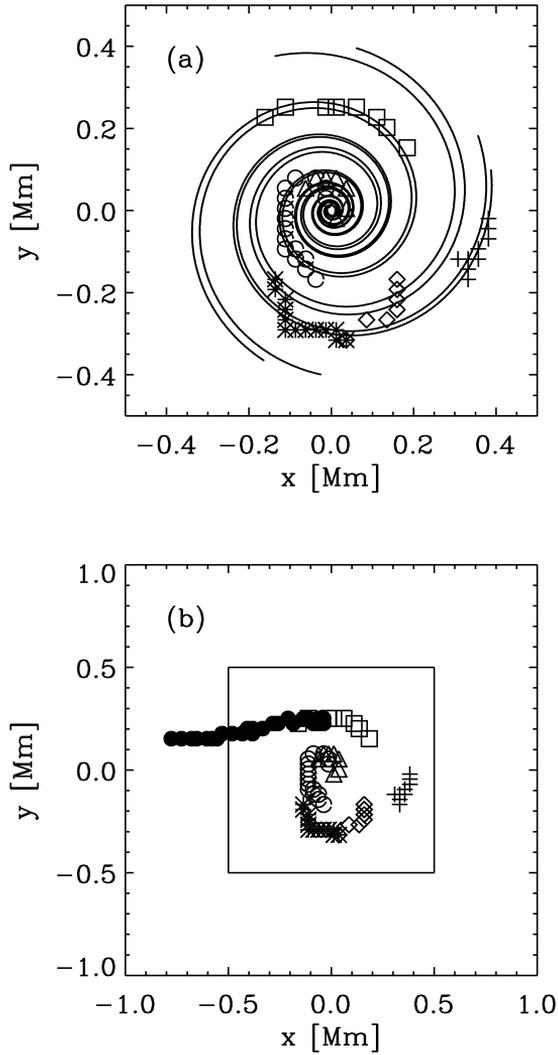


Figura 7.5: (a) Espiral logarítmica (líneas sólidas) que se ajustan a las trayectorias de seis BPs observados (símbolos). (b) Igual que (a), pero con un FOV el doble de grande e incluyendo dos BPs adicionales (círculos rellenos) cuyas trayectorias no están bajo la influencia del remolino, sino que siguen una línea intergranular cercana. El cuadrado en (b) representa el FOV en (a).

7. Otros resultados derivados del estudio de puntos brillantes

los vórtices encontrados en nuestros datos parece un resultado específico, ya que pertenecen a una posición del centro del disco, donde la influencia de la rotación diferencial es despreciable.

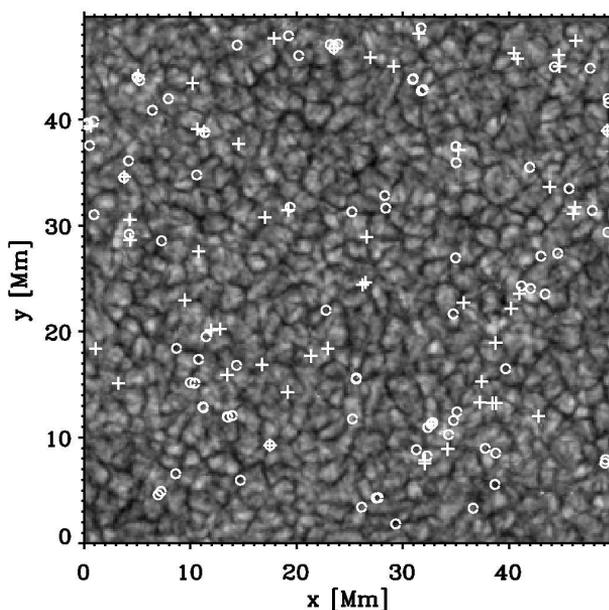


Figura 7.6: Posiciones de los vórtices detectados asociados a movimientos de BPs. Los símbolos de cruz corresponden a movimientos en sentido antihorario, y los de círculo a movimientos en sentido horario. La distribución de los vórtices parece señalar los patrones granulares y supergranulares, seguramente debido al hecho de usar BPs como trazadores de estos movimientos.

Los movimientos en vórtice detectados no están uniformemente distribuidos sobre la superficie, sino que parecen trazar la supergranulación y la mesgranulación. Sin embargo, es bastante probable que esta distribución no sea una propiedad intrínseca de los remolinos, sino que más bien se deba al método de detección, basado en el movimiento de BPs, localizados en los límites de estas celdas convectivas. Pero los movimientos en vórtice no están únicamente asociados a los BPs. El hecho de haber utilizado BPs como trazadores es debido a que al ser estas estructuras brillantes, el

seguimiento de sus trayectorias es más evidente que para el fondo granular de las imágenes. De hecho, en [Bonet et ál. \(2010\)](#), así como en los apartados siguientes de este capítulo, se muestra el análisis de movimientos en vórtice detectados mediante otros observables.

7.3.2. Evidencia de concentraciones magnéticas de pequeña escala arrastradas por el movimiento en vórtice de plasma fotosférico solar

En [Balmaceda et ál. \(2010\)](#) examinamos movimientos en vórtice a través del seguimiento de BPs en diferentes capas atmosféricas solares. Mediante el cálculo de movimientos propios horizontales para las dos series de imágenes, detectamos un vórtice cuyo centro parece ser el punto de drenaje de las concentraciones magnéticas detectadas. El análisis de las imágenes en G-band del SST fueron complementadas con imágenes de Hinode en otras longitudes de onda para estudiar el movimiento de una estructura magnética con dos lóbulos principales que rotan uno alrededor del otro (ver figura 7.7), dando lugar a procesos de fragmentación y fusión de BPs, claramente discernibles en G-band.

Las series en G-band han permitido el análisis de los movimientos propios horizontales de las estructuras presentes en el FOV. Estos movimientos propios horizontales están dominados por flujos provenientes de eventos granulares explosivos, comúnmente asociados con la mesogranulación. Estos movimientos también permiten la identificación de dos fuertes sumideros en líneas intergranulares, que son los puntos de drenaje donde convergen todos los vectores de velocidad horizontal próximos. Los dos eventos de tipo vórtice estudiados tienen una duración mayor de 20 minutos.

La observación de las trayectorias de las concentraciones magnéticas arrastradas hacia el centro de los vórtices conduce a pensar que estos eventos son el resultado de la evolución estocástica de gránulos, que permite a los BPs acercarse a la influencia del vórtice, aumentar su velocidad, y caer en él. Estos movimientos de pequeña escala podrían ser determinantes en la evolución de concentraciones magnéticas y su interacción con el plasma. Por lo tanto, podrían desempeñar un papel en el calentamiento de

7. Otros resultados derivados del estudio de puntos brillantes

la alta atmósfera solar, al retorcer los tubos de flujo magnético y aumentar la probabilidad de reconexiones magnéticas en capas más altas de la atmósfera solar.

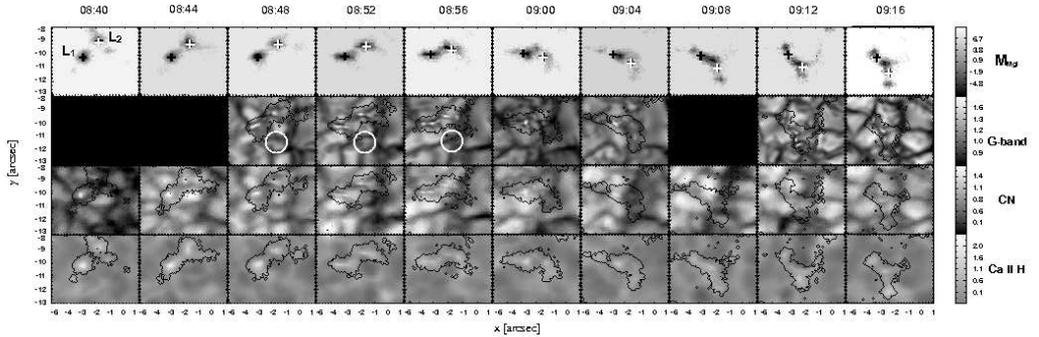


Figura 7.7: Movimiento en vórtice de una estructura magnética con dos lóbulos principales que rotan uno alrededor del otro. El movimiento fue observado el 29 de septiembre de 2007 casi simultáneamente a través del SST en G-band y de Hinode en Mg I, CN-band y Ca II H. Cada panel muestra el promedio de imágenes durante 4 minutos, con la hora inicial de cada intervalo indicada en la parte superior. Los BPs se detectan en todos los filtergramas y son coespaciales con las estructuras magnéticas observadas en los magnetogramas. Las escalas espaciales en ambos ejes están en segundos de arco ($\text{FOV} \approx 6'' \times 5''$). El círculo blanco en los paneles correspondientes a las 08:48, 08:52 y 08:56 UT muestra la posición del vórtice detectado.

7.3.3. Distribución espacial y propiedades estadísticas de movimientos en vórtice convectivos de pequeña escala en una región de Sol en calma

En Vargas Domínguez et ál. (2011) determinamos la ubicación de movimientos en vórtice de pequeña escala mediante la estimación de movimientos propios horizontales de pequeñas estructuras. Para ello se utilizan períodos de 20 minutos correspondientes a las series 1 y 2. Los mapas de velocidades horizontales muestran un patrón de flujos convergentes en puntos centrales de intensas corrientes descendentes, donde el plasma regresa al interior solar. También obtenemos los mapas de velocidades verticales correspondientes a 20 minutos en cada una de las dos series. En ellos se observan regiones de intensos flujos ascendentes pertenecientes a gránulos explosivos con velocidades de $\sim 1 \text{ km s}^{-1}$, y sumideros con velocidades

negativas de magnitud $\sim 0.9 \text{ km s}^{-1}$.

El campo medio de velocidades horizontales, muestra una diferencia poco significativa entre el número de movimientos en vórtice en sentido antihorario respecto a los de sentido horario. Esto coincide con el resultado expuesto en [Bonet et ál. \(2008\)](#), realizado sobre el mismo conjunto de datos, pero con distintos observables. En la figura 7.8 se muestra el campo medio en G-band para las dos series (arriba la serie 1 y abajo la serie 2), en el que se señalan con círculos los movimientos en vórtice detectados y en blanco las posiciones finales de los trazadores pasivos² arrastrados por el campo medio. La densidad obtenida para estos eventos es de 2.8×10^{-2} y 3.1×10^{-2} vórtices Mm^{-2} , lo que corresponde a 1.4×10^{-3} y 1.6×10^{-3} vórtices $\text{Mm}^{-2} \text{ min}^{-1}$, considerando el período de 20 minutos de duración analizado para cada serie. Se observan, por tanto, mayor número de este tipo de movimientos obtenidos a través del análisis de velocidades horizontales que los detectados mediante el seguimiento de BPs en [Bonet et ál. \(2008\)](#). Comparando las posiciones de los vórtices encontrados en ambos estudios se encuentra que existe un 68 % de coincidencia, y el 32 % restante corresponde a movimientos detectados en [Bonet et ál. \(2008\)](#) que se encuentran en las proximidades de los eventos localizados en [Vargas Domínguez et ál. \(2011\)](#), a menos de $2''$ desde el borde de las áreas circulares señaladas. Sin embargo, el promedio temporal es muy similar en ambos estudios. Debe tenerse en cuenta que en [Vargas Domínguez et ál. \(2011\)](#) se trabaja con el campo promedio de 20 minutos, de modo que es probable que muchos de los eventos de corta duración no se tienen en cuenta.

Los tiempos de vida de estos movimientos son estimados en torno a 10-20 min, y la mayor parte de los vórtices detectados poseen radios de $241 \pm 25 \text{ km}$, algunos por encima de 400 km, pero sin superar nunca los 500 km.

Del mismo modo que en [Bonet et ál. \(2008\)](#), los eventos detectados no pueden considerarse homogéneamente distribuidos en el FOV, y parecen

²Comúnmente usados para trazar la evolución de los movimientos del plasma (v.g., [Márquez et ál., 2006](#)).

7. Otros resultados derivados del estudio de puntos brillantes

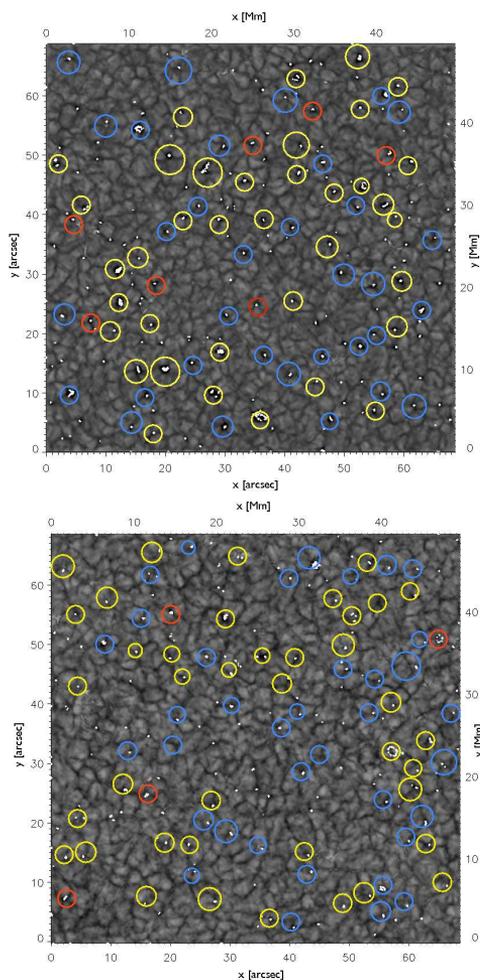


Figura 7.8: De fondo, el promedio de 20 min de imágenes en G-band para la serie 1 (arriba) y la serie 2 (abajo). En blanco se muestra la posición final de los trazadores pasivos conducidos por el campo medio calculado a partir de las velocidades horizontales. En círculos están las regiones en las que las velocidades horizontales están convergiendo en un punto central, inferido de los mapas de flujo. El tamaño de los círculos indica el área que cubre el evento de remolino correspondiente. Los círculos rojos denotan regiones peculiares con velocidades verticales que no se ajustan a los flujos de vórtice. Los círculos azules se refieren a movimientos en sentido horario y los amarillos en sentido antihorario.

señalar los patrones supergranular y mesogranular. Nuevamente destacamos la importancia de comprender los efectos de los movimientos en vórtice fotosféricos en la configuración de campos magnéticos en su camino hacia las capas atmosféricas solares altas.

7.4. Fracción de superficie cubierta por puntos brillantes en el centro del disco

En los apartados §7.2 y §6.2.1 se determina la FCS por BPs en imágenes tomadas en las campañas observacionales del SST de 2006 y 2007, respectivamente. Para el año 2006 se tiene la FCS en distintas posiciones del disco solar, incluido el centro, mientras que para el 2007 se tiene sólo la FCS correspondiente al centro. En este apartado se muestra la FCS obtenida para imágenes tomadas en el SST en el año 2005 en el centro del disco ($\mu \approx 1$).

Las imágenes estudiadas corresponden al día 13 de junio de 2005 en una zona de Sol en calma, del que se poseen un total de 12 series en diferentes posiciones del disco solar.

Se han elegido las dos series de imágenes más próximas al centro del disco. La serie 6 fue tomada entre las 10:17:40 y las 10:27:11 UT, corresponde a $\mu = 0.982$ y está compuesta por 28 imágenes. La serie 12 fue tomada entre las 11:44:01 y las 11:48:15 UT, pertenece a $\mu = 0.994$ y está formada por 10 imágenes. La detección de BPs en las respectivas imágenes de referencia se ha realizado a través del mismo método seguido en el apartado §7.2.1 y conduce a los resultados mostrados en la tabla 7.4.

Tabla 7.4: Resumen de las características de las series estudiadas y los correspondientes resultados para la FCS pertenecientes al centro del disco para el año 2005.

S	Hora inicial (UT)	Hora final (UT)	Duración	Nº de imágs.	μ	FCS [%]
6	10:17:40	10:27:11	0:09:13	28	0.982	0.62
12	11:44:01	11:48:15	0:03:16	10	0.994	0.63

7. Otros resultados derivados del estudio de puntos brillantes

Estos valores de FCS (0.62 %, 0.63 %) se encuentran por debajo del obtenido en 2006 para el centro del disco (0.84 %, 0.88 %), usando el mismo método con imágenes tomadas por el mismo instrumento, pero estas últimas con una escala espacial inferior. La FCS correspondiente para los datos de 2007 descrita en el apartado §6.2.1 fue obtenida mediante un método similar a los anteriores, pero menos desarrollado, consiguiendo un valor de 0.57 %. Los datos de 2007 también fueron obtenidos con el mismo instrumento que los anteriores, pero poseen una escala espacial aún menor. Sin embargo, en [Sánchez Almeida et ál. \(2010\)](#) encuentran un 0.9 % de superficie cubierta por BPs con el material de 2007, a través del mismo método de selección de estructuras que el utilizado sobre las imágenes de 2005 y 2006. Es evidente una vez más, reiterando los argumentos expuestos en el capítulo anterior, que tanto la calidad de las imágenes como el método empleado para la detección de las estructuras influyen notablemente sobre los resultados de la FCS. Por una parte, el método utilizado para las imágenes de 2007 en el apartado §6.2.1 es el mismo que el utilizado en [Sánchez Almeida et ál. \(2004\)](#) con una imagen de escala espacial superior, obteniendo una FCS ligeramente mayor para la de menor escala. Por otra parte, para las imágenes de 2005 y 2006 se utiliza el mismo método que en [Sánchez Almeida et ál. \(2010\)](#), basado en el anterior, pero mejorado sustancialmente. Los resultados obtenidos con el método más desarrollado ofrecen valores de FCS mayores a los anteriores, aumentando conforme disminuye la escala espacial correspondiente a las imágenes. Por tanto, se pone de manifiesto la necesidad de desarrollar técnicas de detección aún más sofisticadas que reduzcan su dependencia en los resultados.

Los resultados parecen indicar un registro de estructuras mayor conforme aumenta la calidad de las observaciones. Sin embargo, no pueden descartarse otros motivos relacionados con las diferencias en las condiciones del Sol, como la coexistencia o no de zonas activas próximas y la variación del ciclo solar. En cualquier caso, se hace imprescindible mayor cantidad de estudios idénticos para obtener una conclusión más fiable.

El resultado general es la gran densidad de estructuras magnéticas en regiones de Sol en calma. La existencia de pequeñas estructuras fuera de regiones activas era bien conocida de antemano, pero no así esta presencia

tan significativa en la superficie.

8

Conclusiones y trabajo futuro

El trabajo presentado se ha llevado a cabo a través del análisis del contraste de intensidad de pequeñas estructuras magnéticas de la fotosfera y de un estudio profundo de los puntos brillantes (BPs, *Bright Points*) en G-band. En el primer caso se han utilizado imágenes del instrumento MDI a bordo de SoHO y en el segundo, imágenes procedentes principalmente del SST, además de imágenes de Hinode. Los datos del SST han sido procesados mediante avanzadas técnicas de reconstrucción.

En primer lugar, se estudia la Variación del Centro al Limbo (CLV, *Center-to-Limb-Variation*) del contraste de intensidad de pequeñas estructuras magnéticas. Se analiza el efecto de la resolución espacial con tres conjuntos de imágenes y en tres rangos de concentraciones magnéticas distintas, comparando su comportamiento en regiones activas y de Sol en calma. El resultado general que se presenta es un aumento monótono del centro al limbo hasta $\mu \approx 0.3$, descendiendo cuando existen valores para μ menores. Los resultados muestran además una pérdida de estructuras con las resoluciones más bajas, mostrando la evidencia de la necesidad de alta resolución.

Las imágenes tomadas en el SST pertenecen a las campañas observacionales de los años 2005, 2006 y 2007, correspondientes a un período próximo a un mínimo del ciclo de actividad solar. Los datos han sido proce-

sados mediante modernas técnicas para producir imágenes de alta calidad con una resolución excepcional próxima al límite de resolución del telescopio ($0''.1$). Estas imágenes han permitido el estudio de los BPs realizado, principalmente en G-band, que ha sido complementado con resultados obtenidos a través de imágenes en otras longitudes de onda procedentes del instrumento SOT, a bordo del satélite espacial Hinode.

Mediante una exhaustiva detección de BPs en las imágenes de G-band, se obtiene la densidad de estas estructuras en la superficie solar. El factor de superficie cubierta (FCS, *Fraction of Covered Surface*) por los BPs en G-band para regiones de Sol en calma próximas al centro del disco presenta una gran densidad, en torno al $\sim 1\%$. Los BPs detectados poseen un área típica de $0.02 - 0.03 \text{ arcseg}^2$ y una intensidad escalada característica de 0.9 . Mediante un magnetograma casi simultáneo a la imagen en G-band en la que se realiza la detección de BPs, se concluye que la mayor parte de estos poseen señal magnética asociada. Teniendo en cuenta la gran densidad de BPs detectados, se sugiere la enorme importancia de la contribución de las pequeñas estructuras al comportamiento magnético global.

Por otra parte, se demuestra empíricamente que los BPs ofrecen contrastes de intensidad mayores en G-band respecto a G-continuum. También se describe el comportamiento de la CLV de la FCS por los BPs en G-band como una función monótonamente decreciente hacia el limbo. A partir del análisis de esta FCS se concluye la enorme importancia de los BPs de las regiones de Sol en calma en el estudio de la Irradiancia Solar Total (TSI, *Total Solar Irradiance*).

El descubrimiento de vórtices de pequeña escala a través de los movimientos propios de los BPs es un resultado insólito buscado durante décadas que ha sido posible en gran medida gracias a las excelentes características espaciales y temporales de las imágenes utilizadas. Del estudio realizado mediante el movimiento de los BPs y el campo de velocidades horizontales se deduce que los vórtices poseen radios de $\simeq 241 \text{ km}$ y tiempos de vida mayores a 5 minutos. La densidad promedio de estos eventos es de $\simeq 1.7 \text{ vórtices Mm}^{-2} \text{ min}^{-1}$, con idéntico número en ambos sentidos de giro en las imágenes utilizadas, correspondientes al ecuador solar.

Por último, se realiza un análisis de la FCS por BPs presentes en regiones de Sol en calma del centro del disco para tres años consecutivos. Las densidades obtenidas son bastante altas, lo que consolida la certeza sobre la importancia del magnetismo en las regiones de Sol en calma.

La contribución de resultados relacionados con este trabajo, a partir de nuevos datos proporcionarán más claves acerca de las estructuras magnéticas solares y de su efecto sobre el comportamiento global. El análisis de nuevos datos del SST correspondientes a campañas observacionales más recientes, sería propicio para recabar información acerca de la evolución de las propiedades de los BPs con el ciclo solar. Sería interesante además estudiar la evolución y el comportamiento de la FCS con diferentes instrumentos, profundizando en el efecto producido por la resolución espacial. Sin duda, el desarrollo de las técnicas de detección es indispensable para todo este tipo de análisis.

Esta tesis ha sido orientada para preparar las técnicas de procesado que se utilizan para tratar los datos proporcionados por IMA_X (*Imaging Magnetograph eXperiment*). IMA_X basó sus calibraciones en el método de algoritmo de inversión de diversidad de fase (PD, *Phase Diversity*), el mismo en el que se basan las técnicas de reconstrucción aplicadas a las imágenes obtenidas del SST utilizadas en este trabajo. Los datos de IMA_X, que continuamente están aportando nuevos resultados, podrían ser utilizados más específicamente para ampliar el estudio aquí realizado. Además, las imágenes del segundo vuelo de Sunrise, programado para 2013, ofrecerán resultados relativos a una época distinta del ciclo solar, por lo que el análisis de los datos proporcionarán información acerca de la variación del ciclo. Sin duda, el lanzamiento de SO/PHI (*Solar Orbiter/Polarimetric and Helioseismic Imager*), planeado en principio para 2017 y que tomará datos a una distancia muy próxima al Sol y fuera de la eclíptica, contribuirá al estudio de las pequeñas estructuras magnéticas y del comportamiento del Sol.

Tabla 1: Sumario de imágenes tomadas por SoHO utilizadas en la tesis. Para cada conjunto de imágenes se muestran el instrumento con el que fueron tomadas, la fecha y hora, el procesado al que han sido sometidas, la escala de la imagen, el FOV_{eff} y el capítulo en el que se analizan.

Datos	Instrumento	Fecha y hora (UT)	Procesado*	IS ($''/\text{pix}$)	FOV_{eff} ($'' \times ''$)	Cap.
1 serie de imágenes de la zona oeste en Ni ($\lambda 6768 \text{ \AA}$)	MDI-SoHO	20.08.2002 16:22:30-16:46:30	Corrección LD	1.2	614.4×510.0	5
1 serie de magnetogramas de la zona oeste en Ni ($\lambda 6768 \text{ \AA}$)	MDI-SoHO	20.08.2002 16:22:30-16:46:30	Corrección LD	1.2	614.4×510.0	5
1 serie de imágenes de la zona este en Ni ($\lambda 6768 \text{ \AA}$)	MDI-SoHO	20.08.2002 16:55:30-17:19:30	Corrección LD	1.2	614.4×510.0	5
1 serie de magnetogramas de la zona este en Ni ($\lambda 6768 \text{ \AA}$)	MDI-SoHO	20.08.2002 16:55:30-17:19:30	Corrección LD	1.2	614.4×510.0	5
1 serie de imágenes del disco completo en Ni ($\lambda 6768 \text{ \AA}$)	MDI-SoHO	20.08.2002 19:12:00-20:48:00	Corrección LD	4	2048×2048	5
1 serie de magnetogramas del disco completo en Ni ($\lambda 6768 \text{ \AA}$)	MDI-SoHO	20.08.2002 19:12:00-20:48:00	Corrección LD	4	2048×2048	5

* Las imágenes utilizadas poseen la calibración estándar de nivel 1 de MDI/SoHO

Tabla 2: Sumario de imágenes tomadas por el SST utilizadas en la tesis. Para cada conjunto de imágenes se muestran el instrumento con el que fueron tomadas, la fecha y hora, el procesado al que han sido sometidas, la escala de la imagen, el FOV_{eff} y el capítulo en el que se analizan.

Datos	Instrumento	Fecha y hora (UT)	Procesado*	IS ("/pix)	FOV_{eff} ("×")	Cap.
4 series de imágenes en G-band ($\lambda 4305.6 \text{ \AA}$) y G-cont($\lambda 4363.9 \text{ \AA}$)	SST	11.06.2005 09:45:22-11:04:22	MOMFBD con PD	0.041	26.5×39.7	7
2 series de imágenes en G-band ($\lambda 4305.6 \text{ \AA}$) y G-cont($\lambda 4363.9 \text{ \AA}$)	SST	13.06.2005 09:14:45-09:44:47	MOMFBD con PD	0.041	26.5×39.7	7
8 series de imágenes en G-band ($\lambda 4305.6 \text{ \AA}$) y G-cont($\lambda 4363.9 \text{ \AA}$)	SST	07.08.2006 08:19:00-10:31:50	MOMFBD con PD	0.0405	58.6×38.6	7
2 series de imágenes en G-band ($\lambda 4305.6 \text{ \AA}$)	SST	29.09.2007 08:47:46-09:46:07	MFBD	0.034	68.5×68.5	6, 7
1 serie de magnetogramas en FeI ($\lambda 6302.5 \text{ \AA}$)	SST	29.09.2007 08:39:45-09:46:10	MOMFBD con PD	0.0651	58.9×57.1	6
1 serie de imágenes en Ca II H ($\lambda 3968.5 \text{ \AA}$)	SST	29.09.2007 09:04:01-09:05:01	MFBD	0.034	68.5×68.5	6

* Previa aplicación del código, las imágenes han sido corregidas de ff y dc . Después, han sido alineadas para corregir la rotación y desplazamientos del campo existentes entre ellas, se les ha aplicado *de-stretching* para eliminar el efecto de la distorsión residual y han sido filtradas subsónicamente para eliminar las perturbaciones en alta frecuencia temporal.

Tabla 3: Sumario de imágenes tomadas por Hinode utilizadas en la tesis. Para cada conjunto de imágenes se muestran el instrumento con el que fueron tomadas, la fecha y hora, el procesado al que han sido sometidas, la escala de la imagen, el FOV_{eff} y el capítulo en el que se analizan.

Datos	Instrumento	Fecha y hora (UT)	Procesado*	IS ("/pix)	FOV_{eff} ("×")	Cap.
1 imagen en CaII H ($\lambda 3968.5 \text{ \AA}$)	SOT-Hinode	29.09.2007 09:04:53		0.0545	19.2×74.1	6
1 imagen en Mg I ($\lambda 5172.7 \text{ \AA}$)	SOT-Hinode	29.09.2007 09:04:27		0.08	15.4×65.3	6

* Las imágenes utilizadas poseen la calibración estándar de nivel 1 de SOT/Hinode.

Glosario de acrónimos

DEFINICIONES GENERALES

dc	Corriente de oscuridad (dark-current)
FD	Disco completo (Full Disc)
ff	Flat-field
FOV	Campo de visión (Field-Of-View)
FWHM	Anchura a media altura (Full Width at Half Maximum)
HR	Alta resolución (High Resolution)
IDL	Interactive Data Language
IS	Escala de la imagen (Image Scale)
LCP	Polarización circular a izquierdas (Left Circular Polarization)
LOS	Línea de visión (Line-of-Sight)
LTE	Equilibrio termodinámico local (Local Thermodynamic Equilibrium)
MFBD	Multi-Frame Blind Deconvolution
MOMFBD	Multi-Object Multi-Frame Blind Deconvolution
MTF	Función de transferencia de modulación (Modulation Transfer Function)
OTF	Función de transferencia óptica (Optical Transfer Function)
PD	Diversidad de fase (Phase Diversity)
PSF	Función de respuesta puntual (Point Spread Function)
RCP	Polarización circular a derechas (Right Circular Polarization)
SNR	Relación señal-ruido (Signal-to-Noise Ratio)
SSW	SolarSoft (SolarSoftWare)
WB	Banda ancha (Wide Band)

DEFINICIONES SOLARES

AR	Regiones activas (Active Regions)
BP	Punto brillante (Bright Point)
CLV	Variación centro-limbo (Centre-to-Limb Variation)
FCS	Fracción de superficie cubierta (Fraction of Covered Surface)
GBP	Punto brillante en G-band
G-cont	G-continuum
IN	InterNetwork
LD	Oscurecimiento al limbo (Limb Darkening)
QS	Sol en calma (Quiet Sun)
sms	Pequeñas estructuras magnéticas (small magnetic structures)
TSI	Irradiancia solar total (Total Solar Irradiance)
$\mu = \cos \theta$	
θ	Ángulo heliocéntrico

INSTRUMENTACIÓN

AO	Óptica adaptativa (Adaptive Optics)
AOM	Espejo de óptica adaptativa (Adaptive Optics Mirror)
BS	Divisor de haz (Beamsplitter)
CCD	Cámara CCD (Dispositivo de carga acoplada, Charge-Coupled Device)
COLL	Colimador (Collimator)
CT	Seguidor por correlación (Correlation Tracker)
FL	Lente de campo (Field Lens)
IF	Filtro de interferencia (Interference Filter)
LCVR	Retardador variable de cristal líquido (Liquid Crystal Variable Retarder)
NF	Filtro neutro (Neutral Filter)
SH	Shack-Hartmann
WB	Banda ancha (Wide Band)
WFS	Sensor del frente de ondas (WaveFront Sensor)

TELESCOPIOS

Hinode

SOT	Solar Optical Telescope
OTA	Optical Telescope Assembly
FPP	Focal Plane Package
NFI	Narrowband Filter Imager
BFI	Broadband Filter Imager
SP	Spectropolarimeter
EIS	EUV Imaging Spectrometer
XRT	X-Ray Telescope

SoHO

MDI/SOI	Michelson Doppler Image/Solar Oscillations Investigation
---------	--

SST

SOUP	Solar Optical Universal Polarimeter
CRISP	CRisp Imaging SpectroPolarimeter

Sunrise

IMaX	Imaging Magnetograph eXperiment
------	---------------------------------

INSTITUCIONES

ESA	European Space Agency
GACE	Grupo de Astronomía y Ciencias del Espacio
IAC	Instituto de Astrofísica de Canarias
ISP	Institute for Solar Physics
LMSAL	Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory
JAXA	Japanese Aerospace Exploration Agency
NAOJ	National Astronomical Observatory of Japan
NASA	National Aeronautics and Space Administration
UV	Universidad de Valencia

Bibliografía

- Balmaceda L, Palacios J, Cabello I, Domingo V (2009) *Observations of Magnetic Elements in the Quiet Sun Internetwork*. En: Lites B, Cheung M, Magara T, Mariska J, Reeves K (eds) *The Second Hinode Science Meeting: Beyond Discovery-Toward Understanding*, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, vol 415, págs. 156–+
- Balmaceda L, Vargas Domínguez S, Palacios J, Cabello I, Domingo V (2010) *Evidence of small-scale magnetic concentrations dragged by vortex motion of solar photospheric plasma*. *A&A*513:L6+
- Balmaceda LA (2007) *Solar variability and solar irradiance reconstructions on time scales of decades to centuries*. Tesis doctoral, Braunschweig
- Barthol P, Gandorfer A, Solanki SK, Schüssler M, Chares B, Curdt W, Deutsch W, Feller A, Germerott D, Grauf B, Heerlein K, Hirzberger J, Kolleck M, Meller R, Müller R, Riethmüller TL, Tomasch G, Knölker M, Lites BW, Card G, Elmore D, Fox J, Lecinski A, Nelson P, Summers R, Watt A, Martínez Pillet V, Bonet JA, Schmidt W, Berkefeld T, Title AM, Domingo V, Gasent Blesa JL, Del Toro Iniesta JC, López Jiménez A, Álvarez-Herrero A, Sabau-Graziati L, Widani C, Haberler P, Härtel K, Kampf D, Levin T, Pérez Grande I, Sanz-Andrés A, Schmidt E (2011) *The Sunrise Mission*. *Sol. Phys.*268:1–34
- Berger TE, Title AM (1996) *On the Dynamics of Small-Scale Solar Magnetic Elements*. *ApJ*463:365–+
- Berger TE, Title AM (2001) *On the Relation of G-Band Bright Points to the Photospheric Magnetic Field*. *ApJ*553:449–469
- Berger TE, Schrijver CJ, Shine RA, Tarbell TD, Title AM, Scharmer G (1995) *New Observations of Subarcsecond Photospheric Bright Points*. *ApJ*454:531–+

- Berger TE, Rouppe van der Voort LHM, Löfdahl MG, Carlsson M, Fossum A, Hansteen VH, Marthinussen E, Title A, Scharmer G (2004) *Solar magnetic elements at 0.1 arcsec resolution. General appearance and magnetic structure.* A&A428:613–628
- Blanco Rodríguez J (2008) *Magnetic Activity at the Poles of the Sun.* Tesis doctoral, Göttingen
- Bonet JA (1999) *High Spatial Resolution Imaging in Solar Physics.* En: Hanslmeier A, Messerotti M (eds) *Motions in the Solar Atmosphere, Astrophysics and Space Science Library*, vol 239, págs. 1–12
- Bonet JA (2005) *Técnicas de alta resolución para imágenes astronómicas,* Cursos de Doctorado de la Universidad de La Laguna. Programa Física del Cosmos
- Bonet JA, Márquez I (2003) *Phase Diversity Reconstruction of Long Time Series Observations at the SVST.* En: J Trujillo-Bueno & J Sanchez Almeida (ed) *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, vol 307, págs. 137–+
- Bonet JA, Márquez I, Muller R, Sobotka M, Tritschler A (2004) *Phase diversity restoration of sunspot images. I. Relations between penumbral and photospheric features.* A&A423:737–744
- Bonet JA, Márquez I, Sánchez Almeida J, Cabello I, Domingo V (2008) *Convectively Driven Vortex Flows in the Sun.* ApJ687:L131–L134
- Bonet JA, Márquez I, Sánchez Almeida J, Palacios J, Martínez Pillet V, Solanki SK, del Toro Iniesta JC, Domingo V, Berkefeld T, Schmidt W, Gandorfer A, Barthol P, Knölker M (2010) *SUNRISE/IMaX Observations of Convectively Driven Vortex Flows in the Sun.* ApJ723:L139–L143
- Bonet JA, Cabello I, Sánchez Almeida J (2011) *Center-to-limb variation of the area covered by magnetic bright points in the quiet Sun.* A&A (aceptado)

Bibliografía

- Bovelet B, Wiehr E (2007) *Multiple-Scale Pattern Recognition Applied to Faint Intergranular G-band Structures*. Sol. Phys.243:121–129
- Bovelet B, Wiehr E (2008) *The quiet Sun's magnetic flux estimated from Ca II H bright inter-granular G-band structures*. A&A488:1101–1107
- Brandt PN, Scharmer GB, Ferguson S, Shine RA, Tarbell TD (1988) *Vortex flow in the solar photosphere*. Nature335:238–240
- Braut JW, White OR (1971) *The Analysis and Restoration of Astronomical Data via the Fast Fourier Transform*. A&A13:169–+
- Cabello I, Domingo V (2006) *Solar Photospheric Magnetic Elements Dimension and Radiance*. En: SOHO-17. 10 Years of SOHO and Beyond, ESA Special Publication, vol 617
- Carlsson M, Stein RF, Nordlund Å, Scharmer GB (2004) *Observational Manifestations of Solar Magnetoconvection: Center-to-Limb Variation*. ApJ610:L137–L140
- Centrone M, Ermolli I (2003) *The center to limb variation of photospheric facular contrast*. Mem. Soc. Astron. Italiana74:671–+
- Chae J, Moon YJ, Park YD, Ichimoto K, Sakurai T, Suematsu Y, Tsuneta S, Katsukawa Y, Shimizu T, Shine RA, Tarbell TD, Title AM, Lites B, Kubo M, Nagata S, Yokoyama T (2007) *Initial Results on Line-of-Sight Field Calibrations of SP/NFI Data Taken by SOT/Hinode*. PASJ59:619–+
- Chapman GA (1994) *Photometric Observations of the Sun*. En: J M Pap, C Frohlich, H S Hudson, & S K Solanki (ed) Poster Proceedings from IAU Colloquium 143: The Sun as a Variable Star: Solar and Stellar Irradiance Variations, págs. 117–+
- Collados M (1987) *Lecciones de física solar*. Instituto de Astrofísica de Canarias
- Cox AN (2000) *Allen's astrophysical quantities*. Springer

- Dai Gm (1994) *Wavefront simulation for atmospheric turbulence*. En: T J Schulz, & D L Snyder (ed) Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, vol 2302, págs. 62–72
- Dai Gm (1995) *Modal compensation of atmospheric turbulence with the use of Zernike polynomials and Karhunen-Loève functions*. Journal of the Optical Society of America A 12:2182–2193
- Domingo V, Fleck B, Poland AI (1995) *The SOHO Mission: an Overview*. Sol. Phys.162:1–37
- Domingo V, Ortiz A, Sanahuja B, Cabello I (2005) *Centre-to-limb variation of photospheric facular radiance and image resolution*. Advances in Space Research 35:345–349
- Domínguez Cerdeña I, Sánchez Almeida J, Kneer F (2006) *The Distribution of Quiet Sun Magnetic Field Strengths from 0 to 1800 G*. ApJ636:496–509
- Dunn RB, Zirker JB (1973) *The Solar Filigree*. Sol. Phys.33:281–304
- Ermolli I, Berrilli F, Florio A (2003) *A measure of the network radiative properties over the solar activity cycle*. A&A412:857–864
- Foukal P, Bernasconi P, Eaton H, Rust D (2004) *Broadband Measurements of Facular Photometric Contrast Using the Solar Bolometric Imager*. ApJ611:L57–L60
- Gonsalves RA (1982) *Phase retrieval and diversity in adaptive optics*. Optical Engineering 21:829–832
- Gonsalves RA, Chidlaw R (1979) *Wavefront sensing by phase retrieval*. En: A G Tescher (ed) Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, vol 207, págs. 32–39
- Harvey KL (1994) *Irradiance Models Based on Solar Magnetic Fields*. En: J M Pap, C Frohlich, H S Hudson, & S K Solanki (ed) Poster

- Proceedings from IAU Colloquium 143: The Sun as a Variable Star: Solar and Stellar Irradiance Variations, págs. 217–+
- Keller CU, Schüssler M, Vögler A, Zakharov V (2004) *On the Origin of Solar Faculae*. ApJ607:L59–L62
- Kosugi T, Matsuzaki K, Sakao T, Shimizu T, Sone Y, Tachikawa S, Hashimoto T, Minesugi K, Ohnishi A, Yamada T, Tsuneta S, Hara H, Ichimoto K, Suematsu Y, Shimojo M, Watanabe T, Shimada S, Davis JM, Hill LD, Owens JK, Title AM, Culhane JL, Harra LK, Doschek GA, Golub L (2007) *The Hinode (Solar-B) Mission: An Overview*. Sol. Phys.243:3–17
- Krivova NA, Solanki SK (2004) *Effect of spatial resolution on estimating the Sun's magnetic flux*. A&A417:1125–1132
- Lagg A, Solanki SK, Riethmüller TL, Martínez Pillet V, Schüssler M, Hirzberger J, Feller A, Borrero JM, Schmidt W, del Toro Iniesta JC, Bonet JA, Barthol P, Berkefeld T, Domingo V, Gandorfer A, Knölker M, Title AM (2010) *Fully Resolved Quiet-Sun Magnetic flux Tube Observed with the SUNRISE/IMaX Instrument*. ApJ723:L164–L168
- Lawrence JK, Chapman GA (1988) *Photometric observations of facular contrasts near the solar limb*. ApJ335:996–1004
- Löfdahl MG (1996) *Phase diversity wavefront sensing and image restoration applied to high-resolution solar observations*. Doctoral Dissertation
- Löfdahl MG (2002) *Multi-frame blind deconvolution with linear equality constraints*. ArXiv Physics e-prints
- Löfdahl MG, Scharmer GB (1994) *Wavefront sensing and image restoration from focused and defocused solar images*. A&AS107:243–264
- Márquez I, Sánchez Almeida J, Bonet JA (2006) *High-Resolution Proper Motions in a Sunspot Penumbra*. ApJ638:553–563
- Martínez Pillet V, Del Toro Iniesta JC, Álvarez-Herrero A, Domingo V, Bonet JA, González Fernández L, López Jiménez A, Pastor C, Gasent Blesa JL, Mellado P, Piqueras J, Aparicio B, Balaguer M, Ballesteros

- E, Belenguer T, Bellot Rubio LR, Berkefeld T, Collados M, Deutsch W, Feller A, Girela F, Grauf B, Heredero RL, Herranz M, Jerónimo JM, Laguna H, Meller R, Menéndez M, Morales R, Orozco Suárez D, Ramos G, Reina M, Ramos JL, Rodríguez P, Sánchez A, Uribe-Patarroyo N, Barthol P, Gandorfer A, Knoelker M, Schmidt W, Solanki SK, Vargas Domínguez S (2011) *The Imaging Magnetograph eXperiment (IMaX) for the Sunrise Balloon-Borne Solar Observatory*. Sol. Phys.268:57–102
- Matsuzaki K, Shimojo M, Tarbell TD, Harra LK, Deluca EE (2007) *Data Archive of the Hinode Mission*. Sol. Phys.243:87–92
- Mehlretter JP (1974) *Observations of photospheric faculae at the center of the solar disk*. Sol. Phys.38:43–57
- Meunier N (2003) *Statistical properties of magnetic structures: Their dependence on scale and solar activity*. A&A405:1107–1120
- Muller R, Roudier T (1984) *Variability of the quiet photospheric network*. Sol. Phys.94:33–47
- Muller R, Dollfus A, Montagne M, Moity J, Vigneau J (2000) *Spatial and temporal relations between magnetic elements and bright points in the photospheric network*. A&A359:373–380
- Márquez Rodríguez I (2009) *Cuando calienta el Sol*. NÚMEROS Revista de Didáctica de las Matemáticas 72:47–56
- November LJ (1986) *Measurement of geometric distortion in a turbulent atmosphere*. Appl. Opt.25:392–397
- Ortiz A (2003) *Solar irradiance variations induced by faculae and small magnetic elements in the photosphere*. Tesis doctoral, Departament d'Astronomia i Meteorologia. Universitat de Barcelona
- Ortiz A, van der Voort LHMR (2010) *Spectropolarimetry with CRISP at the Swedish 1-m Solar Telescope*. En: S S Hasan & R J Rutten (ed) *Magnetic Coupling between the Interior and Atmosphere of the Sun*, págs. 150–155

- Ortiz A, Solanki SK, Domingo V, Fligge M, Sanahuja B (2002) *On the intensity contrast of solar photospheric faculae and network elements*. A&A388:1036–1047
- Paxman RG, Schulz TJ, Fienup JR (1992) *Joint estimation of object and aberrations by using phase diversity*. J Opt Soc Am A 9(7):1072–1085
- Paxman RG, Seldin JH, Loefdahl MG, Scharmer GB, Keller CU (1996) *Evaluation of Phase-Diversity Techniques for Solar-Image Restoration*. ApJ466:1087–+
- Penza V, Caccin B, Ermolli I, Centrone M (2004) *Comparison of model calculations and photometric observations of bright “magnetic” regions*. A&A413:1115–1123
- Rimmele TR (2004) *Recent advances in solar adaptive optics*. En: D Bonaccini Calia, B L Ellerbroek, & R Ragazzoni (ed) Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, vol 5490, págs. 34–46
- Sánchez Almeida J, Márquez I, Bonet JA, Domínguez Cerdeña I, Muller R (2004) *Bright Points in the Internetwork Quiet Sun*. ApJ609:L91–L94
- Sánchez Almeida J, Bonet JA, Viticchié B, Del Moro D (2010) *Magnetic Bright Points in the Quiet Sun*. ApJ715:L26–L29
- Scharmer GB, Shand M, Lofdahl MG, Dettori PM, Wei W (2000) *Workstation-based solar/stellar adaptive optics system*. En: P L Wizinowich (ed) Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, vol 4007, págs. 239–250
- Scharmer GB, Bjelksjo K, Korhonen TK, Lindberg B, Petterson B (2003a) *The 1-meter Swedish solar telescope*. En: Keil SL, Avakyan SV (eds) Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, vol 4853, págs. 341–350

- Scharmer GB, Kiselman D, Löfdahl MG, Rouppe van der Voort LHM (2003b) *First Results from the Swedish 1-m Solar Telescope*. En: J Trujillo-Bueno & J Sanchez Almeida (ed) *Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, vol 307, págs. 3–+
- Scharmer GB, Löfdahl MG, van Werkhoven TIM, de la Cruz Rodríguez J (2010) *High-order aberration compensation with multi-frame blind deconvolution and phase diversity image restoration techniques*. *A&A*521:A68
- Scherrer PH, Bogart RS, Bush RI, Hoeksema JT, Kosovichev AG, Schou J, Rosenberg W, Springer L, Tarbell TD, Title A, Wolfson CJ, Zayer I, MDI Engineering Team (1995) *The Solar Oscillations Investigation - Michelson Doppler Imager*. *Sol. Phys.*162:129–188
- Schrijver CJ, Zwaan C (2000) *Solar and Stellar Magnetic Activity*. Cambridge University Press, New York (Cambridge astrophysics series; 34)
- Schulz TJ (1993) *Multiframe blind deconvolution of astronomical images*. *Journal of the Optical Society of America A* 10:1064–1073
- Shelyag S, Schüssler M, Solanki SK, Berdyugina SV, Vögler A (2004) *G-band spectral synthesis and diagnostics of simulated solar magnetoconvection*. *A&A*427:335–343
- Solanki SK, Fligge M (2002) *How much of the solar irradiance variations is caused by the magnetic field at the solar surface?* *Advances in Space Research* 29:1933–1940
- Solanki SK, Barthol P, Danilovic S, Feller A, Gandorfer A, Hirzberger J, Riethmüller TL, Schüssler M, Bonet JA, Martínez Pillet V, del Toro Iniesta JC, Domingo V, Palacios J, Knölker M, Bello González N, Berkefeld T, Franz M, Schmidt W, Title AM (2010) *SUNRISE: Instrument, Mission, Data, and First Results*. *ApJ*723:L127–L133
- Spruit HC (1976) *Pressure equilibrium and energy balance of small photospheric fluxtubes*. *Sol. Phys.*50:269–295

Bibliografía

- Spruit HC (1977) *Heat flow near obstacles in the solar convection zone*. Sol. Phys.55:3–34
- Spruit HC, Nordlund A, Title AM (1990) *Solar convection*. ARA&A28:263–301
- Stenflo JO (1973) *Magnetic-Field Structure of the Photospheric Network*. Sol. Phys.32:41–63
- Stix M (2002) *The Sun. An Introduction*. 2nd ed. Springer-Verlag Berlin Heidelberg
- Title AM, Tarbell TD, Acton L, Duncan D, Simon GW (1986) *White-light movies of the solar photosphere from the SOUP instrument on Spacelab*. Advances in Space Research 6:253–262
- Title AM, Tarbell TD, Topka KP, Ferguson SH, Shine RA, SOUP Team (1989) *Statistical properties of solar granulation derived from the SOUP instrument on Spacelab 2*. ApJ336:475–494
- Topka KP, Tarbell TD, Title AM (1997) *Properties of the Smallest Solar Magnetic Elements. II. Observations versus Hot Wall Models of Faculae*. ApJ484:479–+
- Tsuneta S, Ichimoto K, Katsukawa Y, Nagata S, Otsubo M, Shimizu T, Suematsu Y, Nakagiri M, Noguchi M, Tarbell T, Title A, Shine R, Rosenberg W, Hoffmann C, Jurcevich B, Kushner G, Levay M, Lites B, Elmore D, Matsushita T, Kawaguchi N, Saito H, Mikami I, Hill LD, Owens JK (2008) *The Solar Optical Telescope for the Hinode Mission: An Overview*. Sol. Phys.249:167–196
- Uitenbroek H, Tritschler A (2006) *The Contrast of Magnetic Elements in Synthetic CH- and CN-Band Images of Solar Magnetoconvection*. ApJ639:525–533
- van Ballegooijen AA, Nisenson P, Noyes RW, Löfdahl MG, Stein RF, Nordlund Å, Krishnakumar V (1998) *Dynamics of Magnetic Flux Elements in the Solar Photosphere*. ApJ509:435–447

- van Kampen WC, Paxman RG (1998) *Multiframe blind deconvolution of infinite-extent objects*. En: L R Bissonnette (ed) Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, vol 3433, págs. 296–307
- van Noort M, Rouppe van der Voort L, Löfdahl MG (2005) *Solar Image Restoration By Use Of Multi-frame Blind De-convolution With Multiple Objects And Phase Diversity*. Sol. Phys.228:191–215
- van Noort M, Rouppe van der Voort L, Löfdahl M (2006) *Solar Image Restoration by use of Multi-Object Multi-Frame Blind Deconvolution*. En: J Leibacher, R F Stein, & H Uitenbroek (ed) Solar MHD Theory and Observations: A High Spatial Resolution Perspective, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, vol 354, págs. 55–+
- Vargas Domínguez S, Palacios J, Balmaceda L, Cabello I, Domingo V (2011) *Spatial distribution and statistical properties of small-scale convective vortex-like motions in a quiet-Sun region*. MNRAS416:148–154
- Vargas Domínguez S (2008) *Study of horizontal flows in solar active regions based on high-resolution image reconstruction techniques*. Tesis doctoral, La Laguna University
- Vögler A, Schüssler M (2007) *A solar surface dynamo*. A&A465:L43–L46
- von der Luehe O (1993) *Speckle imaging of solar small scale structure. I - Methods*. A&A268:374–390
- Wang JY, Markey JK (1978) *Modal compensation of atmospheric turbulence phase distortion*. Journal of the Optical Society of America (1917-1983) 68:78–87
- Zayer I, Morrison M, Pope T, Rosenberg W, Tarbell T, Title A, Wolfson J, Bogart RS, Hoeksema JT, Milford P, Scherrer PH, Schou J (1995) *Michelson Doppler Imager (MDI) Performance Characteristics*. En: R K Ulrich, E J Rhodes Jr, & W Dappen (ed) GONG 1994. Helio- and Astro-Seismology from the Earth and Space, Astronomical Society of the Pacific Conference Series, vol 76, págs. 456–+

Páginas web

Hinode	http://solar-b.nao.ac.jp/index_e.shtml
	http://solarb.msfc.nasa.gov/
SoHO	http://sohowww.nascom.nasa.gov
	http://sci.esa.int/science-e/www/area/index.cfm?fareaid=14
MDI	http://soi.stanford.edu/
SST	http://www.solarphysics.kva.se
	http://dubshen.astro.su.se/wiki/index.php/Main_Page
Sunrise	http://star.mpae.gwdg.de/Sunrise/
IMaX	http://www.iac.es/proyect/IMaX/
Vórtices	http://www.iac.es/proyecto/solarhr/whirlpools.mpg
SSW	http://www.lmsal.com/solarsoft
SolarMonitor	http://www.solarmonitor.org/index.php
ADS	http://adsabs.harvard.edu/bib_abs.html#top
arXiv	http://arxiv.org