



Universidad Nacional  
**SAN LUIS GONZAGA**



## [Reconocimiento-NoComercial-CompartirIgual 4.0 Internacional](https://creativecommons.org/licenses/by-nc-sa/4.0)

Esta licencia permite a otras combinar, retocar, y crear a partir de su obra de forma no comercial, siempre y cuando den crédito y licencia a nuevas creaciones bajo los mismos términos.

<http://creativecommons.org/licenses/by-nc-sa/4.0>



UNIVERSIDAD NACIONAL "SAN LUIS GONZAGA"  
EVALUACIÓN DE ORIGINALIDAD

**CONSTANCIA**

El que suscribe, deja constancia que se ha realizado el análisis con el software de verificación de similitud al documento cuyo título es:

**"Dinámica de filamentos en erupción observado por el telescopio Monitor de Explosiones Solares (FMT) y su relación con las eyecciones de masa coronal"**

Presentado por:

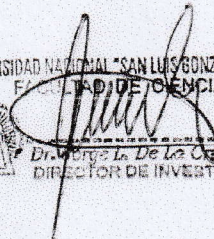
**LOPEZ ARAUJO, Karla Franchesca**

**Egresada** del nivel **Pregrado** de la Facultad de Ciencias. El resultado obtenido es el **5% de Similitud**, por el cual se otorga el calificativo de:

**APROBADO**, según Reglamento de Evaluación de la Originalidad

Se adjunta al presente el reporte de evaluación con el software de verificación de originalidad.

Ica, 25 de Octubre de 2021

UNIVERSIDAD NACIONAL "SAN LUIS GONZAGA" DE ICA  
FACULTAD DE CIENCIAS  
  
Dr. Jorge L. De La Cruz Torres  
DIRECTOR DE INVESTIGACIÓN

**UNIVERSIDAD NACIONAL SAN LUIS GONZAGA**

**Facultad de Ciencias**



**Dinámica de filamentos en erupción observado por el telescopio  
Monitor de Explosiones Solares (FMT) y su relación con las eyecciones  
de masa coronal**

Línea de investigación:  
Ciencias Naturales, Ingeniería, y Tecnologías Sostenibles

**TESIS**

Para optar el título profesional de:  
Físico

**LOPEZ ARAUJO KARLA FRANCESCA**

**Ica, Perú  
2021**

Este trabajo lo dedico a mis abuelos y a mis padres por su apoyo continuo y sus consejos para lograr mis metas trazadas.

# AGRADECIMIENTO

Agradezco a Dios por darme la oportunidad de conocer extraordinarias personas que me orientaron, y me transmitieron sus conocimientos para lograr alcanzar mis metas trazadas al igual que ellos, y por darme la fortaleza de poder haber superado algunos obstáculos que tuve en el camino durante el desarrollo de este trabajo.

A mis asesores PhD. Denis Pavel Cabezas Huamán y al PhD. José Kaname Ishitsuka Iba, por su tiempo, dedicación y sus enseñanzas impartidas durante el desarrollo de este trabajo, que debido a ello he aprendido y estoy aprendiendo a desarrollarme profesionalmente en el área de Física Solar.

A mi Asesor Interno, Lic. Jorge Enrique Huayna Dueñas, por su orientación, sugerencias, revisión y corrección de la tesis para su culminación.

Al Ing. Rene Loayza Vera, Director del Centro de Investigación del Estudio de la Actividad Solar y sus Efectos sobre la Tierra (CIEASEST), por las facilidades que se me brindaron para la utilización de los datos del mes de Marzo del 2011 obtenidos por el Telescopio Monitor de Explosiones Solares (*Flare Monitoring Telescope - FMT*).

Al Lic. Yovanny José Buleje Mendoza, por sus recomendaciones y su apoyo brindado.

A los profesores del departamento de Astronomía de la Universidad de Kyoto por las sugerencias y recomendaciones con respecto al análisis, esto me llevó a comprender mejor la evolución de estas dos regiones activas en estudio.

Finalmente, a la Escuela de Física, Facultad de Ciencias de la Universidad Nacional "San Luis Gonzaga", Ica.

# ÍNDICE

I	INTRODUCCIÓN . . . . .	1
I.1	Antecedentes . . . . .	2
I.1.1	A nivel internacional . . . . .	2
I.1.2	A nivel nacional . . . . .	4
I.1.3	A nivel local . . . . .	5
I.2	Objetivos de la investigación . . . . .	5
I.2.1	Objetivo general . . . . .	5
I.2.2	Objetivos específicos . . . . .	5
II	FUNDAMENTO TEÓRICO . . . . .	6
II.1	Descripción del Sol . . . . .	6
II.2	La atmósfera solar . . . . .	7
II.2.1	La fotosfera . . . . .	8
II.2.2	La cromosfera y región de transición . . . . .	10
II.2.3	La corona . . . . .	12
II.3	Fenómenos que ocurren en el Sol . . . . .	13
II.3.1	<i>Solar flare</i> . . . . .	13
II.3.2	Respuesta de la cromosfera durante un <i>solar flare</i> . . . . .	16
II.3.3	Filamentos y prominencias . . . . .	19
II.3.4	Eyecciones de masa coronal ( <i>coronal mass ejections</i> - CMEs) . . . . .	21
III	ESTRATEGIA METODOLÓGICA . . . . .	24
III.1	Metodología . . . . .	24
III.1.1	El efecto Doppler . . . . .	24
III.1.2	Cinemática . . . . .	26
III.1.3	<i>Solar flare</i> registrado en la línea de $H\alpha$ . . . . .	28
III.2	Instrumentación: Telescopio Monitor de Explosiones Solares (FMT) . . . . .	29
III.2.1	Diseño y sistema óptico . . . . .	30

III.3	Procesamiento y reducción de datos . . . . .	31
III.3.1	Calibración de datos . . . . .	32
III.3.2	Centrado de las imágenes del disco solar y corrección del norte solar . . . . .	33
III.3.3	Co-alineamiento de las imágenes del disco solar . . . . .	35
III.3.4	Datos del FMT en coordenadas heliográficas . . . . .	35
III.3.5	Datos complementarios . . . . .	37
IV	ANÁLISIS E INTERPRETACIÓN DE RESULTADOS . . . . .	39
IV.1	Evento I: filamento en erupción ocurrido en la región activa 11164 . . . . .	40
IV.1.1	Observaciones . . . . .	40
IV.1.2	Descripción del filamento en erupción observado en $H\alpha$ y EUV	41
IV.1.3	Dopplergrama del filamento en erupción . . . . .	44
IV.1.4	Cinemática del filamento en erupción . . . . .	45
IV.1.5	Eyección de Masa Coronal asociada al filamento en erupción .	49
IV.2	Evento II: <i>Solar flare</i> ocurrido en la región activa 11166 . . . . .	51
IV.2.1	Observaciones . . . . .	51
IV.2.2	Características del <i>solar flare</i> . . . . .	53
IV.2.3	Evolución temporal de las fuentes de emisión debido al <i>solar flare</i> . . . . .	55
V	DISCUSIONES . . . . .	60
VI	CONCLUSIONES . . . . .	65
	RECOMENDACIONES . . . . .	67
	ANEXO A . . . . .	71
	ANEXO B . . . . .	73

# ÍNDICE DE FIGURAS

1	Estructura del Sol. . . . .	6
2	Modelo del comportamiento de la densidad de las partículas en el Sol. . . . .	8
3	Imagen de la fotosfera del Sol en el continuo (436 nm) registrado por el Telescopio Solar Swedish. . . . .	9
4	Espectro de la línea de $H\alpha$ . . . . .	11
5	Modelo universal del <i>solar flare</i> (CSHKP). . . . .	13
6	Variación de la intensidad de un <i>solar flare</i> . . . . .	14
7	Perfil temporal de las fuentes de emisión observados en $H\alpha$ central, $H\alpha +1.0 \text{ \AA}$ , y $H\alpha -1.8 \text{ \AA}$ . . . . .	18
8	Filamento observado en $H\alpha$ por el telescopio ISOON el 30 de Octubre del 2002, y esquema de las estructuras que lo conforman. . . . .	20
9	Eyección de masa coronal (CME) registrado por el coronógrafo LASCO el 04 de Enero del 2002. . . . .	23
10	Sigmoid registrado por el instrumento XRT Be-thin y el AIA el 16 de febrero del 2011. . . . .	23
11	Esquema del efecto Doppler. . . . .	24
12	Dopplergrama del disco solar completo obtenido en base a los mapas de intensidad en $H\alpha -0.75$ y $H\alpha +0.75 \text{ \AA}$ registrado por el telescopio SMART/SDDI el 23 de abril del 2017. . . . .	26
13	Filamento en erupción y eyección de masa coronal registrados por los satélites SDO/AIA y SOHO/LASCO-C2 respectivamente, el 07 de Marzo del 2011. . . . .	27
14	<i>Flare kernels</i> registrados en $H\alpha$ por el telescopio HASTA el 29 de Marzo del 2014 y sus perfiles temporales. . . . .	29
15	Telescopio Monitor de Explosiones Solares (FMT) y su sistema de adquisición de datos. . . . .	30
16	Sistema óptico del telescopio FMT. . . . .	31

17	Imagen cruda ( <i>RAW</i> ) del Sol en $H\alpha$ -0.8 Å registrada por el telescopio FMT el 07 de Marzo del 2011. . . . .	31
18	Imagen calibrada en $H\alpha$ -0.8 Å. . . . .	32
19	Esquema del procedimiento para el centrado del disco solar con respecto al centro del detector CCD. . . . .	34
20	Corrección del norte solar de los datos registrados por el telescopio FMT. . . . .	34
21	Coalineamiento de una área de interés del Sol registrado por el telescopio FMT. . .	35
22	Imágenes en $H\alpha$ -0.8 Å registrados por el FMT el 07 de Marzo del 2011, en el cual sus ejes se encuentran expresados en píxeles y en arco-segundos. . . . .	37
23	Emisión en rayos X blandos (SXR) registrado por el satélite GOES el 07 de Marzo del 2011. . . . .	39
24	<i>Solar flare</i> de clase C ocurrido en la AR NOAA-11165 a las 19:00:00 UT y de clase M3.7 ocurrido en la AR NOAA-11164 a las 20:00:00 UT. Ambos eventos fueron registrados por el satélite GOES el 07 de Marzo del 2011. . . . .	40
25	Regiones activas 11164 y 11166 registradas por el SDO/HMI el 07 de Marzo del 2011. . . . .	41
26	Secuencia de imágenes de la evolución del filamento en erupción registrado en la línea espectral de $H\alpha$ por el FMT el 07 de Marzo del 2011. . . . .	42
27	Secuencia de imágenes de la evolución del filamento en erupción registrado por el FMT en $H\alpha$ central y por el SDO/AIA en 304, 193, y 171 Å el 07 de Marzo del 2011. . . . .	43
28	Filamento en erupción registrado en $H\alpha$ +0.8 Å ( <i>red wing</i> ) y $H\alpha$ central por el FMT y en 304 Å por el SDO/AIA el 07 de Marzo del 2011. . . . .	44
29	Dopplergramas del filamento en erupción en base a las observaciones del FMT ( $H\alpha$ -0.8 y $H\alpha$ +0.8 Å) que fueron registrados el 07 de Marzo del 2011. . . . .	45
30	Evolución temporal de la distancia y velocidad del filamento en erupción en base a los datos del FMT. . . . .	47
31	Evolución temporal de la distancia y velocidad del filamento en erupción en base a los datos del FMT en $H\alpha$ y el SDO/AIA en 304, 193, y 171 Å. . . . .	48
32	Imagen del filamento en erupción registrado por el SDO/AIA y la eyección de masa coronal observado por LASCO-C2/SOHO y el COR1/EUVI el 07 de Marzo del 2011. . . . .	49
33	Evolución temporal de la distancia del CME en radios solares. . . . .	50
34	<i>Solar flare</i> de clase M1.9 ocurrido en la AR 11166 a las 14:00:00 UT registrado por el satélite GOES el 07 de Marzo del 2011. . . . .	51

35	Evolución temporal de un <i>solar flare</i> de clase M1.9 observado en $H\alpha$ por el FMT el 07 de Marzo del 2011. . . . .	52
36	Evolución temporal de un <i>solar flare</i> de clase M1.9 observado en 304, 193, y 171 Å por el SDO/AIA el 07 de Marzo del 2011. . . . .	54
37	<i>Flare kernels</i> registrados en la línea espectral de $H\alpha$ por el FMT el 07 de Marzo del 2011. . . . .	55
38	Curvas de luz de la suma total de intensidad del <i>flare kernel</i> , del Sol quieto, y del exceso de emisión del <i>kernel</i> . . . . .	56
39	Curvas de luz o perfiles temporales de los <i>flare kernels</i> en la línea espectral de $H\alpha$ .	57
40	<i>Flare kernels</i> registrado en 304 Å por el SDO/AIA el 07 de Marzo del 2011. . . . .	59
41	Curvas de Luz o Perfiles temporales de los <i>flare kernels</i> registrados en 304 Å por el SDO/AIA el 07 de Marzo del 2011. . . . .	59
42	Filamento en erupción registrado en múltiples longitudes de onda el 07 de Marzo del 2011. . . . .	60
43	Evolución temporal de la distancia y velocidad del filamento en erupción y del CME registrados el 07 de Marzo del 2011. . . . .	62
44	Perfiles temporales de los <i>flare kernels</i> (f1 y f2) registrado en múltiples longitudes de onda el 07 de Marzo del 2011. . . . .	63
45	Esquema del proyecto CHAIN. . . . .	72
46	<i>Flare Monitoring Telescope</i> (FMT). . . . .	73
47	<i>Geostationary Operational Environmental Satellite</i> (GOES) . . . . .	73
48	<i>Solar Dynamics Observatory</i> (SDO) . . . . .	74
49	<i>Solar and Heliospheric Observatory</i> (SOHO) . . . . .	74

# ÍNDICE DE TABLAS

1	Descripción básica del Sol. (Adaptado de [2]) . . . . .	7
2	Lista de eventos ocurridos el 07 de Marzo del 2011. . . . .	39

# RESUMEN

Estudios recientes han demostrado que los *solar flares* o explosiones solares, filamentos y prominencias en erupción, y en última instancia las eyecciones de masa coronal (CME) causan perturbaciones globales en el espacio interplanetario y en la magnetosfera terrestre, por tanto; estos fenómenos se estudian con mucho interés. En este trabajo, se presenta un estudio detallado de un *solar flare* y un filamento en erupción ocurridos el 07 de Marzo del 2011 en las regiones activas 11164 y 11166. Estas regiones activas estuvieron asociadas a *solar flares* de clase M3.7 y M1.9, respectivamente.

En la región activa 11164 se observó la erupción de un filamento en la línea espectral de  $H\alpha$  ( $H\alpha$  central,  $H\alpha +0.8$ , y  $H\alpha -0.8$  Å) por el FMT<sup>1</sup> y en el EUV (193, 171, 304 Å) por el satélite SDO<sup>2</sup>/AIA<sup>3</sup>. Tomando en cuenta estas observaciones se estimó la distancia y velocidad máxima del material en erupción en el plano del cielo, llegando a alcanzar  $1.3 \times 10^5$  km y  $500$  km s<sup>-1</sup> en  $H\alpha$ , y  $3 \times 10^5$  km y  $1000$  km s<sup>-1</sup> en el EUV, aproximadamente. También se calculó la distancia y velocidad de propagación del CME usando datos del coronógrafo LASCO-C2 a bordo del satélite SOHO<sup>4</sup>, resultando  $4.83 \times 10^6$  km y  $2200$  km s<sup>-1</sup>, respectivamente. En base a estos cálculos, se encontró una relación entre el filamento en erupción con la dirección de propagación del CME, lo que indica que el material en erupción jugó un papel importante en la fase inicial del CME. Adicionalmente, realizamos dopplergramas combinando las observaciones en  $H\alpha -0.8$  y  $H\alpha +0.8$  Å para conocer la morfología del material en dirección a la línea del observador.

Por otro lado, se estudió la evolución temporal del *solar flare* de clase M1.9 en la región activa 11166 observado por el FMT y SDO/AIA, además el comportamiento del plasma en la cromosfera debido al *flare*. Este análisis se basó en la obtención de perfiles temporales de los *flare kernels* que se observaron en la cromosfera del Sol en la línea espectral de  $H\alpha$  y EUV (304 Å). Los perfiles temporales de los *flare kernels* nos permitió examinar la evolución temporal del *flare* en el que se identificaron la fase inicial, principal, y gradual. Se identificó también que los perfiles temporales presentan variaciones de la amplitud en función al tiempo en  $H\alpha +0.8$ , y  $H\alpha -0.8$  Å que son emisiones de la cromosfera inferior, y en  $H\alpha$  central y EUV (304 Å) que provienen de la cromosfera superior. Esto indica que el plasma en la cromosfera responde de diferentes maneras durante un *solar flare*, y este comportamiento está relacionado a diferentes mecanismos físicos.

**Palabras claves:** explosión solar, dinámica de un filamento en erupción, eyección de masa coronal.

---

<sup>1</sup>Telescopio Monitor de Explosiones Solares

<sup>2</sup>*Solar Dynamics Observatory*

<sup>3</sup>*Atmospheric Imaging Assembly*

<sup>4</sup>*Solar and Heliospheric Observatory*

# ABSTRACT

Recent studies have demonstrated that solar flares, filaments and prominences eruption, and ultimately the coronal mass ejections (CMEs) cause global disturbances into the interplanetary space and the Earth's magnetosphere, therefore; these phenomena are studied with great interest. In this work, we present a detailed study of a solar flare and a filament eruption that occurred on 2011 March 07 in the actives regions 11164 and 11166. These actives regions were associated with M3.7 and M1.9 class solar flares, respectively.

In the active region 11164 we observed a filament eruption in the  $H\alpha$  spectral line ( $H\alpha$  line center,  $H\alpha +0.8$ , and  $H\alpha -0.8$  Å) with the FMT<sup>5</sup> and in EUV (193, 171, 304 Å) by the SDO<sup>6</sup>/AIA<sup>7</sup> satellite. Taking into consideration these observations, we estimated the maximum distance and velocity of erupting material in the plane of the sky, it attained  $1.3 \times 10^5$  km and  $500 \text{ km s}^{-1}$  in  $H\alpha$ , and  $3 \times 10^5$  km and  $1000 \text{ km s}^{-1}$  in EUV, approximately. Also was calculated the distance and propagation speed of the CME by using data from LASCO-C2 coronagraph onboard the SOHO<sup>8</sup> satellite, resulting in  $4.83 \times 10^6$  km and  $2\,200 \text{ km s}^{-1}$ , respectively. Based on these results we found a relationship between the filament eruption with the propagation direction of the CME, indicating that erupting material played an important role in the initial phase of the CME. Additionally, we performed dopplergrams combining observations at  $H\alpha -0.8$  and  $H\alpha +0.8$  Å to know the morphological evolution of the filament eruption in the line of sight direction.

On the other hand, we studied the temporal evolution of the M1.9 class solar flare that occurred in the active region 11166 observed by the FMT and SDO/AIA, also the plasma response on the chromosphere due to the flare. This analysis was carried out by obtaining temporal profiles of the flare kernels, observed in the Sun's chromosphere in  $H\alpha$  spectral line and in EUV (304 Å). The temporal profile of the flare kernels allowed us to examine time evolution of the flare, in which we identified the initial, main, and gradual phases. Also, we found that the temporal profiles exhibit variations in amplitude as a function of time in  $H\alpha -0.8$  and  $H\alpha +0.8$  Å that are emissions of the lower chromosphere, and in the  $H\alpha$  line center and EUV (304 Å) that originate in the upper chromosphere. This indicates that the plasma in the chromosphere responded in different manner during the flare, and this behavior is related to different physics mechanisms.

**Key words:** *solar flare*, dynamic of the filament eruption, coronal mass ejection.

---

<sup>5</sup>Flare Monitoring Telescope

<sup>6</sup>Solar Dynamics Observatory

<sup>7</sup>Atmospheric Imaging Assembly

<sup>8</sup>SOlar and Heliospheric Observatory

# I INTRODUCCIÓN

En el Sol se observan diferentes fenómenos que se encuentran relacionados entre ellos, tales como los *solar flares*, prominencias, filamentos en erupción y eyecciones de masa coronal (*coronal mass ejection* - CME).

Los *solar flares* son explosiones que conllevan a la liberación de energía magnética. Esta energía liberada es convertida en energía cinética y energía térmica, que afecta a las capas de la atmósfera solar. Las capas internas de la atmósfera (cromosfera) responden de diferentes maneras a la liberación de energía, al calentamiento de plasma, y precipitación de partículas. En la actualidad, no se conoce en su totalidad el comportamiento del plasma durante un *solar flare*, por tanto aquí estudiamos el plasma de la cromosfera en diferentes longitudes de ondas. Por otro lado, estudios recientes evidencian que los filamentos y prominencias en erupción actúan como agentes de iniciación para la ocurrencia de los CMEs. Los CMEs son eventos a gran escala que se desplazan por todo el medio interplanetario llevando consigo grandes cantidades de plasma. Estos fenómenos pueden ser geo-efectivamente potenciales cuando se encuentran en dirección a la Tierra y el flujo de plasma impacta con la magnetosfera terrestre. Por lo cual, en este trabajo se estudia el papel que juega un filamento en erupción en la iniciación de un CME. También, es importante saber que el estudio de los filamentos y prominencias en erupción podrían ayudar en un futuro para la predicción de los CMEs.

Esta tesis tiene como objetivo determinar la relación que existe entre la dinámica de un filamento en erupción con la ocurrencia de una eyección de masa coronal ubicado en la región activa (AR) NOAA<sup>9</sup>-11164 (evento I), e identificar el efecto de un solar flare en el plasma de la cromosfera ocurrido en la región activa NOAA-11166 (evento II). Estos eventos fueron registrados el 07 de Marzo del 2011 por el Telescopio Monitor de Explosiones Solares (*Flare Monitoring Telescope* - FMT) en la línea espectral del hidrógeno: 6562.8 Å ( $H\alpha$  central), 6562.0 Å ( $H\alpha$  -0.8; *blue wing*), 6563.6 Å ( $H\alpha$  +0.8; *red wing*). El telescopio FMT se encuentra instalado en el Centro de Investigación de la Actividad Solar y sus Efectos sobre la Tierra (CIEASEST) de la Universidad Nacional "San Luis Gonzaga".

Esta tesis se ha desarrollado en VI capítulos, una sección, y dos anexos.

El capítulo I se refiere a la *Introducción*, se describe la problemática, la finalidad, el contenido de la tesis, los antecedentes, y los objetivos. Los antecedentes se dividen en antecedentes a nivel internacional, nacional, y local en los cuales se mencionan resultados de trabajos relacionados a

---

<sup>9</sup>*National Oceanic and Atmospheric Administration*

nuestro estudio. En los objetivos se presenta el propósito de la investigación en esta tesis.

El capítulo II se refiere al *Fundamento Teórico*, se presenta un conjunto de teorías básicas que permiten explicar el fenómeno o problema planteado. Por ejemplo: la descripción general del Sol, la atmósfera solar, y los fenómenos que ocurren en el Sol y son de interés para nuestro estudio.

El Capítulo III se refiere a la *Estrategia Metodológica*, se presenta diferentes aspectos que permite describir cómo fue realizada la investigación y los elementos empleados. Por ejemplo: metodología, instrumentación, procesamiento, y reducción de datos.

El Capítulo IV se refiere al *Análisis e Interpretación de Resultados*, aquí se expone el análisis de un filamento en erupción ocurrido en la AR NOAA-11164 (evento I) y de un *solar flare* ocurrido en la AR NOAA-11166 (evento II). Para el evento I, se investiga la evolución y la cinemática del filamento en erupción, además se determina la relación del filamento en erupción con una eyección de masa coronal. En relación al evento II, se estudia el comportamiento del plasma en la cromosfera durante el *flare* en base a perfiles temporales de los *flare kernels*.

El Capítulo V y VI se refiere a las *Discusiones y conclusiones*, en el que compara e interpreta nuestros resultados en base a la teoría y estudios previos a esta investigación y se hacen referencias a los resultados de manera concreta.

En la subsección de la recomendación se dan sugerencias para un estudio más profundo de los eventos. Por último, en los dos anexos A y B se da más detalles del telescopio FMT, y también de los satélites SDO/AIA, GOES, y SOHO/LASCO-C2.

## **I.1 Antecedentes**

### **I.1.1 A nivel internacional**

En este trabajo estudiamos la región activa 11164, que ha sido estudiada también por varios autores. Cheng et al. (2013) publicó un trabajo de investigación titulado “*The Driver of Coronal Mass Ejections in the Low Corona: A Flux Rope*” en la revista *The Astrophysical Journal* (ApJ), en el que se estudia la formación y evolución de dos CMEs ocurridos los días 7 y 8 de Marzo del 2011 asociados con explosiones solares de clase M. Los autores utilizaron observaciones en el Extremo Ultravioleta (EUV) en 211 Å ( 2 MK), 131 Å ( 3-10 MK) y 94 Å ( 6 MK) obtenido por el instrumento *At-*

*ospheric Imaging Assembly (AIA)* a bordo del satélite *Solar Dynamics Observatory (SDO)*. Estas observaciones proveen información del plasma coronal que les permitió estudiar el CME desde su formación en la baja corona (*flux rope*) hasta la evolución de su parte frontal (*leading front* - LF). Los autores observaron que el *flux rope* apareció primero en líneas de emisión más calientes del EUV (131 y 94 Å), también notaron que dicho *flux rope* evolucionó mucho antes que la formación de la parte frontal del CME, incluso antes que el inicio del *solar flare*. Por lo tanto, tal componente visto en 131 y 94 Å habría actuado como un agente de iniciación del CME. Éste estudio sugiere que la pre-existencia del *flux rope* jugó un papel muy importante en la activación y generación del CME. Los autores determinaron que el CME alcanzó una velocidad máxima de 2000 km s<sup>-1</sup> y 1100 km s<sup>-1</sup> para los días 7 y 8 de Marzo del 2011, respectivamente.

En esta tesis también analizamos tal región activa (NOAA-11164), pero a diferencia de la investigación realizada por Cheng et al. 2013, nos enfocamos en observaciones de la cromosfera en la línea de H $\alpha$  (H $\alpha$  central, H $\alpha$  -0.8 y H $\alpha$  +0.8) provistos por el telescopio FMT. Nuestro análisis se basa en estudiar la evolución del filamento en erupción y su relación con un CME ocurrido el 07 de Marzo del 2011. Además, complementamos nuestro estudio con observaciones en el EUV (304, 171, 193 Å).

Por otro lado, en este trabajo se analiza también un *solar flare* de clase M1.9 según la escala del satélite GOES que aconteció en la región activa NOAA-11166 el 07 de Marzo del 2011, que fue registrada por el FMT en la línea de H $\alpha$ . Los *solar flares* se han venido estudiando intensamente desde años anteriores en líneas cromosféricas, tal como H $\alpha$ . Canfield & Gayley (1987) publicaron un trabajo de investigación titulado "*Impulsive H $\alpha$  Diagnostics of Electron-Beam-Heated Solar Flare Model Chromospheres*" en la revista *The Astrophysical Journal (ApJ)*, en el que presentan cálculo de los perfiles temporales de los *flare kernels* o fuentes puntuales de emisión en la línea de H $\alpha$  utilizando el modelo propuesto por Fisher, Canfield & McClymont en 1985 (FCM). En el estudio de Canfield & Gayley se muestra que los perfiles temporales en H $\alpha$  presentan características diferentes, los autores interpretaron que tales diferencias están relacionados a diferentes mecanismos que ocurren en diferentes periodos de tiempo, tales como: la respuesta a la temperatura, a la ionización y al efecto hidrodinámico. La respuesta a la temperatura se da en un tiempo muy corto, en el que el perfil temporal presenta una mayor amplitud en la línea de H $\alpha$  central (6562.8

Å). La respuesta a la ionización se da en un tiempo no mayor a un segundo, en el que el perfil muestra un corrimiento hacia el azul (*blue wing*) en relación a la línea de  $H\alpha$  central. Y por último la respuesta al efecto hidrodinámico que es un proceso más prolongado, se relaciona con la condensación cromosférica y el perfil temporal presenta un corrimiento hacia el rojo (*red wing*) con respecto a la línea de  $H\alpha$  central.

En esta tesis también estudiamos la evolución temporal de los *flare kernels* observados durante un *solar flare* de clase M1.9 en múltiples longitudes de onda ( $H\alpha$  central;  $H\alpha$ ,  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ ;  $H\beta$ , y  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ ;  $H\gamma$ ) registrados por el FMT. El estudio en múltiples longitudes de onda de los perfiles temporales permiten conocer el comportamiento del plasma en la cromosfera durante un *solar flare*. Por ejemplo,  $H\alpha$  central nos permite hacer un diagnóstico del plasma de la cromosfera superior, mientras que  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  (*blue wing* y *red wing*) de la cromosfera inferior.

### I.1.2 A nivel nacional

En el observatorio John A. Fleming de Huancayo, Perú se realizó estudios, observaciones y registros de la actividad solar en la década de los '60 por el Dr. Mutsumi Ishitsuka.

D. P. Cabezas (2011) en su tesis de licenciatura titulado "*Diseño y Construcción de un Sistema de Observación para la Detección de Erupciones Solares*" sustentada en la Universidad Nacional "San Luis Gonzaga", desarrolló un sistema de observación para la detección de eventos ocurridos en la cromosfera. Para la construcción del sistema de observación se implementó equipos e instrumentos poco sofisticados obteniendo resultados importantes. Adicionalmente el autor desarrolló un *software* en el lenguaje de programación C/C++ para la adquisición de datos. Por medio de este sistema de observación se observó la cromosfera en la línea de  $H\alpha$ , registrándose filamentos quietos (*quiet filaments*) y algunos *solar flares*. Estos eventos fueron registrados en el 2009 cuando el ciclo de la actividad solar era baja. Un aspecto importante en este trabajo fue la calibración de datos, donde se usó la técnica desarrollada por Kuhn J.R., Lin H., y Lorz D. (1991) que le permitió al autor obtener mejores resultados.

En nuestro trabajo, utilizamos el mismo método de calibración que empleó el autor D. P. Cabezas, al igual esta técnica nos permitió también obtener mejores resultados.

### **I.1.3 A nivel local**

D. P. Cabezas et al. (2017) publicaron un trabajo titulado “‘Dandelion’ Filament Eruption and Coronal Waves Associated with a Solar Flare on 2011 February 16” en la revista *The Astrophysical Journal* (ApJ), en el que investigan la erupción de un filamento observado en  $H\alpha$  por el telescopio FMT, ubicado en la Universidad Nacional “San Luis Gonzaga” de Ica. Este evento estuvo asociado a un *solar flare* de clase M1.6 ocurrido en la AR NOAA 11158 el 16 de Febrero del 2011. Los autores tuvieron como objetivo estudiar la velocidad tridimensional (3D) del filamento en erupción utilizando el modelo “*cloud model*”. La velocidad 3D fue obtenida derivando las tres componentes del filamento en erupción ( $x, y, z$ ). La componente  $x$  e  $y$  son las velocidades tangenciales en el plano del cielo y la componente  $z$  es la velocidad en la línea del observador (LOS).

También en nuestra investigación, estudiamos el movimiento del filamento en erupción en la línea del observador (LOS) y la velocidad aparente en el plano del cielo de dicho filamento.

## **I.2 Objetivos de la investigación**

### **I.2.1 Objetivo general**

Determinar la relación que existe entre la dinámica de un filamento en erupción con la ocurrencia de una eyección de masa coronal, e identificar el efecto de un solar flare en el plasma de la cromosfera.

### **I.2.2 Objetivos específicos**

1. Determinar la morfología, la relación del desplazamiento y velocidad del filamento en erupción con el proceso dinámico de la eyección de masa coronal.
2. Identificar la respuesta del plasma en la cromosfera durante la ocurrencia de un *solar flare* de clase M1.9.

## II FUNDAMENTO TEÓRICO

### II.1 Descripción del Sol

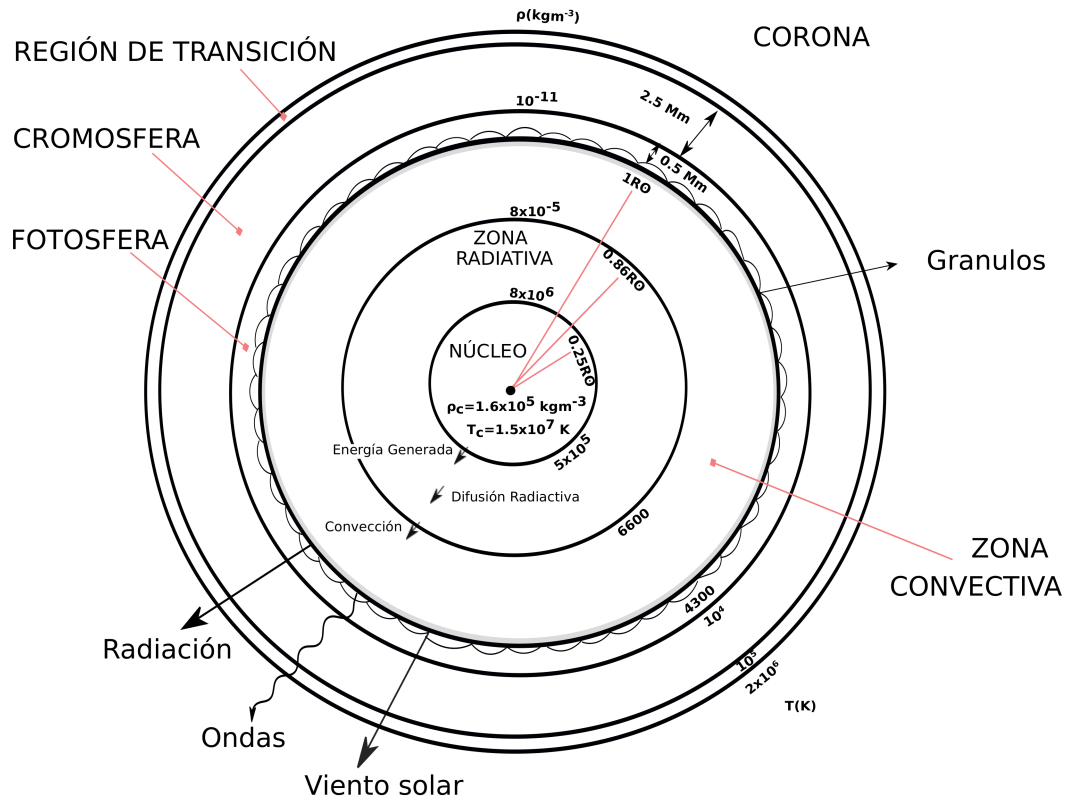


Figura 1: Estructura general y propiedades físicas del Sol. (Adaptado de [1][2])

El Sol es una estrella de tipo espectral G2V y tiene una magnitud estelar de 4.8, según el diagrama espectral *Hertzsprung-Russell*. Está compuesto de plasma y campo magnético, no rota como una esfera rígida sino su ecuador rota más rápido que los polos. Esta rotación se llama rotación diferencial, y además es responsable del continuo retorcimiento (*twisting*) de las líneas del campo magnético [1].

Esta estrella ocupa el 99.8% de la masa del sistema solar. Su fuente de energía se debe a la fusión nuclear del hidrógeno, lo cual se da en el núcleo, dando lugar al helio y a otros elementos pesados en menor proporción, como el carbono, oxígeno, nitrógeno, níquel, etc [2].

A consecuencia de la fusión nuclear se originan los rayos gamma, que interactúan con las otras partículas existentes mediante la colisión. El efecto de estas colisiones hace que la típica longitud de onda de los rayos gamma en el núcleo se incremente a longitudes de onda de la luz visible; como resultado de ello, la energía generada en el núcleo es irradiada

al espacio en forma de luz, ondas electromagnéticas y partículas. Siendo esta radiación detectada en casi todo el espectro electromagnético [1].

El Interior del Sol está formado por su núcleo, zona radiativa y zona convectiva, mientras que la atmósfera solar está compuesta por la fotosfera, cromosfera, región de transición y corona [1][2], como se muestra en la figura 1. Por otro lado, la tabla 1 muestra una descripción básica del Sol.

**Tabla 1:** Descripción básica del Sol. (Adaptado de [2])

Masa	$M_{\odot}$	$1.989 \times 10^{30}$ kg
Radio	$R_{\odot}$	696 000 km
Densidad en el centro del Sol	$\rho_{central}$	$1.6 \times 10^5$ kg m <sup>-3</sup>
Temperatura en el centro del Sol	$T_{central}(T_c)$	$1.56 \times 10^7$ K
Presión en el centro del Sol	$P_{central}$	$2.5 \times 10^9 (P_{tierra})$
Edad del Sol	$t_{\odot}$	$4.5 \times 10^9$ años
Gravedad	$g_{\odot}$	$274$ m s <sup>-2</sup>
Luminosidad absoluta	$L_{\odot}$	$3.86 \times 10^{33}$ erg s <sup>-1</sup>
Temperatura efectiva	$T_{eff}$	5777 K
Distancia del Sol a la Tierra	$D_{\odot} \rightarrow D_{Tierra}$	150 000 000 km = 1uA

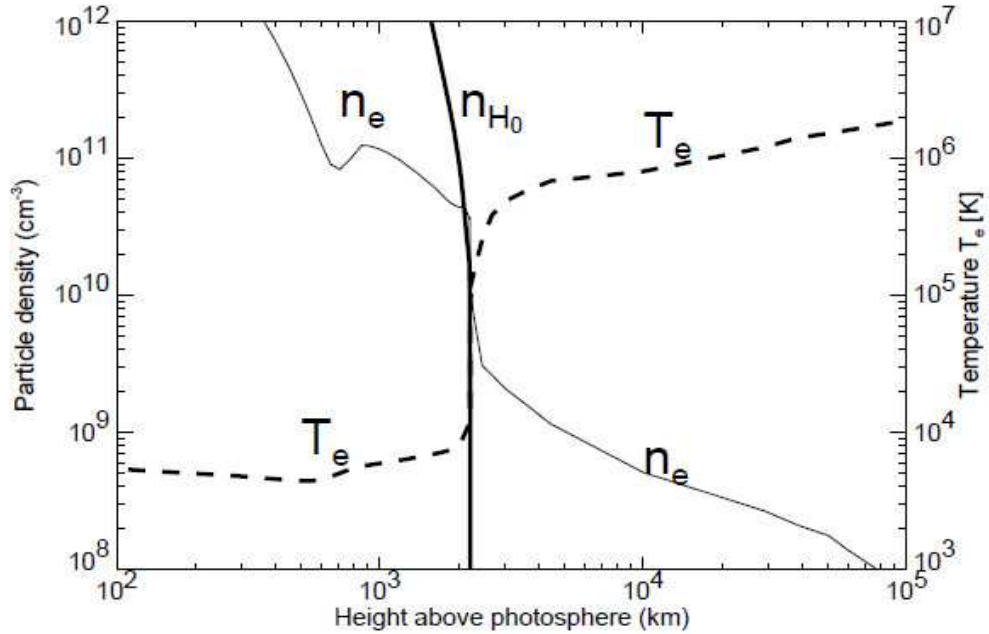
## II.2 La atmósfera solar

La energía generada en el interior del Sol, como los fotones, pueden escapar directamente hacia el espacio exterior a través de las capas que componen la atmósfera solar. La atmósfera está conformado por 3 capas que poseen distintas propiedades físicas. La primera capa de la atmósfera solar es la cromosfera que se extiende desde la fotosfera hasta unos 2500 km de altura, siendo está muy dinámica y transparente. Por encima de la cromosfera tenemos a la región de transición que es muy delgada y es aquí donde la temperatura de la atmósfera solar comienza a incrementarse abruptamente. Por último, tenemos a la corona que va desde la región de transición hasta la heliosfera; esta última capa se encuentra influenciada por el viento solar y el campo magnético [1][2].

La densidad de electrones (“ $n_e$ ”) en la atmósfera solar decrece rápidamente en función a la altura como se observa en la figura 2. Por ejemplo en la fotosfera “ $n_e$ ” equivale a  $10^{12}$  cm<sup>-3</sup>, luego disminuye a  $10^{10}$  cm<sup>-3</sup> en la cromosfera y aún más la densidad decrece hasta  $10^9$  cm<sup>-3</sup> en la corona, aproximadamente [2][3].

En relación a la temperatura, antes de 1940 se pensaba que esta disminuye con respecto a la altura desde la superficie solar. Actualmente se sabe que la temperatura en la fotosfera disminuye desde 6 600 K en la baja fotosfera, a un valor mínimo de 4 400 K a una altura de 500 km. La temperatura tiende a aumentar a través de la baja cromosfera y dramáticamente

en la región de transición hasta superar el millón de grados kelvin en la corona [2].



**Figura 2:** Modelo del comportamiento de la densidad de las partículas ( $n_e$ ; densidad de electrones y  $n_{H0}$ ; densidad del hidrógeno neutro)  $\text{cm}^{-3}$  en función a la temperatura ( $T_e$ ; *temperature*) K. Este modelo describe el comportamiento del plasma durante una brusca transición desde la cromosfera a temperaturas coronales, permitiendo la ionización del plasma completamente [3].

## II.2.1 La fotosfera

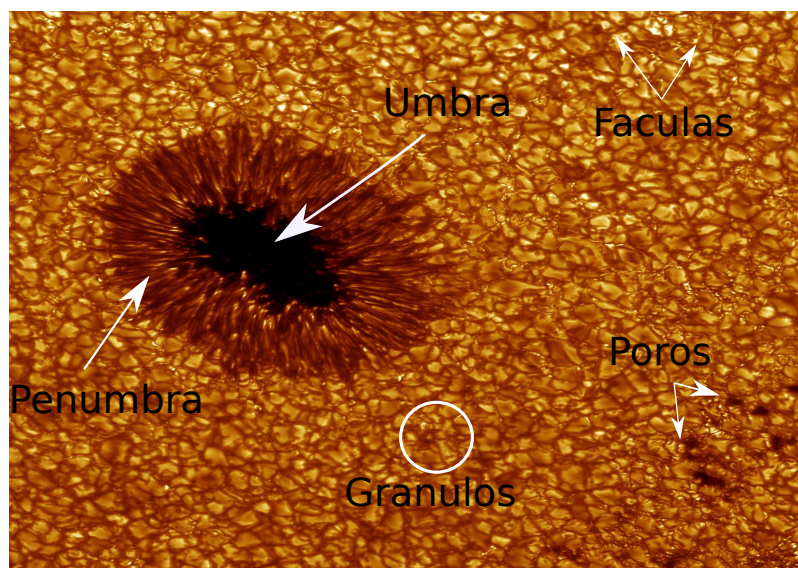
La fotosfera es una delgada región de la superficie solar que tiene un espesor en promedio de unos 500 km, es relativamente densa y opaca, capaz de emitir la mayor parte de la radiación solar en el continuo o en el visible del espectro electromagnético [1]. Tiene un rango de temperatura desde 6 000 K en la baja fotosfera y 4 000 K en la alta fotosfera, mientras que la temperatura efectiva es de 5 780 K [2]. La temperatura efectiva es estimada por la siguiente ecuación:

$$T_{\odot} = \left( \frac{L_{\odot}}{4\pi R_{\odot}^2} \right)^{1/4} = 5\,780\text{K}, \quad (1)$$

siendo  $L_{\odot} = 4 \times 10^{26}$  W y  $R_{\odot} = 6.955 \times 10^8$  m [4].

Por otro lado, la fotosfera se compone principalmente de gránulos que representan la parte más alta de las pequeñas celdas convectivas que cubren su superficie. Estos gránulos presentan formas irregulares, continuamente se forman y desaparecen de una manera turbulenta [2]. Los gránulos tienen una duración de alrededor de 5 a 10

minutos aunque algunos pueden durar entre 1 a 20 minutos [2]. El centro de cada gránulo es brillante, debido a la alta temperatura a la que se encuentra sometidos, el material se mueve como flujos horizontales ( $0.5$  a  $1.5 \text{ km s}^{-1}$ ) y poseen alta concentración de campo magnético [2]. Varios tipos de movimiento de convección están presentes en rangos de escalas diferentes, es decir, existen súper gránulos (fáculas) y meso gránulos que se encuentran fuertemente relacionados con las oscilaciones y patrones de velocidad a gran escala propios de la zona convectiva, cuyas dimensiones se encuentran en el orden de  $5\,000 - 10\,000 \text{ km}$  y  $20\,000 - 54\,000 \text{ km}$ ; los súper gránulos tienen un diámetro de  $32\,000 \text{ km}$  y son mucho más grandes que las regiones activas (manchas solares) [1].



**Figura 3:** Imagen de la fotosfera del Sol en el continuo (436 nm) registrado por el Telescopio Solar Swedish (Swedish Solar Telescope, SST) ubicado en la Palma, España. La escala típica de la fotosfera está dada por la magnitud del tamaño de los gránulos encontrándose en el orden de  $1000 \text{ km}$ . Las flechas blancas indican las estructuras magnéticas fotosféricas.

En la fotosfera también se ven manchas solares que son regiones de alta concentración de campo magnético. Una mancha se compone de una parte central oscura llamada umbra y es rodeada por una estructura radial filamentaria llamada penumbra (figura 3). Se encuentra la umbra a una temperatura de aproximadamente  $3\,700 \text{ K}$  (mucho más frío que la temperatura de la fotosfera) [5]. El campo magnético de la umbra es alrededor de  $2\,600 - 2\,900 \text{ Gauss}$  [6], lo cual es  $4\,000$  veces más intenso que el campo magnético terrestre (el campo magnético terrestre varía entre  $0.3$  a  $0.6 \text{ Gauss}$ ), mientras que el campo magnético de la penumbra es alrededor de  $1\,000 \text{ Gauss}$  [5].

En 1844 Heinrich Schwabe noto una variación regular en el número de manchas

solares, aproximadamente cada 10 años. Este descubrimiento fue confirmado por Rudolf Wolf, quien en 1849 condujo una estimación más precisa y encontró una variación de 11 años [7]. Cada 11 años el Sol pasa a través de un período de baja actividad solar con pocas manchas solares, prominencias, filamentos, *flares*, y CMEs - llamado "mínimo solar" y un período de alta actividad solar con un mayor número de manchas solares, prominencias, filamentos, *solar flares*, y CMEs - llamado "máximo solar". Esta actividad del máximo y mínimo es conectado a un período de 22 años conocido como el ciclo Hale (ciclo magnético) [7].

## II.2.2 La cromosfera y región de transición

La cromosfera es una capa que se extiende desde la región de mínima temperatura 4 000 K, lugar donde termina la fotosfera, hasta la región de transición donde el plasma alcanza una temperatura de unos 20 000 K. Tiene una densidad de alrededor de  $10^{12} \text{ cm}^{-3}$  y un espesor de 2 500 km. La energía es transportada en la cromosfera a través de la radiación y ondas electromagnéticas [1][2].

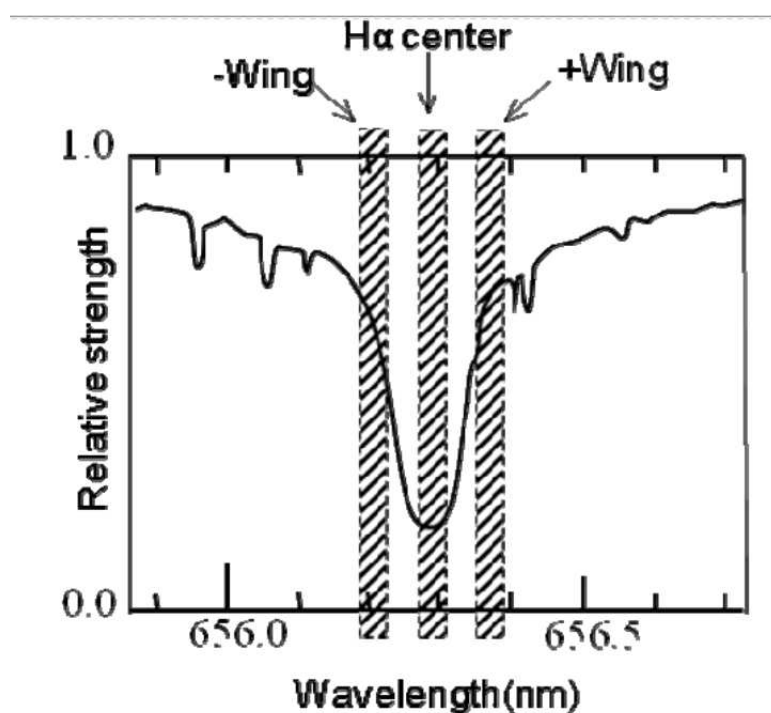
La cromosfera es transparente en el continuo, por lo tanto solo puede ser observada durante un eclipse solar, esto se debe a que la luz proveniente de la fotosfera es dispersada (*scattered*) hacia la cromosfera. Sin embargo, es opaca o visible en otras longitudes de ondas: en la línea del hidrógeno, calcio, helio, magnesio, UV, EUV y ondas de radio (milimétrica y submilimétrica) [1].

En esta capa observamos una amplia variedad de estructuras, tales como: espículas, filamentos o prominencias, playas, manchas solares, así como también la evolución de los *solar flares*. Las espículas son jets dinámicos que se dividen en dos tipos (tipo I y tipo II): tipo I son estructuras vistas en regiones activas y en ocasiones en regiones quietas y hoyos coronales [2]. Las espículas de este tipo, son eyectados con velocidades entre  $10 - 50 \text{ km s}^{-1}$  desde los contornos (*boundaries*) de los supergranulos a lo largo de las líneas de campo magnético, alcanzando una altura entre 3 a 4 Mm ( $1 \text{ Mm} = 10^6 \text{ m}$ ) en regiones activas, y 5 Mm en regiones quietas, teniendo un período de vida de 3 a 10 min con una temperatura entre 10 000 a 15 000 K, y una densidad electrónica de  $10^{11} \text{ cm}^{-3}$  [2]. Las estructuras tipo II son más dinámicas que las del tipo I capaces de alcanzar alturas entre 2 a 10 Mm, llegando a tener velocidades desde 30 hasta  $150 \text{ km s}^{-1}$  y teniendo un período corto de vida de 10 a 180 seg [2].

Los filamentos y las prominencias se forman en la superficie de la cromosfera y

se encuentran suspendidas como nubes densas y frías debido al confinamiento del campo magnético, se encuentran ubicados sobre la línea de polaridad invertida (*Polarity Inversion Line - PIL*). Estas estructuras son detectadas en la línea de emisión del hidrógeno ( $H\alpha$ ), He, UV, y EUV. Se sabe que los filamentos y las prominencias erupcionan durante o antes de un *solar flare* o un CME. Se conoce que los filamentos y prominencias son estructuras similares, con una sola diferencia, si ellos son observables sobre el disco solar en absorción se les conoce como filamentos y si están encima del limbo en emisión se les denomina prominencias [3].

#### Líneas espectrales de la cromosfera



**Figura 4:** Espectro de la línea de  $H\alpha$ :  $H\alpha$  central,  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  (+wing), y  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  (-wing) [8].

La cromosfera es una de las capas que juega un papel muy importante para la comprensión de los eventos que ocurren en el Sol. Puede ser observada fácilmente y estudiada gracias a los instrumentos que monitorean al Sol constantemente y que observan en las líneas extremadamente fuertes, tales como: la línea de  $H\alpha$ , la línea de absorción K ( $3933.7 \text{ \AA}$ ) del calcio ionizado ( $\text{Ca II}$ ) y líneas correspondiente al Magnesio ionizado ( $\text{Mg II}$ ). Las líneas del Hidrógeno ( $6562.8 \text{ \AA}$ ) se forman en la capa superior de la cromosfera, mientras que las líneas correspondiente al Magnesio ionizado ( $\text{Mg II}$ ) se encuentran cerca de la región de transición. La gran opacidad de estas líneas hace que los fenómenos sean fáciles de ser percibidos sobre el disco o limbo solar [3], tales

como: filamentos, *loops*, *surges*, prominencias, *flare ribbons* y entre otros. Nuestro interés en este trabajo se basa principalmente en estudiar y comprender la emisión de la línea de  $H\alpha$  (la línea de Balmer) que es emitida por un átomo de hidrógeno (figura 4). La línea de Balmer implica los estados de mayor excitación con transiciones entre  $n = 2$  y  $n \geq 3$  [8].

### II.2.3 La corona

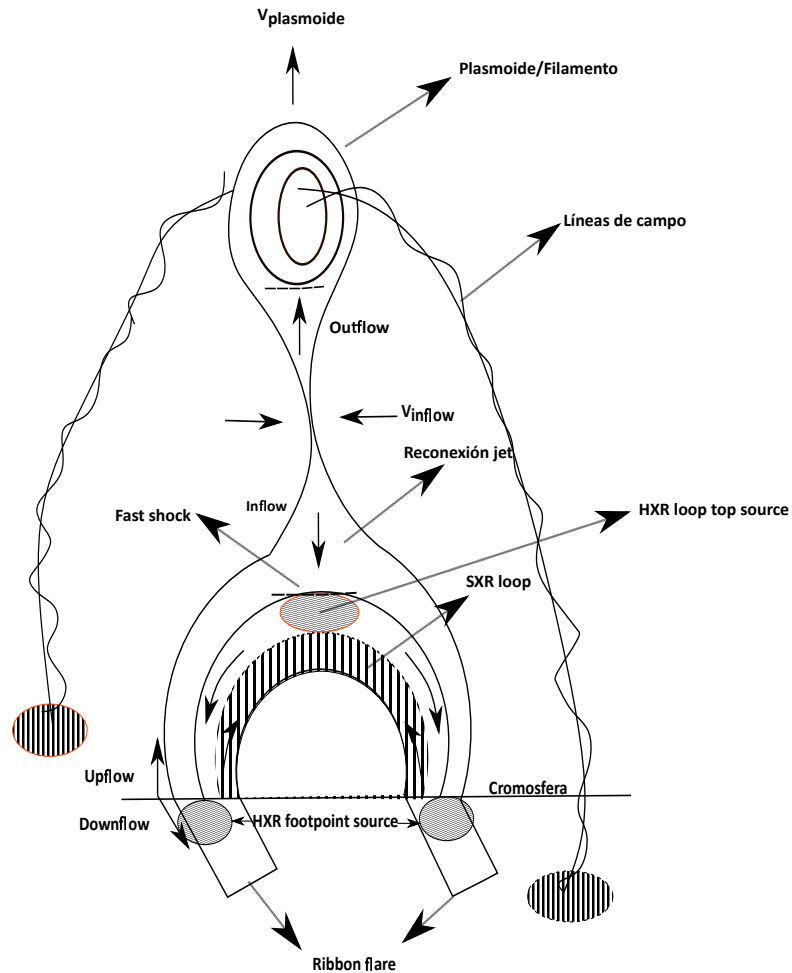
La densidad de partículas en la corona, e incluso en la cromosfera, es mucho más baja que en la fotosfera debido a la falta de colisiones. La densidad en la corona disminuye desde  $10^9 \text{ cm}^{-3}$  en la baja corona hasta  $10^6 \text{ cm}^{-3}$  en la alta corona (en una altura de un radio solar), mientras que el valor de temperatura aumenta.

La temperatura a partir de la atmósfera solar se incrementa en función a la altura (figura 2) y eso hace que el plasma cromosférico se ionice parcialmente y debido a que la temperatura en la corona supera 1 MK, el material se ioniza completamente. A causa de la alta temperatura que se encuentra sometida la corona, es posible ser observada en la línea del EUV y en emisiones de rayos - X [3].

Por otro lado, en la corona observamos líneas de campo magnético abierto y cerrado, que poseen diferentes propiedades físicas. Las líneas de campo magnético abierto se encuentran en los polos, a veces se extienden hacia el ecuador del Sol. Una consecuencia de las líneas de campo magnético abierto es el transporte de plasma hacia el medio exterior o heliosfera (viento solar), por ejemplo los hoyos coronales son líneas de campo abierto que se observan en la corona, su temperatura es más fría que la corona ( $\leq 1 \text{ MK}$ ), esto se debe a que el transporte del plasma es más eficiente [3]. Las líneas de campo magnético cerrado se observan en la alta corona como densos *coronal loops*, donde estas líneas de campo cerrado atrapan al plasma proveniente de la cromosfera. Aquellos *loops* que alcanzan alturas más grandes que alrededor de un radio solar, después de un tiempo el plasma confinado comienza a perder su equilibrio, debido a que la presión del plasma termal excede a la presión de las líneas de campo magnético, lo cual empieza a disminuir con respecto a la altura. La temperatura en las regiones de líneas de campo cerrado son calientes a comparación de las líneas de campo abierto, encontrándose a una temperatura entre 1 – 2 MK, esto se debe a que el plasma caliente (*heated*) se encuentra atrapado y no puede escapar fácilmente [3].

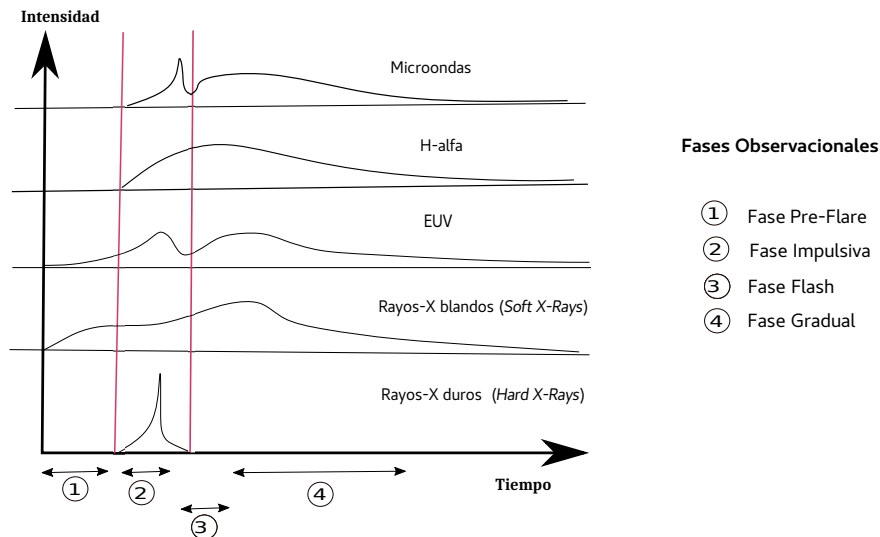
## II.3 Fenómenos que ocurren en el Sol

### II.3.1 *Solar flare*



**Figura 5:** Esquema de la evolución del *solar flare* basado en el modelo universal CSHKP (Carnichael - 1964, Sturrock - 1966, Hirayama - 1974, Kopp y Pneuman - 1976). (Adaptado de [9]).

Un *solar flare* se observó por primera vez el 1 de Septiembre de 1859 por Richard C. Carrington y Richard Hodgson, cuando hacían observaciones de la fotosfera por el método de proyección a través del cual registraban manchas solares, es ahí donde presenciaron un repentino abrillantamiento (*solar flare*) en el continuo (*white light*). Esto fue debido a la respuesta de la fotosfera a un *flare* extremadamente intenso. Años más tarde, el Sol fue estudiado extensivamente en la línea de  $H\alpha$  que emite la cromosfera, donde frecuentemente se reportaban estos eventos (*solar flare*).



**Figura 6:** Variación de la intensidad de un *solar flare* en distintas longitudes de onda en función al tiempo. (Adaptado de [1][2]).

Un *flare* aparece repentinamente, mostrándose como un estallido e intenso brillo, se genera debido a un desequilibrio en la configuración del campo magnético. Este desequilibrio se debe al exceso de concentración de energía magnética vinculado a una región activa y siendo repentinamente liberada en el orden de  $10^{26}$  a  $10^{32}$  erg [5]. La fuente de energía del *flare* es debido al campo magnético, y su liberación se realiza mediante la reconexión magnética. Para poder explicar la reconexión magnética y el aspecto físico del *flare* se propusieron modelos que ahora son conocidos como; reconexión de Sweet-parker (Sweet - 1958 y Parker - 1957) y Petschek (1964). Gracias a estos modelos se llegó a proponer un modelo universal conocido como CSHKP (Carnichael - 1964, Sturrock - 1966, Hirayama - 1974, Kopp y Pneuman - 1976) [9], un esquema del modelo CSHKP se muestra en la figura 5.

Se cree que el inicio de la reconexión magnética produce la fase impulsiva del *solar flare*, en el que el *flux rope* empieza a erupcionar rápidamente y las líneas de campo magnético se abren, esto es observado en la corona, mientras que en la cromosfera se forman regiones brillantes en emisión (*flare kernels*) [2] debido a la aceleración de partículas no termales que impactan en la cromosfera, esto quiere decir que poseen energía cinética mucho mayor que la energía térmica del plasma circundante. Elas viajan a lo largo de la línea del campo magnético e interactúan con el ambiente de la atmósfera solar, y parte de su energía es liberada como fotones de rayos X de *bremsstrahlung*. El exceso de energía contribuye al calentamiento de la atmósfera, llevando a incrementar la temperatura a decenas de millones de grados muy por encima

de los valores del *pre-flare* [10].

Como resultado del incremento de la temperatura, el plasma cromosférico fluye ascendentemente lo cual es llamado evaporación cromosférica. La evaporación cromosférica juega un papel importante en la formación de un prominente *flare-loop* observado en la longitud de rayos X blandos (SXR), debido al flujo de plasma caliente dentro del *loop* [11]. La evaporación ocurre cuando el flujo de calor proveniente de la corona supera los niveles de temperatura en la cromosfera. Ese flujo caliente incrementa significativamente la presión del gas en la alta cromosfera para producir un flujo ascendente (*upflow*) hacia la corona en contra de la gravedad [12][13], además de un flujo descendente (*downflow*) [14][15] a la cromosfera interior [9].

Por otro lado, el tamaño del *flare* depende de la intensidad del evento de manera individual. En los eventos más pequeños de un *flaring loop* la altura es menor que  $10^4$  km mientras que en eventos más grandes alcanzan una altura de  $10^5$  km. El tamaño afecta el tiempo de duración del *solar flare* y la cantidad de energía liberada. Esta energía puede ser observada en casi todo el espectro electromagnético, como en el continuo, UV, EUV, en ondas de radio, rayos X blandos, rayos X duros y rayos gamma (figura 6). Estas emisiones en tales longitudes de onda provienen principalmente de la cromosfera y de la corona durante la ocurrencia de un *solar flare* [9].

### **Morfología**

La morfología de los *flare* presentan diferentes tipos, tales como: compactos (*compact*) o *flares* confinado (*confined flares*) y los de mayor escala *two-ribbon flares* o *flare* eruptivos [2]. Un *flare* compacto aparece en una pequeña onda o bucle en la baja corona, y la emisión proveniente de él, podría llegar a estar encerrado o confinado dentro del bucle, donde este llega a expandirse rápidamente y a erupcionar. Por otro lado, los *two-ribbon flares* tienen el mismo mecanismo que los compactos, pero a comparación de ellos son emisiones a gran escala, esto se debe a la reconexión de las líneas de campo magnético. Los *ribbon flares* se observan como regiones brillantes y alargada, donde se forman a los lados de las regiones activas como las prominencias en erupción, su emisión ocurre en los pies de los arcos o bucles [1].

### **Clasificación**

Inicialmente, Tanaka en 1987 dividió en 3 tipos a los *solar flares* (A, B y C). El tipo A posee una temperatura de  $3 - 4 \times 10^7$  K, su emisión en rayos X blandos es limitada

y con emisiones muy bajas de ondas de radio. El tipo B es impulsivo capaz de emitir rayos X fuertes y microondas desde la baja corona, mientras que el tipo C pertenece a la fase gradual o principal, es caracterizado por poseer una larga duración ( $>30$  min). Estos son eventos grandes con un pico gradual, y una emisión fuerte de rayos X y microondas cuya fuente de emisión está localizado en la corona superior (figura 6) [1]. Actualmente, los *solar flares* son clasificados de acuerdo a la variación de flujo de rayos X blandos (SXR), registrados por el Satélite Geoestacionario Operacional Ambiental (*Geostationary Operational Environmental Satellites* - GOES). Los flujos de rayos X son medidos en dos bandas  $0.5 - 4.0$  y  $1.0 - 0.8 \text{ \AA}$ , siendo clasificados por las letras A, B, C, M, y X [16]. Su clasificación se basa en el exceso del flujo dado en escala logarítmica. Esto quiere decir A y B es el nivel más bajo lo cual representa a las emisiones del Sol quieto, mientras que los niveles C, M y X indica incremento del flujo debido a la actividad solar y eventos muy intensos como *solar flares*.

### II.3.2 Respuesta de la cromosfera durante un *solar flare*

El comportamiento del plasma en la cromosfera durante un *solar flare* puede ser caracterizado a través de perfiles temporales de las fuentes de emisión llamados *flare kernels*. Los *flare kernels* son regiones puntuales y brillantes que se observan en la cromosfera y región de transición luego de la ocurrencia de un *solar flare*. Estas fuentes brillantes se forman principalmente debido al flujo o precipitación de partículas energéticas. Los *flares kernels* son indicadores directos de que varios procesos físicos toman lugar en la cromosfera en respuesta a la precipitación de partículas. Indicios de estos mecanismos físicos son observados en los perfiles temporales como un cambio repentino en la amplitud y duración. Por ejemplo, Canfield & Gayley (1987) simularon un flujo y precipitación de partículas en la cromosfera dando lugar a la formación de los *flare kernels* o regiones brillantes (ver subsección II.3.1). En base a estas regiones brillantes los autores calcularon los perfiles temporales en  $H\alpha$  central,  $H\alpha +1.0$  (*red wing*), y  $H\alpha -1.8 \text{ \AA}$  (*blue wing*), en los que observaron variaciones en intensidad durante las diferentes fases o etapas de un *solar flare* (inicial o impulsiva, principal, y gradual), tal como se muestra en la figura 7 [17]. Canfield & Gayley determinaron que tales variaciones son debido a tres diferentes mecanismos físicos que ocurren en la cromosfera; tales como la respuesta a la temperatura, a la ionización o recombinación, y al efecto hidrodinámico [17].

## 1. Respuesta a la temperatura

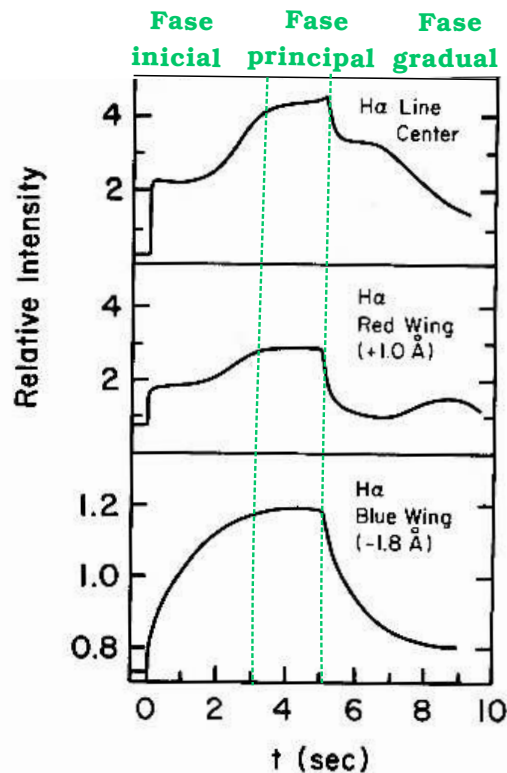
Este proceso ocurre debido al calentamiento de la cromosfera (*heating time scale*) que da lugar a la ionización del plasma en la cromosfera, es decir, el plasma cromosférico adquiere valores aproximados a  $10^5$  K. La figura 7 ilustra las variaciones repentinas de la intensidad en varias longitudes de onda durante las diferentes etapas de un *solar flare* [17]. Por ejemplo, durante la fase inicial se observa un aumento de intensidad en la línea de  $H\alpha$  central y  $H\alpha +1.0 \text{ \AA}$  [17]. Esto ocurre en un tiempo muy corto (0.1 s) debido al rápido calentamiento (*short heating*) e ionización (*ionization time scale*) [17]. También se observa un ligero aumento de intensidad en  $H\alpha -1.8 \text{ \AA}$  lo que sugiere una lenta ionización del plasma [17]. Después de un tiempo y a consecuencia del incremento de la temperatura y presión debido al *solar flare*, ocurre un aumento más pronunciado en el proceso de ionización [17]. En la figura 7, se nota también que durante la etapa inicial del *flare* la amplitud de la curva es más impulsiva que durante la etapa principal [17]. Esto se debe principalmente a la combinación de tres efectos. Primero, durante la fase principal del *solar flare* la temperatura es más alta, por lo que se necesita más tiempo para que el material se enfríe y la temperatura disminuya. En segundo lugar, la fracción de ionización es mayor, por lo que nuevamente el contenido térmico es mayor y tarda más en enfriarse. En último lugar, el tiempo de equilibrio de presión, lo que significa que el enfriamiento no es impulsivo y tiende a ocurrir a presión constante [17]. Como resultado ocurre la condensación del plasma que ejerce compresión a medida que se enfría, y esto introduce un calentamiento mecánico que extiende la escala de tiempo de enfriamiento [17]. A medida que el tiempo transcurre, el enfriamiento de la capa superior de la cromosfera cae rápidamente debido al descenso de la temperatura y la fracción ionizada [17]. Esto controla la caída lenta de la línea de  $H\alpha$  central y  $H\alpha +1.0 \text{ \AA}$  durante la etapa final (figura 7) [17].

## 2. Respuesta a la ionización

Este mecanismo físico es más predominante en las capas internas de la cromosfera y observable en los *wings* de  $H\alpha$  a causa de los electrones libres (efecto *stark*) [17]. Dado que el efecto de los electrones libres es producir un ensanchamiento en los perfiles de las líneas espectrales de los *wings*, tener más electrones libres aumentará la opacidad del *wing* y por tanto la ionización en las capas internas de la cromosfera. Este mecanismo principalmente conlleva a un aumento de intensidad del perfil temporal *blue wing* (figura 7) después de la fase inicial del *flare* [17]. Además, cuando

descienden los niveles de intensidad en los perfiles temporales, cae en una escala de tiempo similar a su fase inicial. Se espera que esto ocurra porque las tasas de calentamiento (inicial) y enfriamiento (final) son aproximadamente iguales. Por esta razón, los efectos de ionización en el *blue wing* proporcionan un indicador bastante confiable de las variaciones reales del *flare* en las capas internas de la cromosfera, donde la energía térmica no se propaga de manera efectiva, excepto que las variaciones se suavizan en la escala de tiempo de ionización de 1 s [17].

### 3. Respuesta al efecto hidrodinámico



**Figura 7:** Perfiles temporales en  $H\alpha$  central,  $H\alpha +1.0 \text{ \AA}$ , y  $H\alpha -1.8 \text{ \AA}$  obtenidos a través del modelo propuesto por Fisher, Canfield & McClymont (1985). Los perfiles temporales presentan variaciones debido a los distintos mecanismos físicos que se originan en la cromosfera durante un *solar flare* [17].

El efecto hidrodinámico es el más prolongado de los mecanismos físicos que consiste en movimiento o desplazamiento de masa hacia las parte bajas de la cromosfera [17]. Para comprender cómo se desarrollan estos movimientos de masa, se debe entender la forma en que se producen grandes gradientes de presión por efecto de la “evaporación explosiva” debido a un *solar flare* [17]. Considerando el análisis de Fisher, Canfield & McClymont (1985); la capa superior de la cromosfera la cual es relativamente mas fria y densa, experimenta un aumento de la temperatura hasta valores

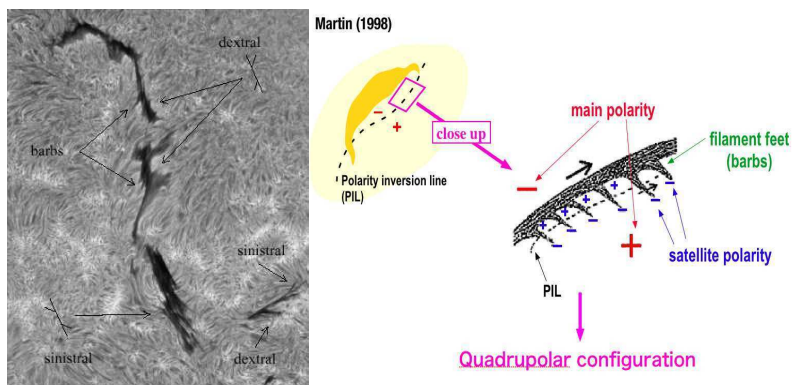
muy cercanos a la temperatura en la corona ocasionando una rápida evaporación del plasma cromosférico [17]. Este proceso crea una sobrepresión que ocasiona una expansión del plasma cromosférico y también empuja fuertemente el material restante hacia la cromosfera creando compresión y condensación. Este material denso que se mueve hacia abajo se denomina condensación cromosférica y tiene muchas implicaciones importantes para la emisión en  $H\alpha$ , incluidos los desplazamientos al *red wing* [17]. A medida que se propaga hacia abajo, el plasma acumula más material en la condensación. Otro efecto importante de los movimientos de masa asociados con la evaporación explosiva y la formación de condensación es que la energía cinética global de la condensación se manifiesta en forma de calentamiento por compresión. Por lo tanto, la lenta caída de varios segundos en la intensidad que se observa en la Figura 7 es una manifestación de disipación de energía [17].

En resumen, la respuesta a la temperatura se da en un tiempo muy corto donde se observa un repentino aumento de intensidad en la línea de  $H\alpha$  central, por otro lado, la respuesta de la ionización se da en un tiempo menor a un segundo y se registra un inesperado aumento de intensidad en  $H\alpha -1.8 \text{ \AA}$  (*blue wing*), y por último, la repuesta al efecto hidrodinámico es un proceso más prolongado en el que se nota variaciones en la línea de  $H\alpha +1.0 \text{ \AA}$  (*red wing*) [17].

### II.3.3 Filamentos y prominencias

Durante un eclipse solar o registros obtenidos por coronógrafos, las prominencias se muestran brillantes en emisión sobre el limbo del disco solar, mientras que los filamentos observados sobre el disco solar (superficie de la cromosfera) se ven en absorción como delgadas y oscuras estructuras [2]. Un filamento o prominencia tiende a formarse alrededor de la línea de polaridad invertida (*Polarity Inversion Line-PIL*) y a lo largo de ella se forma la región principal del filamento (*main polarity regions*), llamado *spine*. Cerca al filamento se observan pequeñas regiones de flujo (*weak-flux*) [18][19], denominadas regiones de polaridad parásitas (*parasitic* o *Satellite*). Esto contribuye a la formación de estructuras secundarias, como los pies de los filamentos, llamado *barbs*. Un resultado importante de las regiones de polaridad parásitas, es que estas regiones tienen la polaridad opuesta a la región de polaridad principal (*main polarity*), esto se describe en la figura 8. Los filamentos se ubican tanto en el hemisferio

norte y sur conocidos como: filamento dextral y filamento siniestral, esto es debido al giro (*twist*) del campo magnético [9].



**Figura 8:** En el panel izquierdo se muestra a un filamento en la línea de  $H\alpha$  con una buena resolución, observado por el telescopio *Improved Solar Optical Observing* (ISOON) el 30 de Octubre del 2002 a las 14:46 UT. Las flechas señalan a los *barbs*, y a los filamentos siniestrales y dextrales. El panel derecho presenta un esquema de las estructuras que forman parte de un filamento [20].

Low & Hundhausen (1995) y Low (1996) sugieren que un flujo de material de apariencia a un tubo torcido (*twisted flux tube*) emerge a través de la flotabilidad magnética para formar un *flux rope* sobre la superficie del Sol y dentro de la cual se forma un filamento o prominencia [9][21][22]. Hay algunas observaciones donde comprueban la formación de un filamento en base a la emergencia de un *twisted flux tube*, también cabe mencionar que de alguna manera una cantidad de filamentos o prominencias se forman en regiones alejadas a las regiones activas [9]. Por otro lado, se sabe que los filamentos y las prominencias son estructuras parecidas pero guardan ciertas diferencias. El plasma en la prominencia es altamente dinámico, con flujos verticales y/o horizontales de velocidades típicas de  $5 \text{ km s}^{-1}$ , llegando a alcanzar desde  $10$  a  $70 \text{ km s}^{-1}$ . La prominencia en la región de transición y corona es más caliente ( $10^4$  a  $10^6 \text{ K}$ ) y menos denso ( $10^8$  a  $10^6 \text{ cm}^{-3}$ ), pero con fuertes flujos ( $10 \text{ km s}^{-1}$ ) y velocidades turbulentas ( $30 \text{ km s}^{-1}$ ) [2]. Las condiciones de las prominencias varían de acuerdo a la capa donde se encuentren. Por ejemplo, la componente del campo magnético en la línea del observador es típicamente de  $8$  a  $15 \text{ G}$ , pero en algunas prominencias podría estar en el orden de  $20$  a  $40 \text{ G}$ , mientras que en lugares cercanos a las regiones activas podría alcanzar incluso los  $80 \text{ G}$  [2]. Las prominencias se dividen en quietas (*quiet prominence*) y prominencias activas (*Active-region prominence*). Las prominencias quietas (*quiet prominence*) están compuesto de plasma frío y denso. Poseen una estructura tridimensional compleja. Su núcleo tiene una densidad de  $10^9$

a  $10^{11} \text{ cm}^{-3}$  con una temperatura aproximadamente de 7 500 a 9 000 K, su altura es de 10 a 100 Mm, es circundado por el material caliente que compone a la corona [2]. Prominencias activas (*Active region prominence*) son mucho más pequeños que las prominencias quietas, con una longitud de 10 Mm y una altura de 2.5 Mm. Su temperatura es la misma que las prominencias quietas, mientras que su densidad es mayor ( $\geq 10^{11} \text{ cm}^{-3}$ ). El campo magnético es muy fuerte, usualmente va desde 20 a 70 G aunque a veces es mucho más alto [2]. Los filamentos representan estructuras giratorias parecidas a conductos de estructuras magnéticas con alturas típicas de 10 a 20 Mm. Los más grandes tienen alturas hasta 45 Mm, 1.5 Mm de ancho en su pie y 7.5 Mm en su parte superior. Se forman en grupos, aparecen y crecen hacia arriba antes de la aparición de un *spine* de prominencia. Los períodos de rotación son 10 s de minutos con velocidades de rotación de 5 a 10  $\text{km s}^{-1}$  [2]. Cada uno de estos filamentos consiste de alargadas estructuras filamentarias o *threads*, poseen un ancho  $< 100 \text{ km}$  y longitudes de 3 a 20 Mm y un tiempo de vida o duración de unos pocos minutos [2].

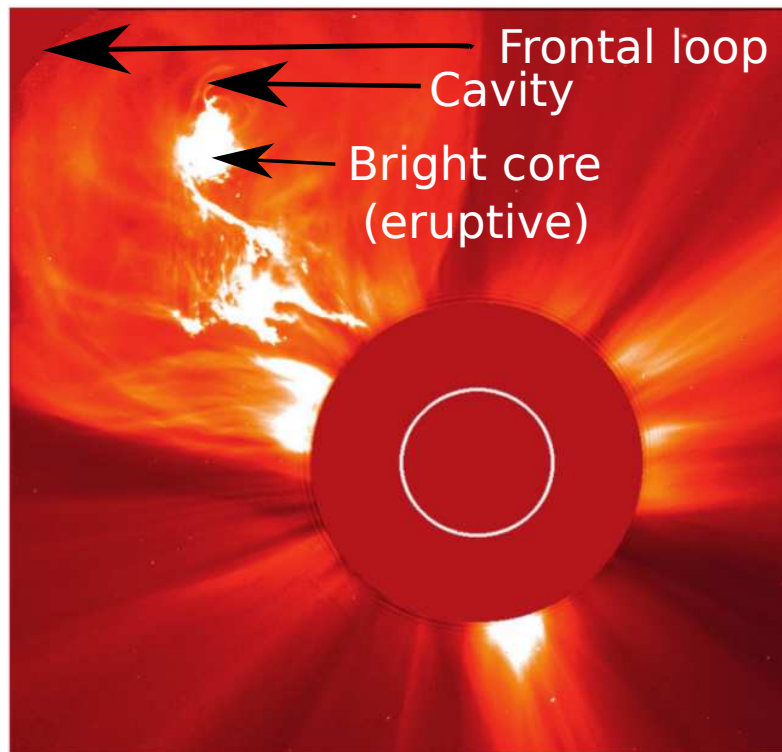
Muchas veces los filamentos y las prominencias llegan a ser inestables debido a una inestabilidad en su campo magnético y son capaces de erupcionar, esto se da cuando logran alcanzar una altura de alrededor de 50 Mm [2].

### II.3.4 Eyecciones de masa coronal (*coronal mass ejections - CMEs*)

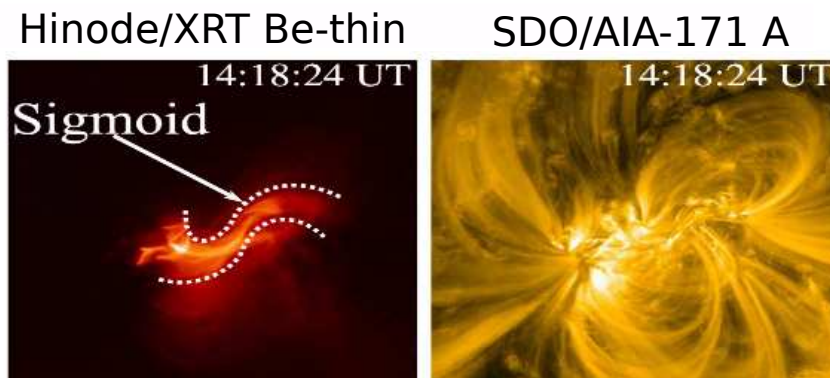
Los CMEs son grandes explosiones de plasma y campo magnético, que escapa hacia la heliosfera como una nube magnética (*magnetic clouds*). Desde hace varios años se conoce que tiene una estrecha relación con los filamentos y prominencias en erupción ( $\approx 70\%$ ). Esto se sabe a partir de un análisis estadístico (Munro et al. 1979), además se han encontrado que núcleos de los CMEs tienen emisiones en la línea de  $\text{H}\alpha$ . Webb (2015) hizo una revisión de la asociación que tienen los CMEs con las prominencias en erupción. Por otro lado, Gopalswamy (2015) y Lugaz (2015) hicieron revisiones complementarias sobre la dinámica de las prominencias en erupción y las implicaciones con el clima espacial (*Space weather*) (P.I. McCualey et al. 2015). El flujo magnético que libera el CME se encuentra en el orden de  $10^{20}$  a  $10^{22} \text{ Mx}$ , con una masa de alrededor de  $3 \times 10^{12} \text{ kg}$ , siendo, 10 veces mayor a la masa de una prominencia. Su energía cinética es casi similar a los *solar flares*, encontrándose en el rango de  $10^{29}$  a  $10^{32} \text{ erg}$  y su temperatura es aproximado a 0.5 – 2.0 MK. Usualmente, la

aceleración de un CME ocurre bajo los  $2 R_{\odot}$ , así que incluso entre 2 y  $6 R_{\odot}$ , su velocidad es constante o va creciendo lentamente (para los CMEs lentos) y decreciendo (para los rápidos). Su rango de velocidad va en promedio desde  $20 \text{ km s}^{-1}$  hasta  $2000 \text{ km s}^{-1}$ , (aveces el CME logra alcanzar una velocidad de  $3500 \text{ km s}^{-1}$ ), capaz de variar de acuerdo al máximo ( $500 \text{ km s}^{-1}$ ) o mínimo ( $300 \text{ km s}^{-1}$ ) del ciclo solar [2]. Observaciones de los CMEs obtenidas por los coronógrafos muestran generalmente su estructura que se compone por tres partes como se señala en la figura 9: un frente delantero (*leading front* - LF), una cavidad (*cavity*) y un núcleo interior brillante (*inner bright core*) (ej. Illing & Hundhausen 1983; Chen et al. 2011). La cavidad se cree que es un *helical flux rope*, además se cree que el núcleo brillante es un material frío conformado por un filamento o una prominencia que se encuentra suspendido en la configuración magnética del *flux rope*. La estructura del *flux rope* ha sido revelado por observaciones de rotación de Faraday que pueden medir el campo magnético del CME (ej. Liu et al. 2007) [23]. La estructura del *flux rope* es también inferida desde la frecuente aparición de un *sigmoid* en observaciones de la corona en rayos-X y extremo ultravioleta (EUV) (Canfield et al. 1999; McKenzie & Canfield 2008). Esta estructura sigmoid se compone de dos estructuras no bien definidas (*bundles*) opuestas de forma "J" (figura 10) y luego forman una configuración torcida (*twisted*) por la reconexión magnética. Torok & Kliem (2007) hicieron un análisis teórico del *flux rope* y encontraron que su inestabilidad depende del índice del decaimiento "n" (*decay index*), donde "n" varía con respecto al campo magnético "B" y la altura "h",  $n = -\frac{d \ln B}{d \ln h}$ , esto permite saber si el *flux rope* es capaz de erupcionar o no [23].

Por otra parte, para entender sobre la evolución de los CMEs, sería comprender la relación que tienen los CMEs con los *solar flares*. Zhang et al. (2001, 2004) estudió la relación entre ellos, proponiendo tres fases de la evolución de los CME: una lenta fase de iniciación (*slow initiation phase*), una fase de aceleración impulsiva (*impulsive acceleration phase*), y por último una fase de propagación (*propagation phase*). Se llegó a encontrar que las tres fases cinéticas guardan relación con las fases de los *flares*: la fase *pre-flare* (*pre-flare phase*), fase de crecimiento del *flare* (*flare rise phase*), y fase de decaimiento (*decay phase*). Se concluyó que los CMEs y los *solar flares* se relacionan por el mismo mecanismo físico en especial durante la fase principal de liberación de energía, probablemente a través de la reconexión magnética [23].



**Figura 9:** Eyección de masa coronal registrado el 04 de Enero del 2002 por el coronógrafo LASCO a bordo del satélite SOHO. El círculo blanco indica el limbo del disco solar. El disco oscuro bloquea la intensidad de la luz del Sol proveniente de la corona. Las flechas negras señalan las partes del CME, tales como: el frente delantero (*frontal loop*), la cavidad (*cavity*), y el núcleo interior brillante (*inner bright core*). (Adaptado de [4]).



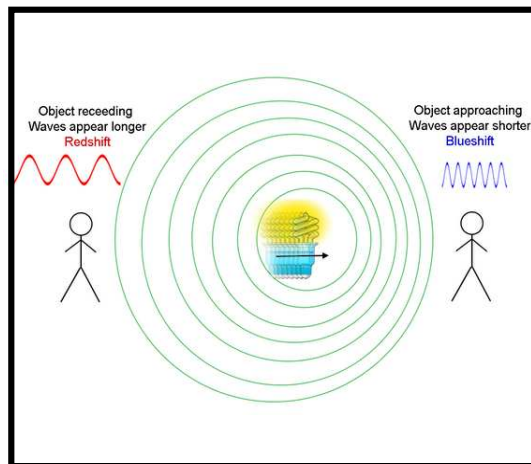
**Figura 10:** Registro de la formación de un *sigmoid* previo a la ocurrencia de un *solar flare* observado en rayos X por el instrumento XRT Be-thin a bordo del satélite Hinode (panel izquierdo), y en el EUV (171 Å) por el instrumento AIA a bordo del satélite SDO (panel derecho) ocurrido el 16 de febrero del 2011 a las 14:18:24 UT [24].

### III ESTRATEGIA METODOLÓGICA

#### III.1 Metodología

El tipo de investigación de este estudio es cuantitativa debido al análisis de datos registrados por el telescopio FMT en la línea espectral de  $H\alpha$  ( $H\alpha$  central,  $H\alpha +0.8$ , y  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ ). Considerando estos datos se estudia la morfología de un filamento en erupción y su relación con una eyección de masa coronal a través de los dopplergramas y la cinemática. Por otra parte, la respuesta del plasma en la cromosfera del Sol se determina en base a los perfiles temporales de los *flare kernels*. A continuación se describe la metodología y algunas definiciones empleadas en esta investigación.

##### III.1.1 El efecto Doppler



**Figura 11:** Presenta un esquema del efecto Doppler, donde una fuente de luz se está moviendo hacia el observador del lado derecho y se aleja del observador del lado izquierdo [25].

El efecto Doppler es un fenómeno físico en el cuál se produce un cambio de frecuencia de una onda debido al movimiento relativo de una fuente (sonido o luz) respecto a un observador. Este concepto se puede comprender mejor a través de la figura 11 [25]. En la figura se muestra una fuente de luz que se aproxima a un observador estacionario. Notamos que la fuente se mueve hacia la derecha, lo cual el observador estacionario percibe un incremento de frecuencia de luz debido a que la onda es menor, y de acuerdo al digrama muestra que tiene un corrimiento hacia el azul (*blue-shift*) [25]. En comparación al observador que se encuentra al lado izquierdo, la luz que percibe

tiene menor frecuencia, ya que su longitud de onda es mayor y tiene un corrimiento hacia el rojo (*red-shift*). Es importante saber que el cambio de color del espectro electromagnético de una onda se debe al aumento (*red-shift*) y disminución (*blue-shift*) de frecuencia. Las siguientes ecuaciones 2 y 3, expresan la relación del cambio de frecuencia  $f'$  y longitud Doppler  $\lambda'$  de un objeto que se mueve con respecto a un observador estacionario [25]

$$f' = f_0 \left( \frac{1}{1 + \frac{v}{c_0}} \right) \quad (2)$$

$$\lambda' = \lambda_0 \left( 1 + \frac{v}{c_0} \right), \quad (3)$$

donde  $f_0$  es la frecuencia inicial,  $\lambda_0$  es la longitud inicial,  $c_0$  indica la velocidad de la luz, y  $v$  la velocidad de la fuente [25].

En la ecuación 3, se puede verificar fácilmente que  $(\lambda' - \lambda_0)$  determina el cambio de la velocidad  $v$ , llamado velocidad Doppler. Esto quiere decir, teniendo mediciones u observaciones simultáneamente en varias longitudes de onda es posible calcular el corrimiento Doppler o la velocidad Doppler de un cierto fenómeno.

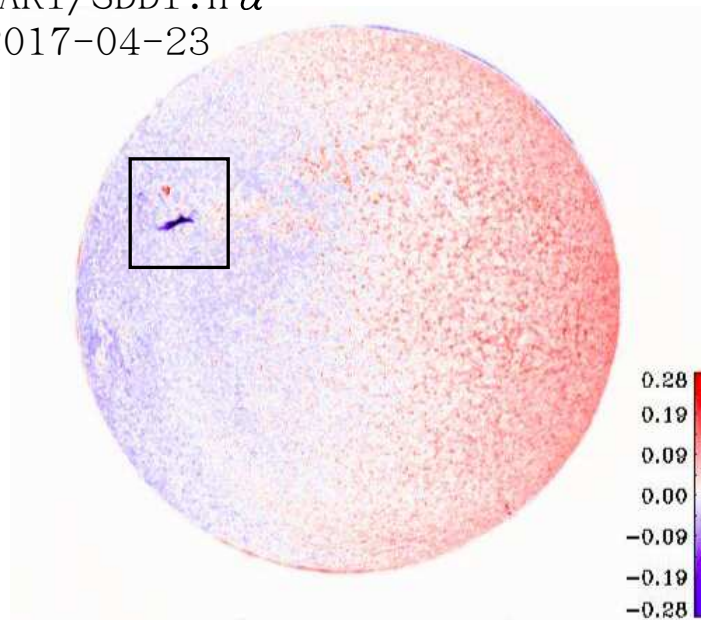
En el caso de observaciones solares, supongase que se obtienen mapas de intensidades del Sol en dos longitudes de onda  $-\lambda$  y  $+\lambda$ , aplicando la simple diferencia  $(I_{-\lambda}) - (I_{+\lambda})$  se determina el corrimiento Doppler, en este caso llamado dopplergrama. Cuando ocurre una erupción solar y es detectado en los dopplergramas, las características de la erupción puede ser más predominante en una de las longitudes, lo que indica que el material se estaría desplazando con una longitud de onda menor en dirección al observador/Tierra ( $-\lambda$ ; *blue-shift*) o con una longitud de onda mayor en dirección opuesta al observador/Tierra ( $+\lambda$ ; *red-shift*) [25]. En general los dopplergramas se obtienen por medio de la diferencia entre los mapas de intensidad, es decir:

$$Dopplergrama = (I_{-\lambda}) - (I_{+\lambda}) \quad (4)$$

Gracias a los dopplergramas se conoce la morfología y movimiento del material con respecto al observador. En la figura 12 se tiene un ejemplo de dopplergrama observado

en las longitudes de onda de  $H\alpha -0.75$  y  $H\alpha +0.75$  Å registrados por el instrumento *Solar Dynamics Doppler Imager* (SDDI) instalado en el telescopio *Solar Magnetic Activity Research* (SMART). En la figura, el recuadro de color negro encierra al material en erupción, donde notamos que el color azul (*blue-shift*) es más predominante que el color rojo (*red-shift*) durante la erupción del material. Esto quiere decir que la mayor parte del material se está moviendo en dirección al observador, y la otra porción en dirección opuesta. En esta tesis también se estudia la morfología y el movimiento de un filamento en erupción registrado por el telescopio solar FMT. Para la obtención de dopplergramas utilizaremos mapas de intensidad observados en las longitudes de onda de  $H\alpha -0.8$  Å y  $H\alpha +0.8$  Å.

SMART/SDDI :  $H\alpha$   
2017-04-23



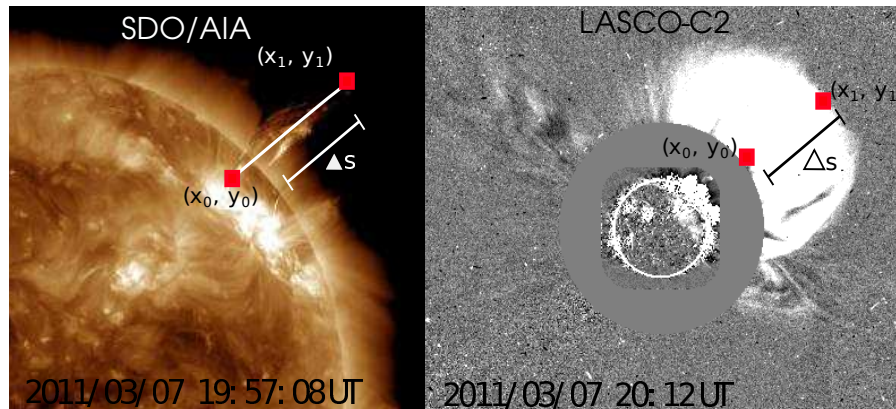
**Figura 12:** Dopplergrama del disco solar completo obtenido en base a los mapas de intensidad en la línea espectral de  $H\alpha -0.75$  y  $H\alpha +0.75$  Å registrado el 23 de abril del 2017 por el telescopio SMART/SDDI. El recuadro negro encierra al material en erupción donde el color azul es más predominante. En la imagen del disco solar se nota también patrones de corrimientos al rojo y azul debido a la rotación propia del Sol. Fuente: Observatorio de Hida, Universidad de Kyoto.

### III.1.2 Cinemática

La cinemática es una rama de la mecánica que consiste en el estudio del movimiento o cambio de posición de un objeto en función al tiempo sin considerar la acción de las fuerzas que causan tal movimiento (*cf.* Keith R. Symon, 1968). Utilizando este concepto se estudia de manera general, por ejemplo, el desplazamiento o movimiento

de un filamento en erupción y su relación con una eyección de masa coronal (CME). El cambio de posición de un filamento en erupción es calculado utilizando el concepto de distancia entre puntos, cuya definición está dada en la ecuación 5 e ilustrada en la figura 13. Por ejemplo, los recuadros de color rojo indican las posiciones iniciales  $(x_0, y_0)$  y finales  $(x_1, y_1)$  de desplazamiento del material en erupción y de la parte frontal del CME. En el esquema  $\Delta s$  representa el cambio de posición que el filamento y el CME experimentan en un periodo de tiempo. El cambio de posición o la distancia es calculada mediante la siguiente relación:

$$x = \sqrt{(x_1 - x_0)^2 + (y_1 - y_0)^2} \quad (5)$$



**Figura 13:** El panel izquierdo y derecho muestra imagen de un filamento en erupción y un CME registrados por los satélites SDO/AIA y SOHO/LASCO-C2, respectivamente. Las líneas de color blanco y negro describen el desplazamiento del filamento en erupción y del CME, en tanto los cuadrados de color rojo indican el cambio de posición del material en erupción y de la parte frontal del CME; ese cambio de posiciones es representado por  $\Delta s$  (ecuación 5).

En relación al movimiento del material en erupción, ésta es determinada aplicando la definición formal de la velocidad (ecuación 6), es decir, calculando la derivada de la distancia ( $dx$ ) en función al tiempo ( $dt$ ), la cual fue calculada previamente utilizando la ecuación 5. Este cálculo representa la velocidad aparente o velocidad en el plano del cielo del material en erupción, por ejemplo, erupción de un filamento o CME.

$$v = \frac{dx}{dt} \quad (6)$$

Tomando en cuenta la velocidad aparente del filamento en erupción y del CME se va poder determinar la relación que existe entre ellos. Esta relación se da siempre

y cuando la velocidad ascendente del filamento con la dirección de propagación del CME exhiban una correlación positiva, es decir que la velocidad del filamento y CME tengan una similar tendencia tanto como en su dirección de propagación y su velocidad. En base a los conceptos y definiciones básicas mencionadas anteriormente, en esta tesis se estudia la cinemática de un filamento en erupción con la finalidad de entender su relación con la ocurrencia de un CME.

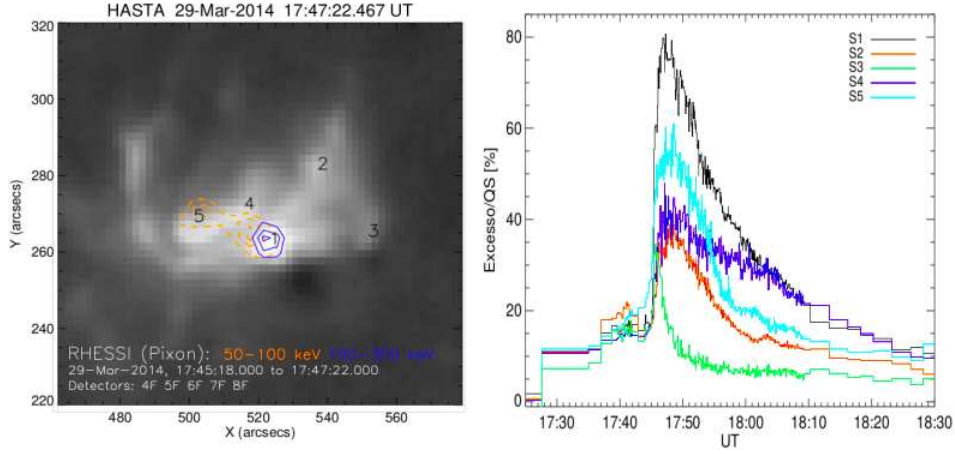
### III.1.3 *Solar flare* registrado en la línea de $H\alpha$

La emisión en  $H\alpha$  proveniente de la cromosfera durante un *solar flare* se debe al calentamiento por haces de partículas (*beam heating*), donde surgen tres diferentes procesos físicos (respuesta a la temperatura, a la ionización, y al efecto hidrodinámico), cuya relativa importancia varía a lo largo de los perfiles temporales o curvas de luz de las fuentes de emisión (*flare kernels*) [17][26]. En el panel izquierdo de la figura 14, se tiene un ejemplo de las fuentes de emisión (S1, S2, S3, S4, S5) registrado en la línea de  $H\alpha$  por el telescopio HASTA el 29 de Marzo del 2014, y en el panel derecho se muestran los perfiles temporales de cada *flare kernel* [27]. Estos perfiles temporales se calcularon considerando una región limitada entre un área de  $5 \times 5$  píxeles<sup>2</sup> para cada una de las fuentes de emisión, y adicionalmente se consideró también un área de  $5 \times 5$  píxeles<sup>2</sup> del Sol quieto [27]. Los perfiles temporales son resultados de la suma total de intensidad de las áreas limitadas de los *flare kernels*, expresados en porcentaje con respecto a emisiones del Sol quieto [27]. Estos perfiles temporales presentan una respuesta semejante durante su fase inicial a pesar de que muestran diferentes niveles de intensidad, mientras que durante su fase principal y gradual difieren en tiempo e intensidad. Es importante mencionar que las curvas de luz presentan variaciones debido a los diferentes procesos físicos (ver subsección II.3.2) [27].

En resumen el cálculo de los perfiles temporales nos permite conocer los niveles de intensidad de los *flare kernels* en la cromosfera durante un *solar flare*. En nuestro trabajo, también se estudia los perfiles temporales de un *solar flare*, con el fin de conocer el comportamiento del plasma en la cromosfera. Para esto utilizamos registros del FMT en varias longitudes de onda:  $H\alpha$  central,  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ , y  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ , pero en nuestro análisis, se utiliza la ecuación III.6 para calcular los perfiles temporales de los *flare kernels* estudiados en este trabajo.

$$I_e = I_{fk} - I_{QS}, \quad (7)$$

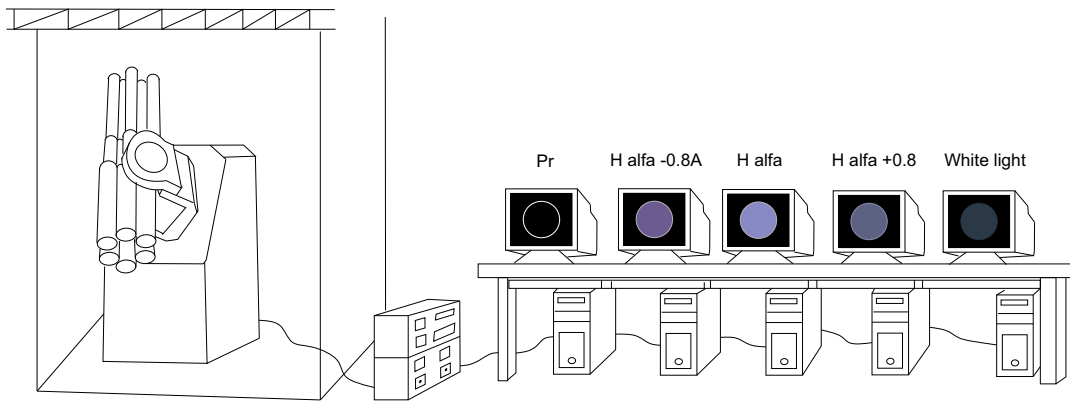
donde  $I_e$  es el exceso de intensidad,  $I_{fk}$  es la suma total de intensidad de las áreas limitadas de los *flare kernels*, y  $I_{QS}$  es la intensidad de un área adicional del Sol quieto.



**Figura 14:** En el panel izquierdo se tiene observaciones de los flare kernels (s1, s2, s3, s4, s5) registrados en  $H\alpha$  durante un *solar flare* por el telescopio HASTA el 29 de Marzo del 2014. Los contornos de color naranja y azul son fuentes de emisión en rayos x duros. En el panel derecho se muestra a los perfil temporal de los *flare kernels* (Denis P. Cabezas, 2015).

### III.2 Instrumentación: Telescopio Monitor de Explosiones Solares (FMT)

El FMT está compuesto por seis telescopios refractores de 6.4 cm de diámetro. El telescopio observa simultáneamente a la cromosfera en 3 longitudes de onda: 6562.8 Å ( $H\alpha$  central), 6562.0 Å ( $H\alpha$  -0.8, *blue wing*), y 6563.6 Å ( $H\alpha$  +0.8, *red wing*). También observa a la fotosfera en el continuo (6100 Å), y posee un telescopio de “modo” prominencia que oculta el disco solar de la cromosfera para darle más realce al limbo con el objetivo de estudiar prominencias (figura 15) y cuenta con un telescopio guiador (*photoelectric-guiding-telescope*). Debido a que el FMT observa en  $H\alpha \pm 0.8$  Å, el telescopio tiene la capacidad de registrar eventos con velocidades cercanas a  $40 \text{ km s}^{-1}$  en la línea del observador. Este equipo tiene una resolución espacial de  $2.1'' \text{ pixel}^{-1}$  y una resolución temporal de 20 s [28]. Estas características hacen que el FMT nos permita derivar la velocidad tridimensional de campo de los filamentos en erupción, y también detectar perturbaciones a gran escala en la cromosfera solar llamadas ondas Moreton [28][29][30][31].



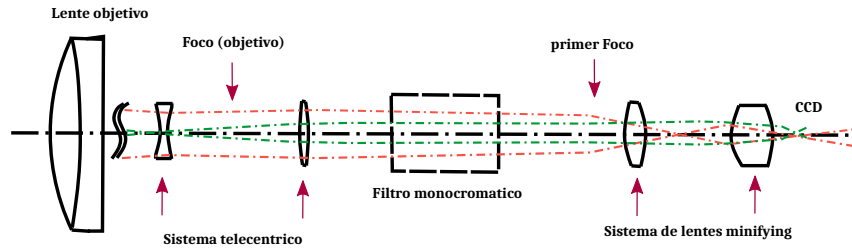
**Figura 15:** Telescopio Monitor de Explosiones Solares (FMT) y el sistema de adquisición de datos en las diferentes longitudes de ondas, ubicado en el Centro de Investigación del Estudio de la Actividad Solar y sus Efectos sobre la Tierra (CIEASEST), Universidad Nacional “San Luis Gonzaga”, Ica. (Adaptado de [32]).

### III.2.1 Diseño y sistema óptico

Los telescopios que conforman al FMT en la línea de  $H\alpha$  y en el continuo poseen un mismo sistema óptico (lente objetivo, sistema de lentes telecéntricos, y sistema de *lente minifying*) y un mismo tipo de cámara CCD, pero diferentes filtros [32]. Para el caso de la línea de  $H\alpha$  cuenta además con un filtro monocromático *DayStar* (figura 16).

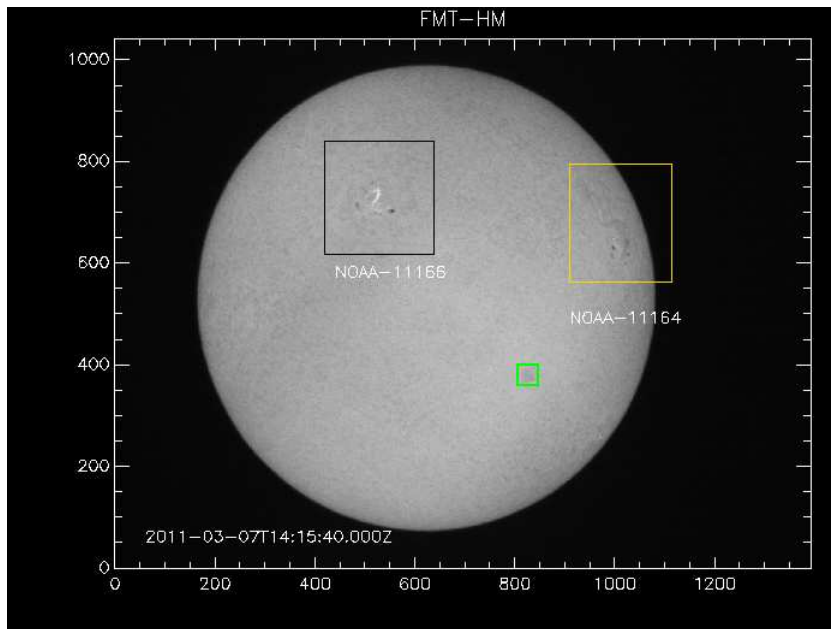
El lente objetivo es un dispositivo óptico que permite concentrar la luz para formar la imagen real del Sol [32], mientras que el sistema telecéntrico permite que la posición de la imagen permanezca invariable siempre y cuando el objeto se desplace dentro de una cierta distancia denominada “profundidad de campo” o “distancia telecéntrica” [33]. Por otro lado, el sistema de lentes *minifying* (Conica-Minolta) Co. Ltd. reduce el diámetro de la imagen del disco solar de 1956 segundos de arco a 6 mm en el segundo foco o en la cámara CCD (SONY AVC-D7) [33]. La cámara CCD se compone de una pluralidad de sensores, unidades encargadas de almacenar y recuperar la información. Esta información es almacenada en los píxeles y es transportada a un convertidor analógico digital para formar la imagen [1][35]. Por último, el filtro monocromático *DayStar* es un sistema que solo permite pasar una porción de luz (longitud de onda) proveniente del espectro solar para luego transmitirla a través de un ocular, cámara o detector [34].

## Telescopio Monitor de Explosiones Solares (Flare Monitoring Telescope - FMT)



**Figura 16:** Sistema óptico general para los telescopios que componen al FMT a excepción del continuo que no posee filtro monocromático [32].

### III.3 Procesamiento y reducción de datos

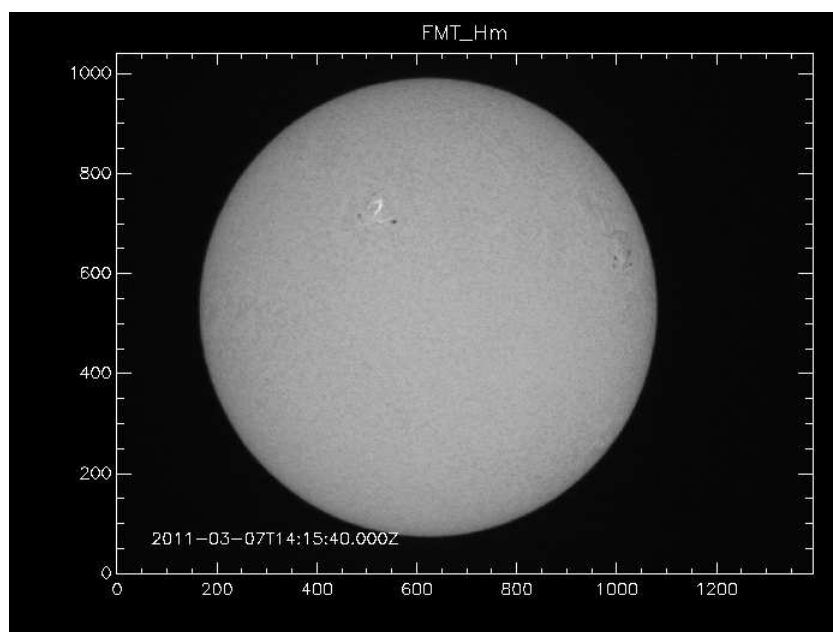


**Figura 17:** Imagen cruda (RAW) del Sol en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  (Hm) registrada el 07 de Marzo del 2011 por el telescopio FMT. Las regiones activas (ARs) consideradas en nuestro estudio son indicadas con los recuadros de color negro y amarillo, mientras que el recuadro de color verde indica polvo o impureza sobre el detector CCD.

En este trabajo se estudia un filamento en erupción y un *solar flare* asociado a las regiones activas 11164 y 11166 que se señalan en la figura 17 mediante los recuadros de color amarillo y negro, respectivamente. Para el estudio de estos eventos se emplearon datos con formato RAW (datos crudos) registrados por el telescopio FMT en la línea espectral del hidrógeno ( $H\alpha$  central,  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ , y  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ ) el 07 de Marzo del 2011. Estos datos se encuentran almacenados en el Centro de Investigación de la Actividad Solar y sus Efectos sobre la Tierra (CIEASEST) de la Universidad Nacional "San Luis Gonzaga", Ica. Pre-

vio al análisis de estos eventos se realizó la calibración y reducción de los datos. Para la calibración y reducción de los datos se usaron imágenes *dark* y *flat*, luego se centraron las imágenes con respecto al detector CCD, se corrigió el norte solar y se co-alinearon las imágenes. Para la reducción y análisis de datos se utilizaron un conjunto de librerías del *SolarSoft* que proporcionan procedimientos para el tratamiento de datos relacionados a física solar. En nuestro caso implementamos tales librerías para trabajar en el entorno de GDL (*GNU Data Language*).

### III.3.1 Calibración de datos



**Figura 18:** La imagen que se mostró en la figura 17 fue calibrada haciendo uso de los datos de calibración (*flat* y *dark*), lo cual ahora vemos la misma imagen sin presencia de polvo o impureza.

La calidad de las imágenes depende mucho de la óptica del sistema y también de la calidad del cielo. Por ejemplo, el recuadro de color verde mostrado en la figura 17, muestra presencias de impurezas o polvo que están alojados sobre el detector CCD o en los dispositivos ópticos. Además, el sistema de la cámara CCD produce un ruido térmico debido a la agitación térmica cuando hay un incremento de temperatura de todo el sistema electrónico de la cámara CCD y esta señal se acopla a la señal observada cuando se convierte las partículas de luz o fotones en electrones.

Por lo tanto, como el FMT captura datos RAWs, en astronomía óptica existe una técnica que permite remover imperfecciones de las imágenes crudas [1]. Para corregir

los datos crudos, se emplean imágenes de calibración *dark* y *flat*. Las imágenes *darks* se obtienen realizando tomas con la cámara CCD con el obturador cerrado durante un tiempo de exposición, mientras que las imágenes *flats* son tomas que se obtienen capturando imágenes del Sol en 9 posiciones distintas sobre el detector CCD, a las cuales se les aplica la técnica desarrollada por Kuhn, Lin y Lorz (KLL) para la obtención de una imagen *flat* propiamente dicha [1]. Para nuestro estudio, calibramos los datos obtenidos por el FMT (*img*) tomando en cuenta las imágenes de calibración *flat* para el día 07-Mar-2011 y el promedio de tres imágenes *darks* de los días: 05-Mar-2011 ( $d_0$ ), 07-Mar-2011 ( $d_1$ ), y 09-Mar-2011 ( $d_2$ ). Esta técnica mencionada anteriormente se utilizó con la finalidad de remover las impurezas y polvos que se encuentran alojados sobre el detector CCD que afectan a las imágenes.

Para calibrar las imágenes crudas se utilizó la ecuación 8.

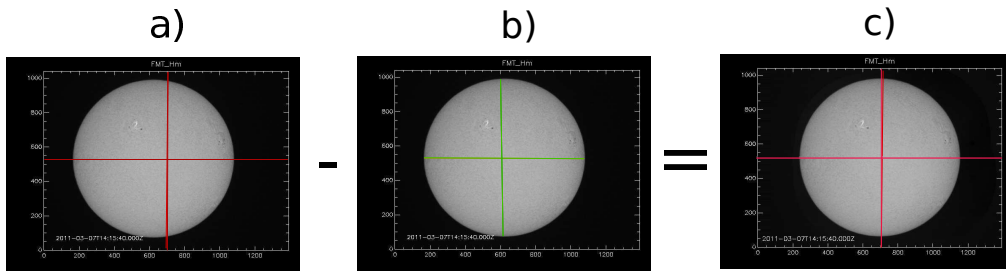
$$imc = \frac{img - dark}{flat} \quad (8)$$

Siendo, “*img*” la imagen cruda y “*imc*” la imagen resultante o calibrada (figura 18).

### III.3.2 Centrado de las imágenes del disco solar y corrección del norte solar

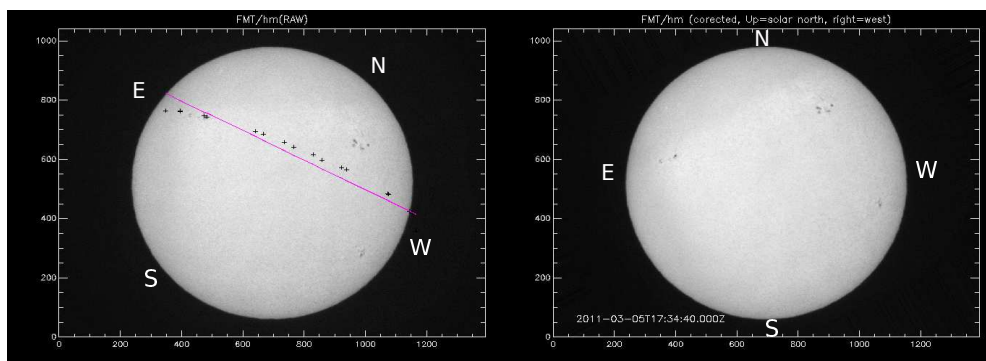
En esta sección se describen los procedimientos para centrar las imágenes con respecto al centro del detector CCD y la corrección del norte solar (figura 18 y 19) tomando en cuenta las imágenes calibradas. Para el centrado de las imágenes se tomó en consideración las dimensiones del detector CCD en unidades de píxeles ( $X = 1392$ ,  $Y = 1040$ ), en base a estas dimensiones se estimó el centro del detector CCD, obteniéndose los siguientes valores:  $X_0 = 696.500$  e  $Y_0 = 519.500$ . Por otro lado, se calculó el centro del disco solar utilizando la función “*fmt\_center*”. La función “*fmt\_center*” hace uso de la función “*sobel*” para detectar el limbo del disco solar, y empleando los puntos detectados del limbo se aplica la ecuación de la circunferencia,  $r = (x - a)^2 + (y - b)^2$ , y así se logra obtener la posición del centro del disco solar y el radio solar de nuestras observaciones. Por ejemplo, para la imagen del día 07 de Marzo del 2011, los valores calculados del centro del disco solar con respecto al detector CCD y el radio solar son:  $X_1 = 605.209$  píxeles e  $Y_1 = 512.248$  píxeles y  $r_{\odot} = 457.637$  píxeles, respectivamente. Considerando el centro del detector CCD ( $X_0$ ,  $Y_0$ ) y el centro del disco solar ( $X_1$ ,  $Y_1$ ), se estimó la diferencia entre ambos ( $X_0$ ,  $Y_0$ )

-  $(X_1, Y_1)$  para luego hacer la corrección, es decir centrar el disco solar haciendo un corrimiento (*shift*) tanto en X como en Y con respecto al centro del detector CCD. La figura 19 muestra un claro ejemplo del procedimiento del centrado de las imágenes.



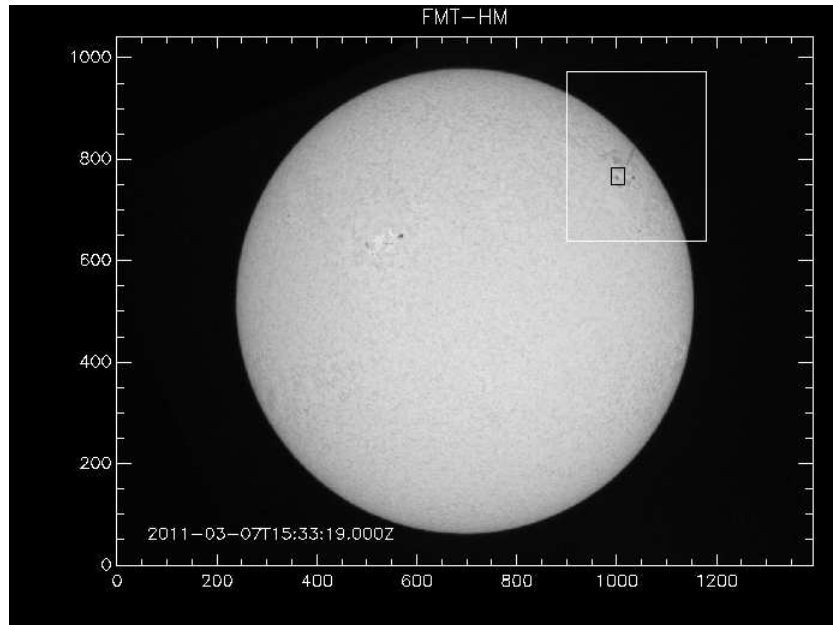
**Figura 19:** Esquema del procedimiento para el centrado del disco solar con respecto al centro del detector CCD. En los paneles (a) y (b) la intersección de las rectas indican el centro del detector CCD (en rojo) y del disco solar (en verde), respectivamente. En el panel (c) tenemos el disco solar centrado, posicionado en el centro del detector.

Luego de haber centrado las imágenes se corrige el norte solar, para ello se hizo el seguimiento a una mancha solar durante un período de tiempo, desde su aparición por el Este (*East*) hasta su desaparición por el Oeste (*West*). Tomando en cuenta los puntos de la trayectoria de la mancha solar se hizo un ajuste utilizando la ecuación de la recta o polinomio de primer grado, tal como se indica con la recta de color magenta en la figura 20. Esto nos permite determinar la pendiente (*slope*) de la recta que es usado para estimar el ángulo de rotación en sentido antihorario. Por ejemplo, para la imagen del disco solar mostrada en la figura 20 (panel derecho), el valor del ángulo de rotación es de  $-24.1776^\circ$ .



**Figura 20:** Imagen registrada en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  por el telescopio FMT el 07 de Marzo del 2011. Panel izquierdo: muestra el ajuste de puntos (línea magenta) con respecto a la trayectoria recorrida por la mancha solar (cruces negras) desde el 26 de Febrero hasta el 08 de Marzo del 2011. Panel derecho: resultado de la imagen con el norte solar corregido (Norte: arriba y Oeste: derecha), al que se hizo una rotación de  $-24.1776^\circ$  en el sentido antihorario.

### III.3.3 Co-alineamiento de las imágenes del disco solar



**Figura 21:** Registro obtenido en la línea de  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  (Hm) por el telescopio FMT el 07 de Marzo del 2011 a la 15:33:19 UT. El recuadro blanco indica el área de interés a co-alinear, mientras que el recuadro negro muestra la región de referencia utilizada para el coalineamiento. Siguiendo el procedimiento en el texto principal se hizo el coalineamiento a las imágenes registradas en las tres diferentes longitudes de ondas ( $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ ) obtenidos por el FMT.

Considerando las imágenes calibradas, pasamos a co-alinear la área de interés para cada longitud de onda. Para co-alinear las imágenes, primero se selecciona el área de interés (recuadro blanco) para después determinar una región de referencia, por ejemplo una mancha solar (recuadro negro). Esto nos permite alinear todas las imágenes con respecto a esta área de interés, así como se muestra en la figura 21. Conociendo las posiciones de la área a co-alinear, se pasan a utilizar la función “*get\_correl\_offsets*”, que permite determinar los “*offsets*”, es decir; cuán alejada está la área de interés a coalinear tanto en X como en Y con respecto a la imagen de referencia, este mismo procedimiento se aplica a las subsiguientes imágenes que se desean coalinear. Finalmente, se pasa a interpolar los puntos (*offsets*) que se obtienen de las imágenes a coalinear con respecto a la imagen de referencia utilizando la función “*interpolate*”.

### III.3.4 Datos del FMT en coordenadas heliográficas

En las subsecciones anteriores se hizo una descripción sobre calibración de datos

“RAWs” utilizando imágenes *dark* y *flat*, centrado del disco solar con respecto al detector CCD, y corrección del norte solar. Para un análisis detallado es importante expresar las dimensiones del disco solar tanto en X como en Y en unidades de arco-segundos (coordenadas heliográficas), ya que nuestras imágenes se encuentran originalmente en unidades de píxeles. Por ejemplo, para nuestras imágenes registradas por el FMT 1 píxel equivale a 2.1 arco-segundo (figura 22), mientras que para el instrumento SDO/AIA 1 píxel equivale a 0.6 arco-segundo. Esta conversión es bastante útil para después expresar las dimensiones en unidades físicas.

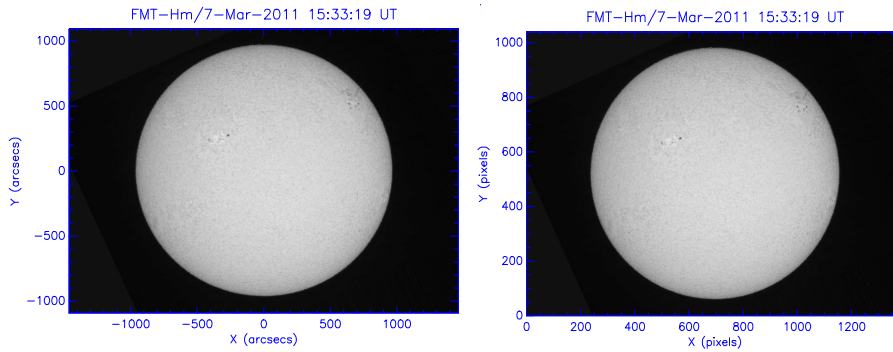
El origen (0, 0) de los datos expresados en píxeles se encuentra en una posición distinta que los datos expresados en arco-segundos o en coordenadas heliográficas. Expresar en coordenadas heliográficas nos permite poder comparar nuestros cálculos con otros instrumentos y a la vez conocer la latitud y longitud heliográfica de cualquier estructura sobre la superficie del Sol.

Para convertir las dimensiones de las imágenes originales que se encuentran en píxeles a arco-segundos se tomaron en cuenta las dimensiones del detector CCD en unidades de píxeles obtenidas por la función “*size*”, por ejemplo  $img\_sz = size(imc, /dim)$ , siendo “*imc*” la imagen del disco solar que se desea expresar en coordenadas heliográficas. Conociendo los tamaños de las imágenes tanto en X ( $img\_sz[0]=1392$ ) como en Y ( $img\_sz[1]=1040$ ), se hizo uso de las siguientes expresiones:

$$img\_xr = \left[-\left(\frac{1}{2}\right)img\_sz[0] * 2.1, \left(\frac{1}{2}\right)img\_sz[0] * 2.1\right] \quad (9)$$

$$img\_yr = \left[-\left(\frac{1}{2}\right)img\_sz[1] * 2.1, \left(\frac{1}{2}\right)img\_sz[1] * 2.1\right] \quad (10)$$

Donde en las ecuaciones (9) y (10), 2.1 representa la resolución espacial del FMT en unidades de arco-segundos por píxeles y en base al cálculo de las ecuaciones anteriores, las expresiones “*img\_xr*” y “*img\_yr*” expresan a los ejes de coordenadas en arco-segundos. Considerando esta conversión se pudo expresar el disco solar completo en arco-segundos como se muestra en el panel derecho de la figura 22, nos facilitó calcular la dinámica del filamento en erupción en unidades físicas multiplicando los valores resultantes en X como en Y por 720, ya que 1 arco-segundo es aproximado a 720 km.



**Figura 22:** Imágenes obtenidas por el FMT en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  registrada el 07 de Marzo del 2011 a las 15:33:19 UT. Los ejes “X” e “Y” en el panel izquierdo se encuentran en unidades de píxeles, mientras que en el panel derecho se muestra la misma imagen pero expresada en arco-segundos. Esta conversión nos permite hacer una comparación directa de nuestras observaciones con datos del instrumento AIA a bordo del satélite SDO, y también nos facilita expresar en unidades físicas los eventos que se están analizando y para luego calcular la cinemática del filamento en erupción.

### III.3.5 Datos complementarios

Complementamos nuestro análisis utilizando datos de los instrumentos AIA y HMI (*Helioseismic and Magnetic Imager*) a bordo del satélite SDO, que proveen información del Sol en varias longitudes de onda con una resolución temporal de 12 s y espacial de  $0.6'' \text{ pixel}^{-1}$ .

El instrumento HMI registra datos de la fotosfera del Sol en la longitud de onda de  $6173 \text{ \AA}$ , además nos provee magnetogramas que fueron usados para el análisis de la configuración magnética de las regiones activas en estudio (NOAA-11164, NOAA-11166). El instrumento AIA es muy útil para investigar la evolución temporal del *solar flare*, del filamento en erupción y conocer las fases iniciales de la evolución del CME. En nuestro caso utilizamos datos en el extremo ultravioleta registrados en la longitud de onda de 304, 171 y  $193 \text{ \AA}$ , que está asociado a emisiones de HeII ( $5 \times 10^4 \text{ K}$ ), FeIX ( $6.3 \times 10^5 \text{ K}$ ), y FeXII (1.25 MK), respectivamente. Estas observaciones en múltiples longitudes de onda abarca diferentes regiones de la atmósfera solar, como la región de transición, y la región baja e intermedia de la corona solar.

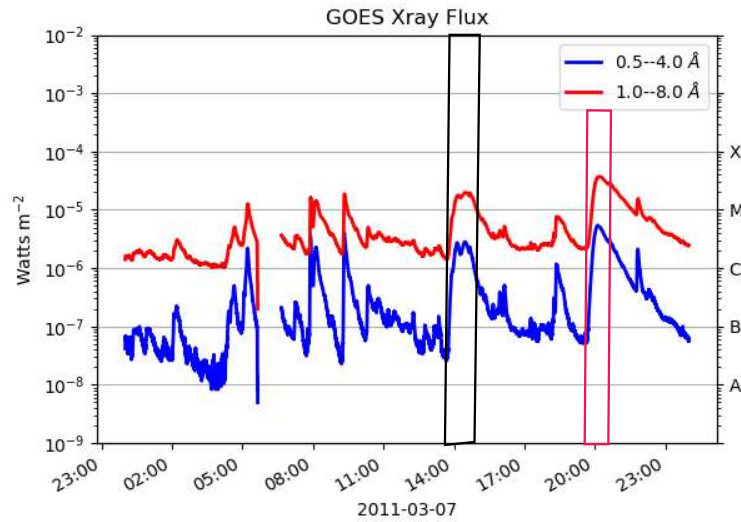
Adicionalmente, para conocer la evolución del CME hicimos uso de datos registrados por coronógrafos a bordo de varios satélites, tales como el satélite SOHO (*Solar and Heliospheric Observatory*) y el STEREO (*Solar TERrestrial RELations Observatory*). Tales instrumentos están diseñados para bloquear la luz proveniente del disco solar, a fin de poder estudiar emisiones desde regiones que se encuentran alrededor de la

corona solar. El instrumento LASCO a bordo del satélite SOHO es un conjunto de 3 coronógrafos, que tiene la capacidad de registrar material eyectado que escapa de los alrededores del disco solar hasta distancias de 1.1 a 32 radios solares ( $R_{\odot}$ ) y el satélite STEREO consiste de dos observatorios espaciales (A y B), ubicados uno delante de la órbita de la Tierra y otro detrás.

## IV ANÁLISIS E INTERPRETACIÓN DE RESULTADOS

Analizamos los eventos ocurridos el 07 de Marzo del 2011 en las regiones activas (ARs) NOAA-11164 y NOAA-11166 que fueron registrados por el telescopio FMT en la línea espectral de  $H\alpha$ . Cabe mencionar que para el análisis se cuenta con registros en  $H\alpha$  central (Ha) y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$  (Hp) desde las 13:41:00 hasta las 19:47:19 UT y desde las 19:52:39 hasta las 22:01:40 UT, mientras que para  $H\alpha - 0.8 \text{ \AA}$  (Hm) desde las 13:41:00 hasta las 19:26:39 UT y desde las 20:13:00 hasta las 22:01:40 UT.

Para el primer evento (NOAA-11164), se determina la morfología y la dinámica (distancia y velocidad) del filamento en erupción y su presunta relación con un CME, mientras que para el segundo evento (NOAA-11166) estudiamos la evolución temporal de un *solar flare* y la respuesta del plasma en la cromosfera en distintas longitudes de ondas tomadas por el FMT ( $H\alpha$  central,  $H\alpha - 0.8$ , y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$ ) y el SDO/AIA (304, 171 y 193  $\text{\AA}$ ). Los eventos que produjeron las dos regiones activas son resumidos en la tabla 2 y figura 23, respectivamente.



**Figura 23:** Emisión en rayos X blandos (SXR) registrado el 07 de Marzo del 2011 por el satélite GOES, en los canales de 1.0 hasta 8.0  $\text{\AA}$  (rojo) y de 0.5 hasta 4.0  $\text{\AA}$  (azul) equivalente al rango de energía de 1.5 - 10 keV y 3.0 - 25 keV, respectivamente. El recuadro negro señala el incremento de flujo de partículas en SXR debido a un *solar flare* ocurrido en la AR 11166 a las 14:20 UT clasificado como M1.9, mientras que el recuadro magenta indica un segundo pico más intenso correspondiente a un *solar flare* de clase M3.7 ocurrido en la AR 11164 a las 20:00 UT.

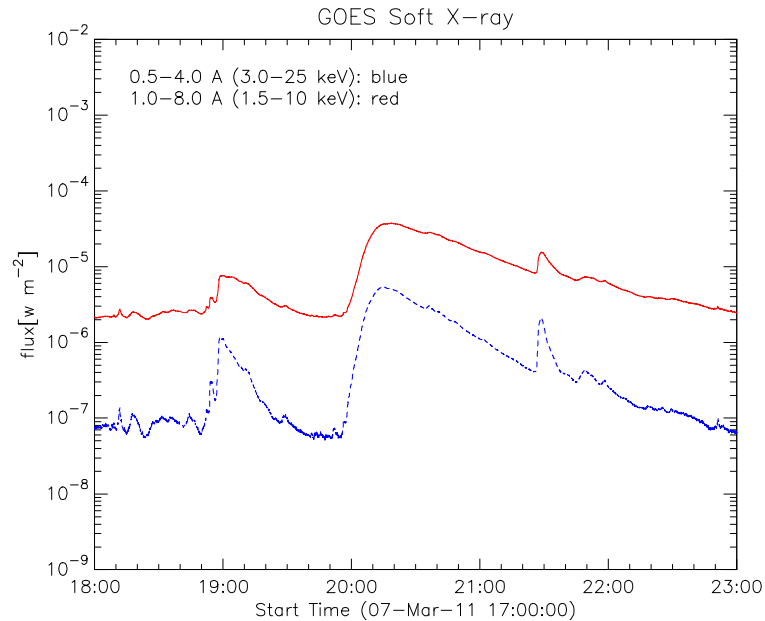
**Tabla 2:** Lista de eventos ocurridos el 07 de Marzo del 2011.

Eventos	ARs	Lat. CMD	<i>solar flare</i>	CME
Filamento en erupción (Evento I)	11164	N24° W60°	M3.7 - 20:00 UT	20:00 UT
solar flare (Evento II)	11166	N11° E13°	M1.9 - 14:20 UT	14:48 UT <sup>a</sup>

<sup>a</sup>El CME asociado al evento II no es tema de estudio en este trabajo.

## IV.1 Evento I: filamento en erupción ocurrido en la región activa 11164

En esta sección se presenta el estudio de la morfología de un filamento en erupción y su relación con una eyección de masa coronal en base a los datos registrados por el FMT ( $H\alpha$  central,  $H\alpha +0.8$ , y  $H\alpha -0.8$  Å) y el SDO/AIA (304, 171 y 193 Å) ocurrido en la AR 11164 el 07 de Marzo del 2011. Este evento esta asociado a un *solar flare* de clase M3.7 según la escala del satélite GOES (figura 24).

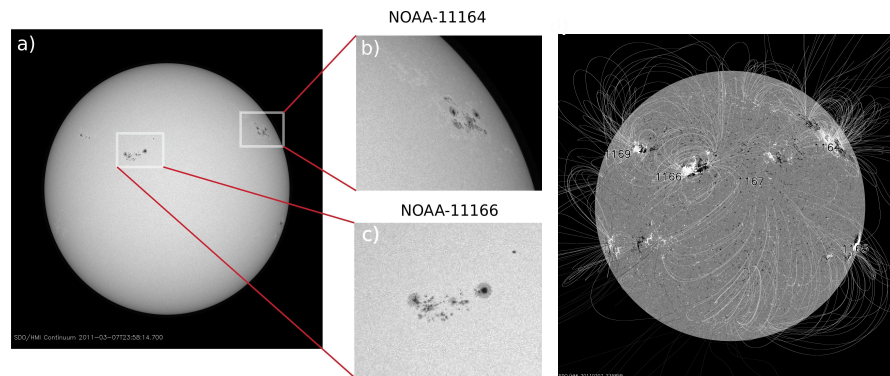


**Figura 24:** Emisión en rayos-X blandos (SXR) registrado por el satélite GOES en los canales de 1.0 - 8.0 Å y 0.5 - 4.0 Å correspondiente al 07 de Marzo del 2011. Durante este período se ven dos incrementos principales de la actividad solar, un *solar flare* de clase C (primer pico) ocurrido en la AR 11165 y el otro de clase M3.7 (segundo pico) ocurrido en la AR 11164.

### IV.1.1 Observaciones

Según el catálogo *Zurich* la región activa 11164 es clasificada como clase E debido a que se encuentra formada por manchas bipolares (poseen polaridad positiva y negativa) rodeadas de varias penumbras. En relación a su configuración magnética esta mancha solar es clasificada como *Beta - Gamma - Delta* (BGD). La configuración BGD muestra dos núcleos que comparten una misma penumbra, denominada también como mancha *Delta* (figura 25) que tiene una mayor tendencia en la producción de los *solar flares*. Asociado a este evento se observó la ocurrencia de un *solar flare* de clase M3.7 que inició a las 20:00:00 UT, siendo su máximo a las 20:20:00 UT según datos del satélite GOES en rayos X blandos (figura 24). El filamento observado en la

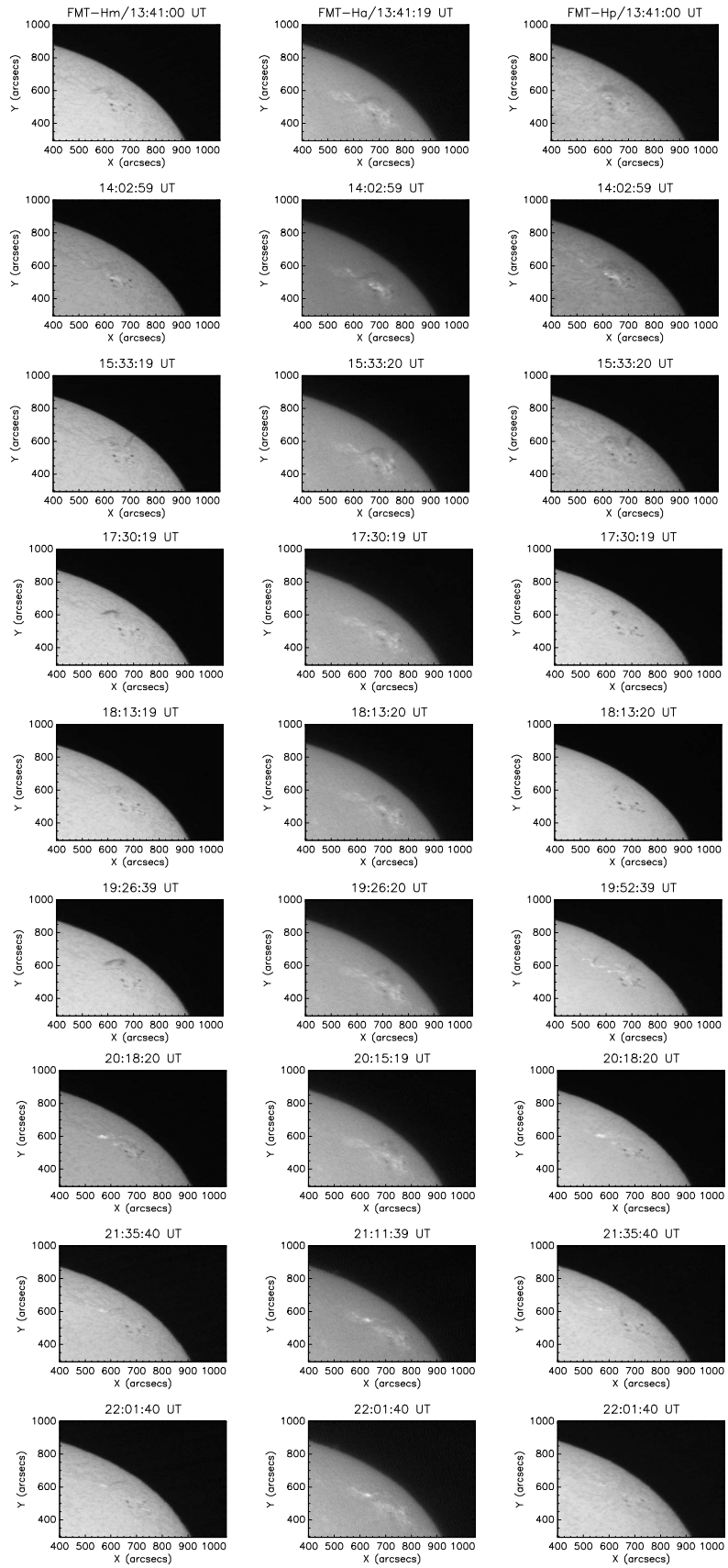
región activa 11164 que erupcionó a las 19:45:00 UT muestra una estrecha relación con la fase inicial y evolución del CME iniciado a las 20:00:00 UT.



**Figura 25:** Estas observaciones fueron registradas el 07 de Marzo del 2011 por el SDO/HMI. (a) Registro del disco solar completo de la fotosfera en el continuo (6173 Å). Los recuadros limitan las regiones activas de interés (NOAA 11164 y NOAA 11166) los cuales se muestran en los paneles b y c donde ocurrieron la erupción de un filamento y un *solar flare* de clase M1.9, respectivamente. (d) Extrapolación de la configuración del campo magnético potencial sobre los magnetogramas (polaridad positiva: color blanco, polaridad negativa: color negro), basados en el modelo *PFSS* (*Potential Field Source Surface*)

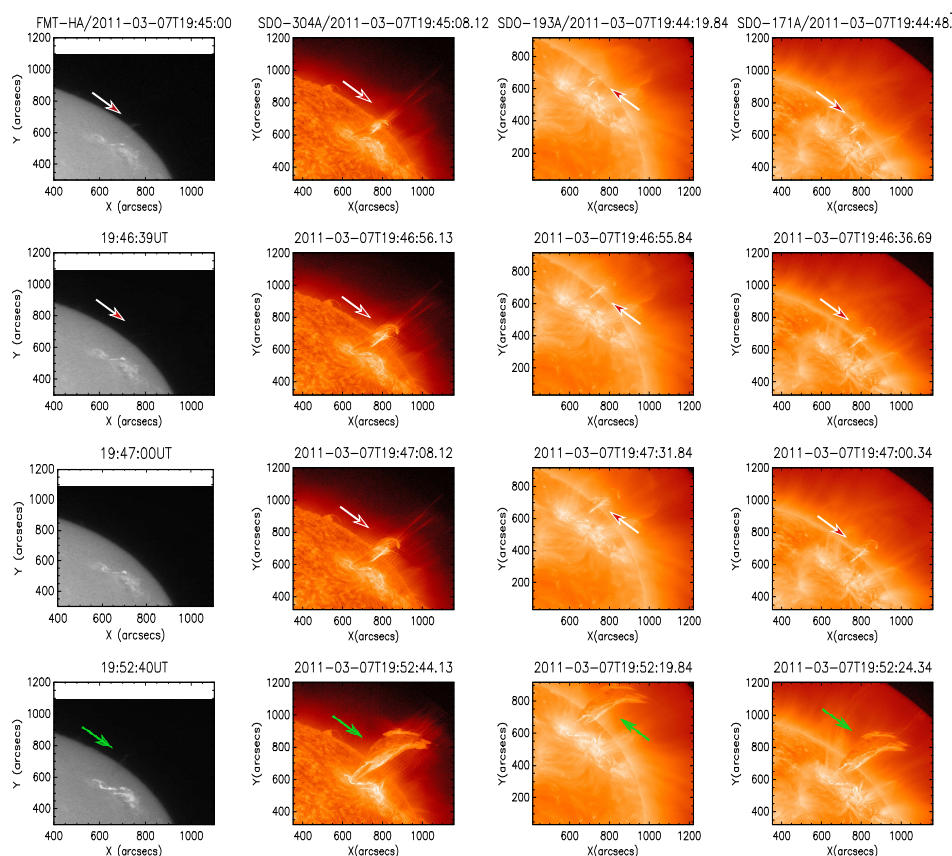
#### IV.1.2 Descripción del filamento en erupción observado en $H\alpha$ y EUV

La figura 26 muestra una secuencia de imágenes en  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8$  Å registrado por el telescopio FMT el 07 de Marzo del 2011. En la figura se ve que el filamento antes de su erupción principal muestra señales de activación desde las 13:41:00 UT hasta las 19:45:00 UT. La erupción principal se observa en la figura 27 y 28 a través de las imágenes registradas por el FMT ( $H\alpha$  central y  $H\alpha +0.8$  Å) y el SDO/AIA (304, 193 y 171 Å). Al comparar los datos del FMT con el AIA a partir de las 19:45 UT en adelante, notamos que el filamento en erupción está formado por una primera y segunda componente (figura 27), así mismo en  $H\alpha$  central y 304 Å observamos sobre el disco solar una región brillante denominada *ribbon flare* (figura 28). A las 19:46:39 UT se observa una pequeña componente del filamento en erupción sobre el disco solar en datos de  $H\alpha +0.8$  Å (figura 28), mientras que esa componente no fue vista en  $H\alpha$  central. Esto quiere decir que tal estructura se ha vuelto inestable, haciendo que el plasma experimente cambios, como incrementando su intensidad y velocidad en la línea del observador y por tal motivo no es vista en  $H\alpha$  central pero tal vez en  $H\alpha -0.8$  Å, sin embargo debido a la falta de datos en  $H\alpha -0.8$  Å no se puede conocer con exactitud el movimiento del material.



**Figura 26:** Secuencia de imágenes de la evolución del filamento en erupción registrado el 07 de Marzo del 2011 desde las 13:41:19 hasta las 22:01:40 UT por el telescopio FMT. En la columna izquierda se muestra imágenes en  $H\alpha - 0.8$  (Hm), columna central en  $H\alpha$  central (Ha), y columna derecha en  $H\alpha + 0.8$  Å (Hp), respectivamente.

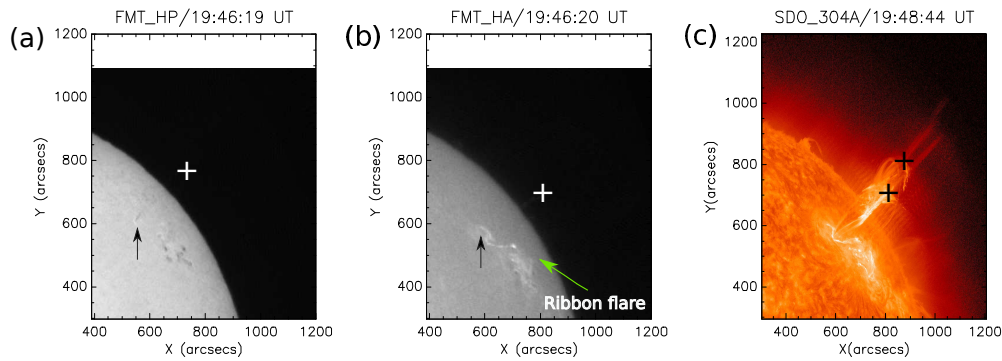
Las estructuras del filamento en erupción que se observaron en  $H\alpha$  central y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  cada vez son más débiles y a partir de las 19:47:00 UT tales estructuras ya no son observables en las longitudes de ondas mencionadas anteriormente. Esto indicaría que parte del material probablemente se estaría moviendo en la línea del observador que sería visible en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ . Por otro lado, a las 19:52:40 UT se registró parte de la segunda componente del filamento en erupción en la línea de  $H\alpha$  central (figura 27).



**Figura 27:** Secuencia de imágenes en diferentes longitudes de onda registrado el 07 de Marzo del 2011. Columna de izquierda a derecha muestra registros del FMT en la línea de  $H\alpha$  central y SDO/AIA en 304, 193 y 171  $\text{\AA}$ , respectivamente. En esta secuencia de imágenes la flecha de color blanca indica la primera y segunda componente del filamento en erupción, mientras que la flecha de color verde la segunda componen del filamento en erupción, además en  $H\alpha$  central y 304  $\text{\AA}$  vemos regiones brillantes sobre el disco solar que son conocidos como *ribbon flares*.

Los registros en diferentes longitudes de ondas que se muestran en la figura 27 nos permiten conocer la evolución del filamento en erupción en diferentes rangos de temperatura. En la primera columna tenemos observaciones de la cromosfera en la línea de  $H\alpha$  central en el que se observa la eyección de dicho filamento cuya temperatura del material estaría en el orden de  $\approx 10^4$  K. En la segunda columna se presenta observaciones de la alta cromosfera y región de transición en la línea del HeII (304  $\text{\AA}$ ),

cuya temperatura típica del plasma en dicha región es  $\approx 0.5 \times 10^5$  K. En esta secuencia de imágenes (segunda columna) se observa como este material sale eyectado de la superficie del Sol, también se distingue los *ribbon flares* al igual que en la línea de  $H\alpha$  central. En la tercera y cuarta columna vemos este material en las longitudes de onda 171 Å que corresponde a emisiones de la baja corona, y en 193 Å correspondiente a emisiones de corona superior. La temperatura del plasma en estas regiones se encuentra a  $\approx 0.63$  y 1.25 MK, respectivamente. Esto indica que durante la erupción del filamento hay un incremento de temperatura y hace que los átomos de hidrógeno se ionicen rápidamente, por tal motivo este material ya no es visto en la cromosfera en  $H\alpha$  central, sino en la región de transición y corona en el EUV (304, 171, 193 Å).



**Figura 28:** Datos registrados el 07 de Marzo del 2011 en  $H\alpha +0.8$  Å (*red wing*) y  $H\alpha$  central por el FMT y en 304 Å por el SDO/AIA, respectivamente. (a)-(b) Las cruces de color blanco siguen parte del movimiento del filamento en erupción en el plano del cielo (fuera del limbo), mientras que en (c) las cruces negras muestran las dos partes que componen al filamento en erupción. En el panel (a) la flecha de color negro señala otra componente del material en erupción, esto quiere decir que esta estructura se mueve en dirección opuesta al observador.

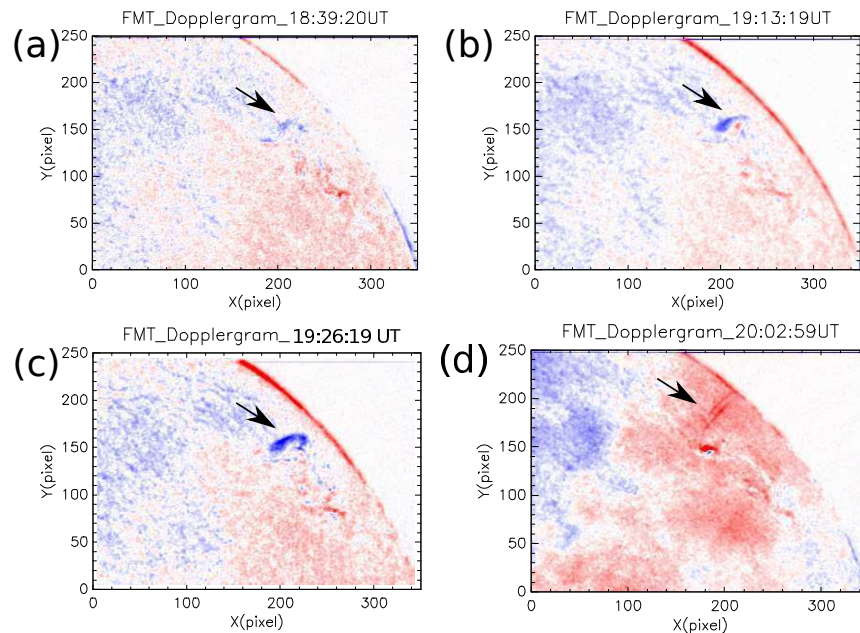
#### IV.1.3 Dopplergrama del filamento en erupción

Basándonos en observaciones del FMT en  $H\alpha \pm 0.8$  Å, se determinó la evolución morfológica del filamento en erupción y el movimiento del material en la línea del observador en base a dopplergramas (figura 29). Los dopplergramas se obtienen a través de la diferencia entre los mapas de intensidad de  $Img_{(-0.8)}$  y  $Img_{(+0.8)}$ , es decir:

$$Dopplergrama = Img_{(-0.8)} - Img_{(+0.8)} \quad (11)$$

En la figura 29 se presenta dopplergramas en los que se observa la fase inicial y de

crecimiento del filamento en erupción. A partir de las 18:39:20 hasta las 19:26:19 UT el material presenta un movimiento en dirección al observador ( $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ ), esta característica es observada predominantemente en el *blue wing*. Por otra parte, durante la fase de erupción no se pudo conocer con exactitud el movimiento del material en la línea del observador, debido a la falta de datos en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ , pero si se observó en  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  a las 19:46:19 UT una pequeña estructura oscura que es señalada con la flecha de color negro en la figura 28, mientras que tal estructura no es observable en  $H\alpha$  central. Esa pequeña estructura que se observa en  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  evidencia que parte del material se está moviendo en la línea opuesta al observador ( $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ , *red wing*). A partir de las 20:02:59 UT se disponen de datos en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  y se pudieron obtener dopplergramas del material remanente después de la erupción, siendo esta vez el material predominante en el *red wing*.



**Figura 29:** (a) y (b) Dopplergramas de la fase inicial (*initial phase*) del filamento en erupción donde se aprecia una estructura en crecimiento señalado por las flechas de color negro; el color predominante en azul indica que esta estructura se mueve en dirección al observador ( $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ ; *blue wing*). (c) Estructura del filamento próximo a su erupción, en el que el color azul es más predominante, lo que indica que la velocidad en la línea del observador está en aumento. (d) Muestra el material remanente de la erupción del filamento, a esta hora el color rojo es predominante, esto indica que el material se está moviendo en dirección opuesta al observador ( $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ ; *red wing*).

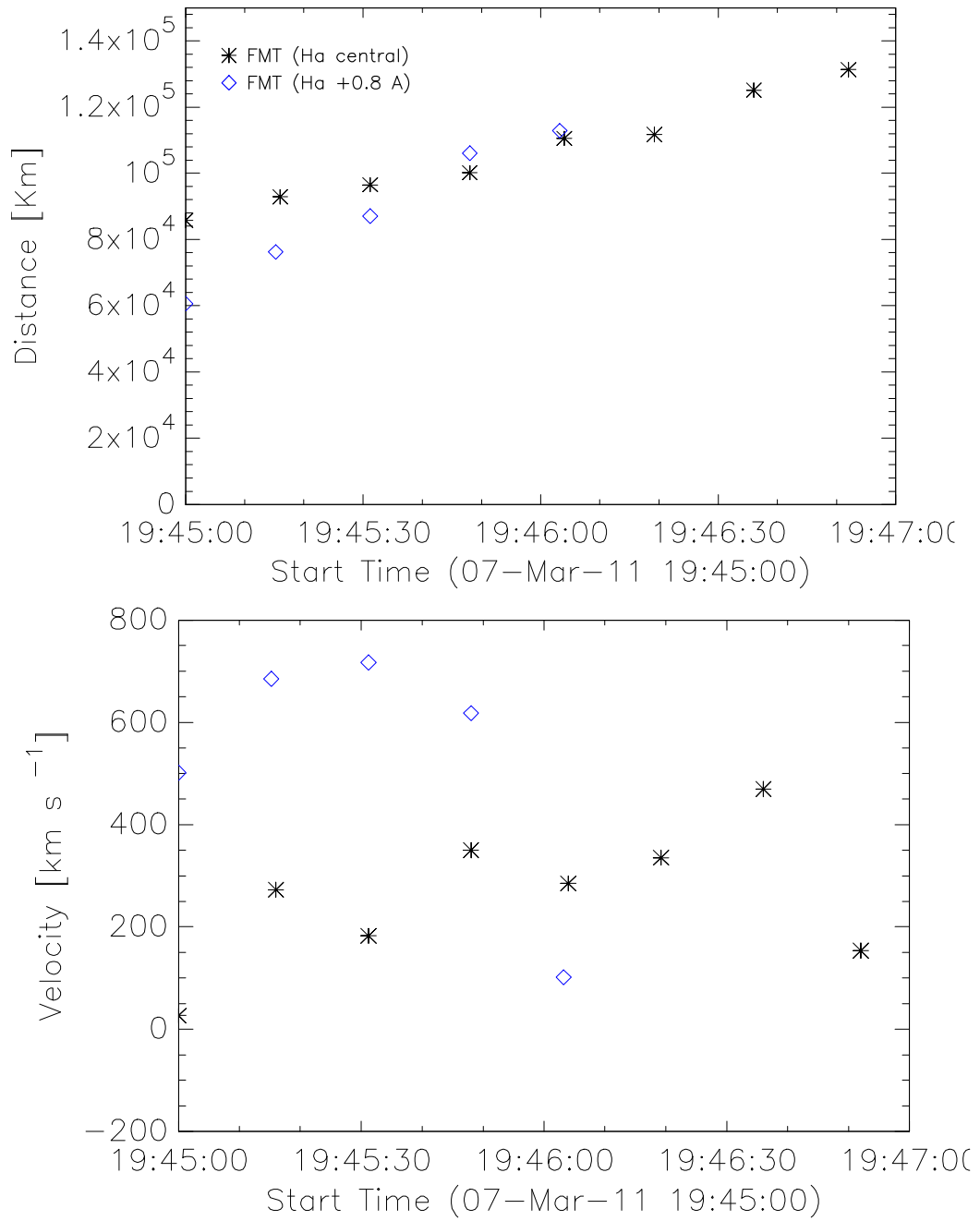
#### IV.1.4 Cinemática del filamento en erupción

Usando imágenes del FMT ( $H\alpha$  central;  $H\alpha$  y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ ;  $H\beta$ ) y del SDO/AIA (304, 171, 193  $\text{\AA}$ ), determinamos la distancia y velocidad en el plano del cielo que logra

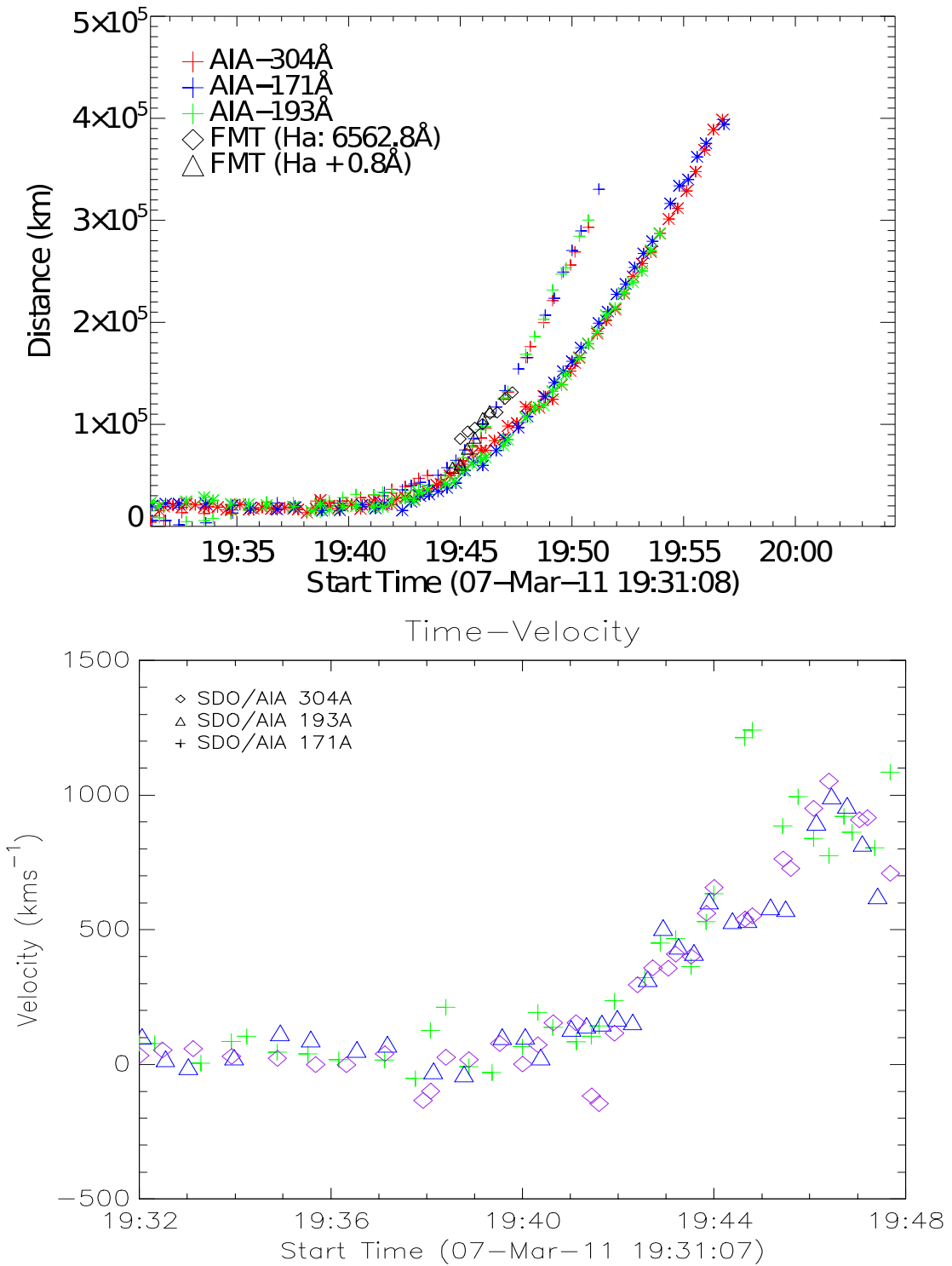
alcanzar la primera componente de la erupción identificado en  $H\alpha$ , y además de la primera y segunda componente observado en el EUV (figura 27 y 28). Para estimar la distancia y velocidad del filamento en erupción utilizando datos de  $H\alpha$ , trazamos el movimiento aparente que recorre la primera componente durante su erupción. En la figura 28 se muestra la AR 11164 expresada en coordenadas heliográficas (arco-segundos) donde indica las posiciones (cruces de color blanco y negro) seleccionadas para estimar la distancia y velocidad recorrida por el filamento en erupción. Por ejemplo, en los datos de  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  se seleccionaron las siguientes posiciones para hallar la distancia,  $(X_1, Y_1) = (736.005'', 659.091'')$ ,  $(X_2, Y_2) = (737.201'', 663.876'')$ ,  $(X_3, Y_3) = (745.574'', 685.407'')$ ,  $(X_4, Y_4) = (757.536'', 694.976'')$ , y  $(X_5, Y_5) = (774.282'', 715.311'')$ . En base a estos puntos se calculó la distancia en el plano del cielo del filamento en erupción tomando en cuenta la ecuación 12, y se consideró como punto inicial  $(X_0, Y_0)$  en la región activa cuya coordenada es  $X_0=679.217''$  e  $Y_0=605.483''$ .

$$Dist = \sqrt{(X_n - X_0)^2 + (Y_n - Y_0)^2}, \text{ siendo } n = 1, 2, 3, 4, 5 \quad (12)$$

El resultado de la variable “*Dist*” se encuentra expresada en arco-segundos, ya que 1 arco-segundo equivale a 720 km se utilizó este factor para convertir la variable “*Dist*” en km. Este material alcanzó una distancia máxima de  $1.3 \times 10^5$  km. Tomando en cuenta este resultado se calculó también la velocidad basándonos en la derivada de la distancia con respecto al tiempo. Este cálculo nos permitió determinar la velocidad máxima del filamento en erupción visto en  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ , teniendo como valor  $500 \text{ km s}^{-1}$  (figura 30). Parte de esta estructura logra superar la fuerza de aceleración de la gravedad del Sol ( $274 \text{ m s}^{-2}$ ) aumentando su velocidad y logrando que el plasma se desplace a capas más altas, como la región de transición y la baja corona. Analizamos también la evolución de las dos componentes del filamento en erupción utilizando datos del EUV (304, 193 y  $171 \text{ \AA}$ ) registrados por el instrumento AIA (figura 28). La distancia máxima que logra alcanzar la primera y segunda componente del filamento en erupción es de  $3 \times 10^5$  y  $4 \times 10^5$  km y sus velocidades máximas fueron de  $1000$  y  $800 \text{ km s}^{-1}$ , estimaciones realizadas en base a la longitud de onda 304, 171 y  $193 \text{ \AA}$  (figura 30 y 31). Para calcular los valores mencionados utilizamos el mismo procedimiento que aplicamos para el FMT.

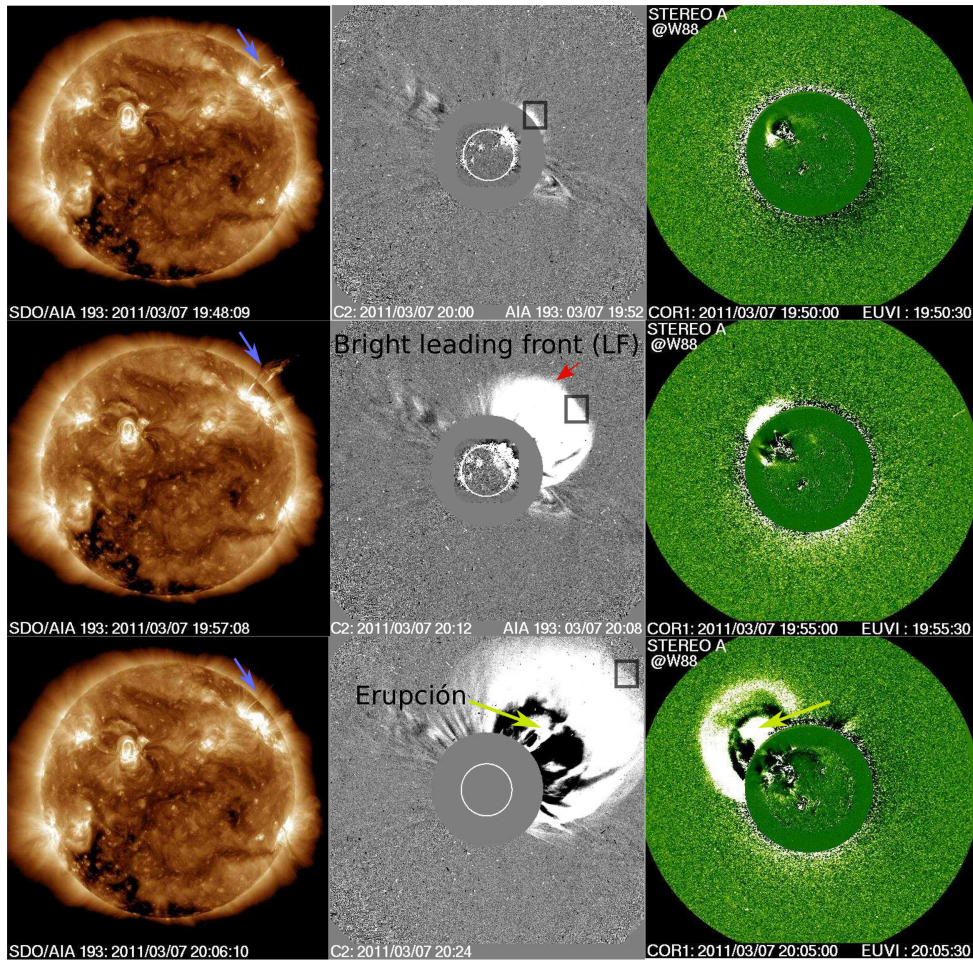


**Figura 30:** Estimación de la Distancia (panel superior) y Velocidad (panel inferior) en función al tiempo (desde las 19:45:00 hasta las 19:47:00 UT) de la primera componente del filamento en erupción detectado por el FMT el 07 de Marzo del 2011. Los símbolos (\* y ◇) en cada panel corresponden a H $\alpha$  central y H $\alpha$  +0.8 Å, respectivamente.



**Figura 31:** Evolución temporal de la Distancia y Velocidad del filamento en erupción registrado el 07 de Marzo del 2011. En el cálculo se utilizaron datos del SDO/AIA en 304, 193 y 171 Å, y en H $\alpha$  por el FMT. En el panel superior se muestra la distancia de las dos componentes del filamento en erupción. El símbolo (+) indica la primera componente, mientras que la segunda componente es representado por el símbolo (\*). En la figura se ve que la primera componente vista en el SDO/AIA guarda relación con los datos del FMT que se muestra con el símbolo ( $\diamond$ ). En el panel inferior se muestra la velocidad de la primera componente del filamento en erupción en base a los datos del SDO/AIA en las longitudes de onda de 304 ( $\diamond$ ), 193 ( $\triangle$ ) y 171 Å (+).

#### IV.1.5 Eyección de Masa Coronal asociada al filamento en erupción



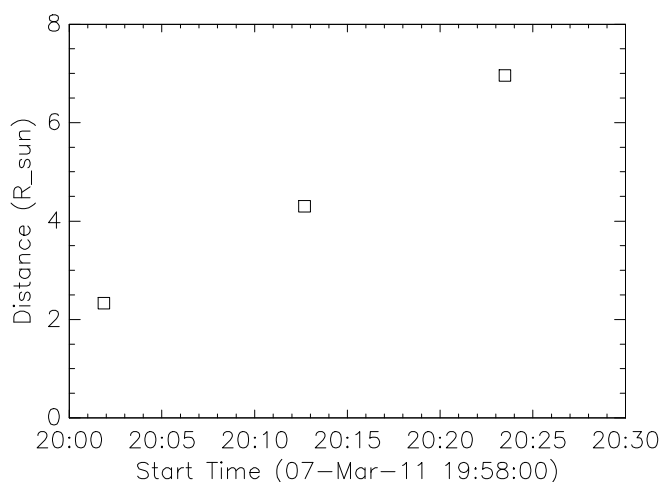
**Figura 32:** Imágenes registradas el 07 de Marzo del 2011 por los instrumentos AIA en 193 Å (columna izquierda), LASCO-C2 (columna central) y COR1/EUVI en 195 Å (columna derecha). En las imágenes del AIA a partir de las 19:48:09 UT hasta las 20:06:10 UT se observa la eyección y la desaparición del filamento en erupción (flecha de color azul). Los datos del LASCO-C2 y el STEREO A/COR1 muestran la evolución temporal del CME luego de la desaparición en AIA del filamento en erupción, este evento fue visto en dos diferentes perspectivas. Es preciso mencionar que el instrumento COR1 está abordo del satélite STEREO A, cuyo ángulo de separación con respecto a la Tierra es 71.411°. La flecha de color rojo señala el frente delantero del CME, mientras que las flechas de color amarillo indica la trayectoria del filamento en erupción, además los recuadros sobre el LF del CME indican la ubicación de los puntos que se seleccionó para conocer su dinámica.

Después de la erupción del filamento ocurrido el 07 de Marzo del 2011 a las 19:45:00 UT en la AR 11164, el coronógrafo STEREO A/COR1 registró a las 20:00:00 UT el inicio de un CME (figura 32).

En el panel izquierdo de la figura 32, se presenta la evolución del filamento en erupción en el EUV (193 Å) por el instrumento AIA señalado por las flechas de color

azul. En el panel central y derecho vemos la evolución del CME, donde la flecha de color rojo indica el frente delantero brillante (*bright leading front* - LF) y la flecha de color amarillo muestra la erupción. Estas estructuras son muy notorias en los datos del instrumento LASCO-C2 y también fueron registrados por el STEREO A/COR1 a las 20:05:00 UT. Por tanto, creemos que la ocurrencia del CME se encuentra asociado con la primera componente del filamento en erupción observado a las 19:45:00 UT, tal como se indica en la subsección IV.1.4.

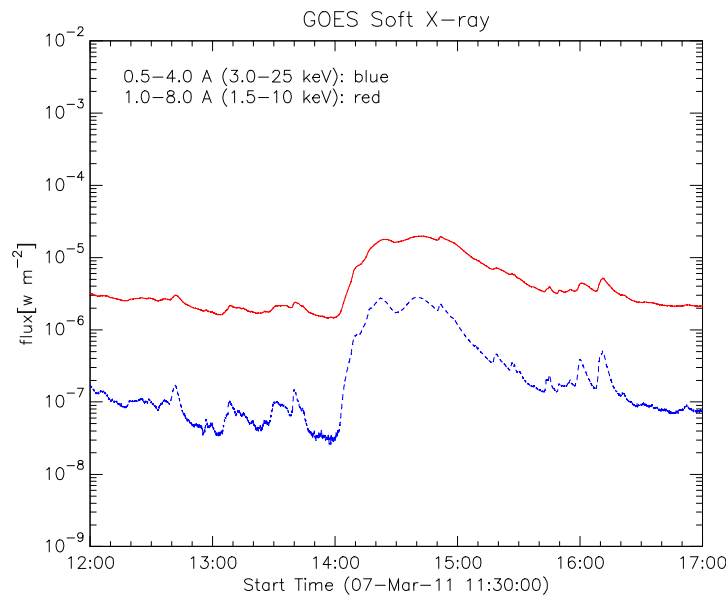
Por otro lado, usando datos del coronógrafo LASCO, estimamos la distancia y la velocidad con que se propaga el CME. Los cuadrados seleccionados sobre el LF del CME (figura 32) son los puntos que se consideraron para hallar la distancia, los cuales son:  $(X_1, Y_1) = (1639.82'', 1542.24'')$ ,  $(X_2, Y_2) = (3210.62'', 2637.04'')$  y  $(X_3, Y_3) = (5424.02'', 3969.84'')$ . En base a estos puntos se estimó la distancia del CME en el plano del cielo tomando en cuenta la ecuación 12, para este cálculo consideramos las mismas posiciones iniciales ( $X_0=679.217''$ ,  $Y_0=605.483''$ ) que se tomaron en cuenta para la estimación de la distancia del filamento en erupción. Considerando la distancia en km, se calculó la derivada en función al tiempo obteniendo así la velocidad de propagación del CME. El CME fue capaz de alcanzar una distancia máxima de  $4.83 \times 10^6$  km y una velocidad de  $2\,200$  km s<sup>-1</sup>, respectivamente. En la figura 33 se muestra un plot de la distancia expresado en radios solares ( $R_{\odot}$ ) Vs tiempo, con la finalidad de tener una referencia más clara de la distancia que logra alcanzar el CME en el plano del cielo. En la figura se ve que el CME alcanzó, una distancia de  $6.95 R_{\odot}$  ( $1 R_{\odot} = 696\,000$  km).



**Figura 33:** Estimación de la Distancia Vs Tiempo del CME ocurrido el 07 de Marzo del 2011 en base a los datos del LASCO-C2. El CME logró alcanzar una distancia máxima de  $6.95 R_{\odot}$  ( $1 R_{\odot} = 696\,000$  km).

## IV.2 Evento II: *Solar flare* ocurrido en la región activa 11166

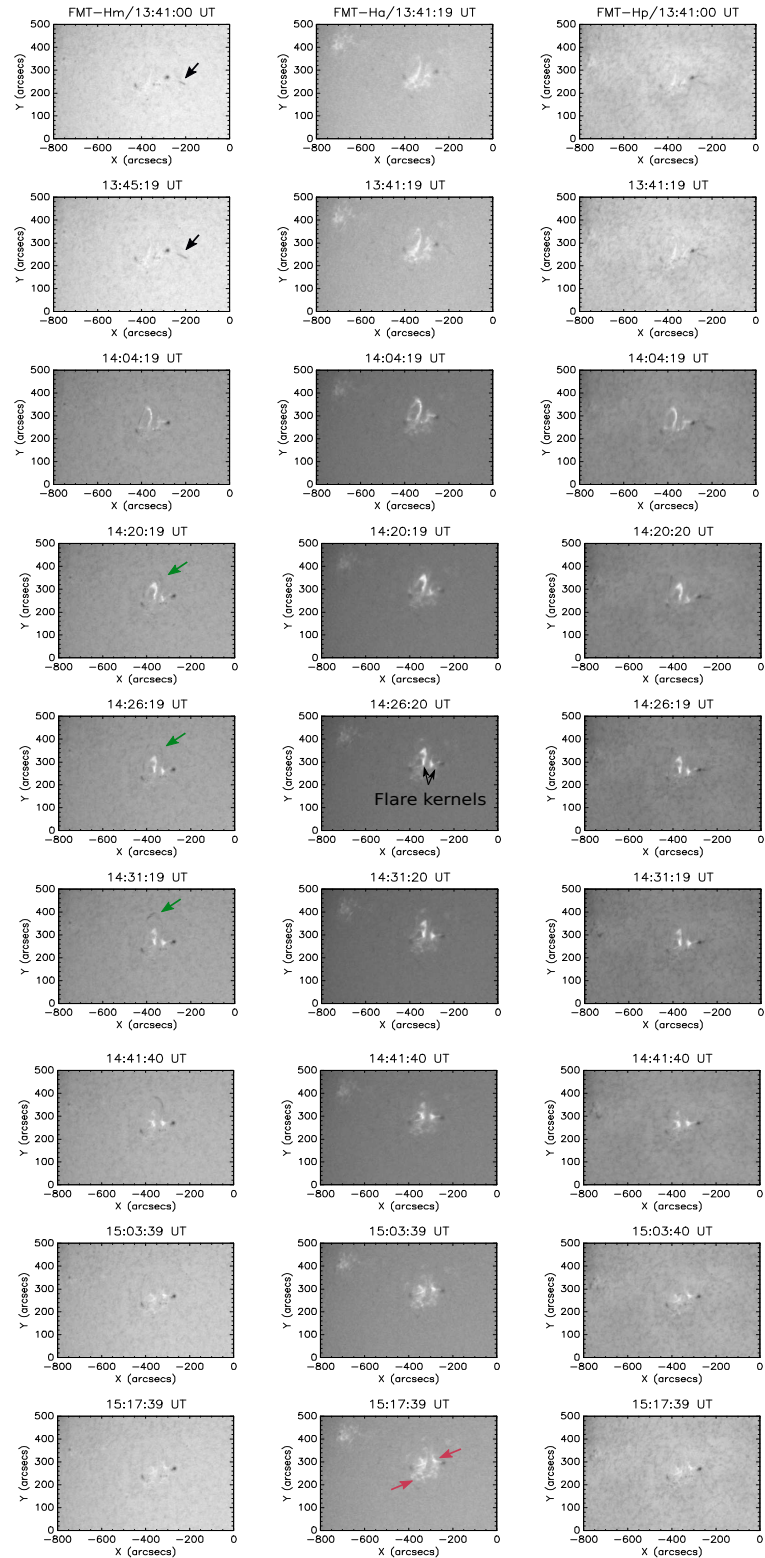
En esta sección presentamos un estudio de la evolución temporal de un *solar flare* de clase M1.9 ocurrido en la AR 11166 el 07 de Marzo del 2011 a las 14:20 UT, y la respuesta del plasma en la cromosfera debido a los efectos del *flare*. El estudio se basa en analizar datos en varias longitudes de onda, tales como: la línea espectral de  $H\alpha$  ( $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8$  Å) registrado por el telescopio FMT, en el EUV (304, 171, y 193 Å) por el instrumento AIA, y en rayos X blandos (*Soft X-ray*) por el satélite GOES.



**Figura 34:** Emisión en rayos X blandos (*Soft X-ray*) registrado por el satélite GOES en los canales de 1.0 – 8.0 Å (*red*; rojo) y de 0.5 – 4.0 Å (*blue*; azul) correspondiente al *solar flare* de clase M1.9 observado el 07 de Marzo del 2011 a las 14:00:00 UT.

### IV.2.1 Observaciones

El 07 de Marzo del 2011 se registró también una explosión solar ocurrida en la AR 11166 (N11°, E13°). De acuerdo al catálogo *Zurich*, esta región activa puede ser clasificada como clase D porque es bipolar y su estructura también está conformada por penumbras. En relación a su configuración magnética es clasificada como *Beta-Gamma* (BG). La configuración BG es caracterizada por presentar una variación de polaridad en una distribución dominante bipolar (figura 25). Debido a su complejidad en su configuración magnética esta AR fue capaz de producir varios *solar flares*, de los cuales uno fue clasificado como M1.9 según la escala de GOES (figura 34), iniciando alrededor de las 14:00:00 UT y alcanzando un máximo a las 14:30:00 UT, aproximadamente.



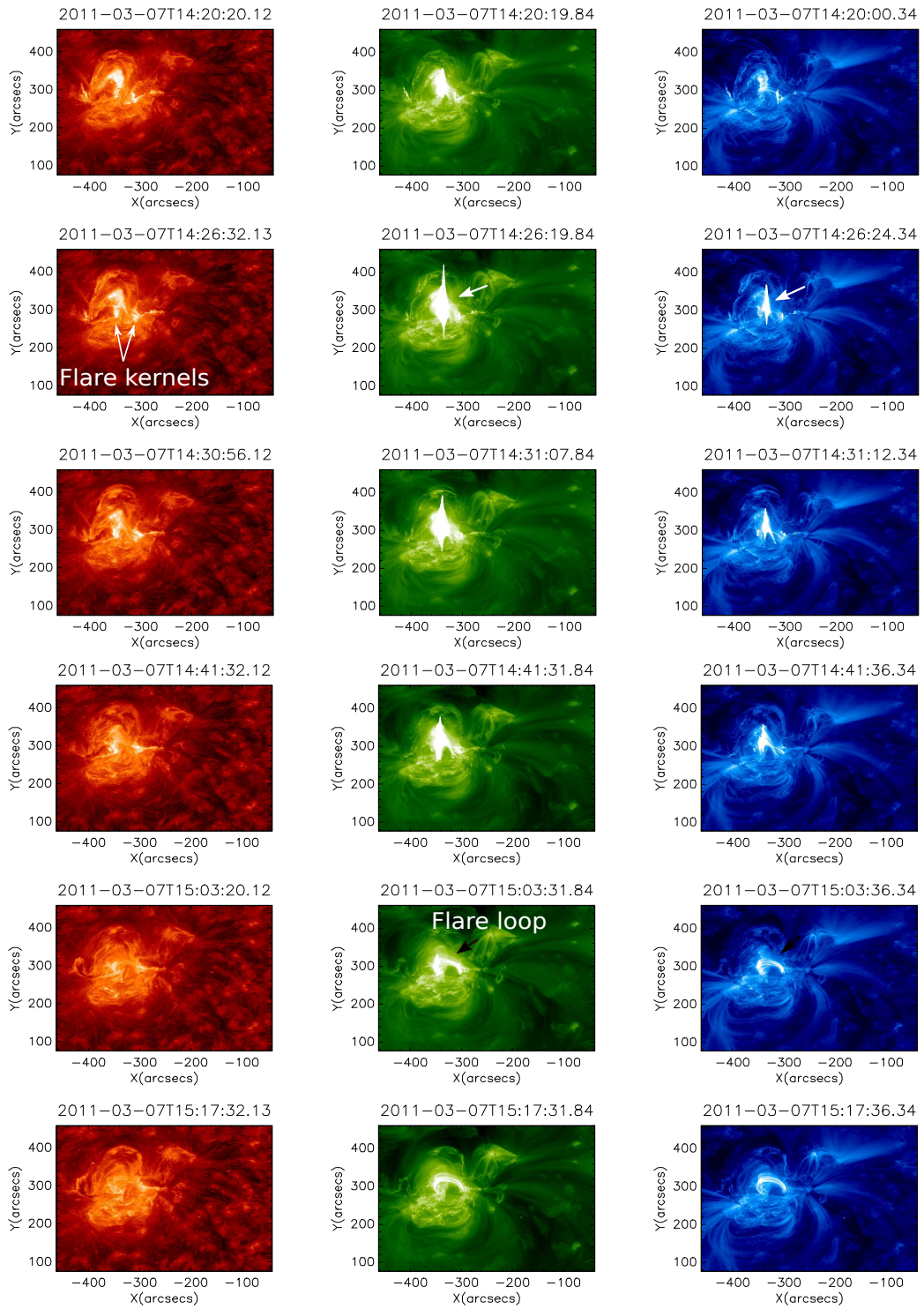
**Figura 35:** Evolución temporal de un *solar flare* de clase M1.9 observado por el FMT en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  (columna izquierda),  $H\alpha$  central (columna central), y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  (columna derecha) el 07 de Marzo del 2011. En  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  apreciamos una pequeña eyección a las 13:41:00 UT (flechas de color negro), además desde las 14:20:19 UT se observa movimiento del material (flechas de color verde). A partir de las 14:04:19 UT en adelante, en la línea espectral de  $H\alpha$  se percibió un abrillantamiento debido al *solar flare*, a las 14:26:20 UT vemos la formación de los *flare kernels* (flechas negras), y por último la formación de un *ribbon flare* (flechas rosadas).

Para el estudio del *solar flare* analizamos los datos tomados por el telescopio FMT ( $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ ), donde observamos a partir de las 13:41:00 hasta las 15:17:39 UT, estructuras oscuras que eyectan (parecidas a *jets*) cercanas a las manchas solares, siendo más prominente en la longitud de onda de  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ . Posterior a estas pequeñas eyecciones ocurre un *solar flare* de clase M1.9. En la cromosfera este *flare* fue observado como estructuras brillantes y puntuales llamados *flare kernels* en  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  (figura 35), también en el EUV (304  $\text{\AA}$ ). En la corona se observan como *flare loops* en las longitudes de onda 171 y 193  $\text{\AA}$  registrados por el SDO/AIA (figura 36).

#### IV.2.2 Características del *solar flare*

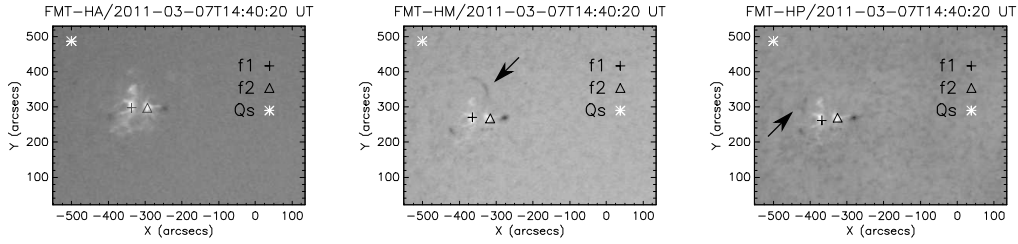
En los datos del FMT ( $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ ), observamos una pequeña eyección minutos antes de la ocurrencia del *solar flare* de clase M1.9 (14:00:00 UT). También se observa la formación de una estructura brillante en  $H\alpha$  central a las 13:41:19 UT (figura 35, panel central) antes de la ocurrencia del *flare* de clase M1.9 cuyo máximo es a las 14:00:00 UT. Minutos más tarde (14:04:19 UT) el abrillantamiento debido al *flare* es más visible en  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ , volviéndose cada vez más intenso. Comparando estos registros con datos del SDO a partir de las 14:20:20 UT en adelante, igualmente observamos un estallido e intenso brillo que podría estar vinculado con la repentina liberación de energía magnética almacenada cerca a la región activa 11166. Esta liberación es debido a un desequilibrio en la configuración del campo magnético, y da lugar a la generación de un *solar flare*.

A partir de las 14:28:20 UT en datos de  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ ,  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  y 304  $\text{\AA}$ , observamos regiones puntuales brillantes conocidos como *flare kernels*. Estos *flare kernels* se pudieron haber generado luego de la reconexión magnética donde da lugar a la aceleración de partículas no termales que impactan en la cromosfera, tal como está establecida en la teoría de reconexión magnética (ver subsección II.3.1). El exceso de la energía liberada durante el *flare* contribuye con el aumento de temperatura en la cromosfera, esto hace que el plasma cromosférico fluya ascendentemente, conocido como evaporación cromosférica que dan lugar a la formación de los arcos coronales (*flare loop*) que son vistos en SXR y líneas extremadamente calientes del EUV, por tal razón se conoce a los *flare kernels* como los pies del *flare loop* (figura 36).



**Figura 36:** Evolución temporal del *solar flare* de clase M1.9 registrado por el SDO/AIA en 304 (columna izquierda), 193 (columna central), y 171 Å (columna derecha) el 07 de Marzo del 2011. Las estructuras que se observan en H $\alpha$  como los *kernels* (figura 35), también son vistos en 304 Å, siendo en este caso emisión en He II proveniente de la cromosfera superior y de la región de transición. En 171 y 193 Å vemos el comportamiento de la baja e intermedia corona durante la ocurrencia del *solar flare*, donde notamos un abrillantamiento más intenso, también se observa la formación de un *flare loop* (flechas de color negro).

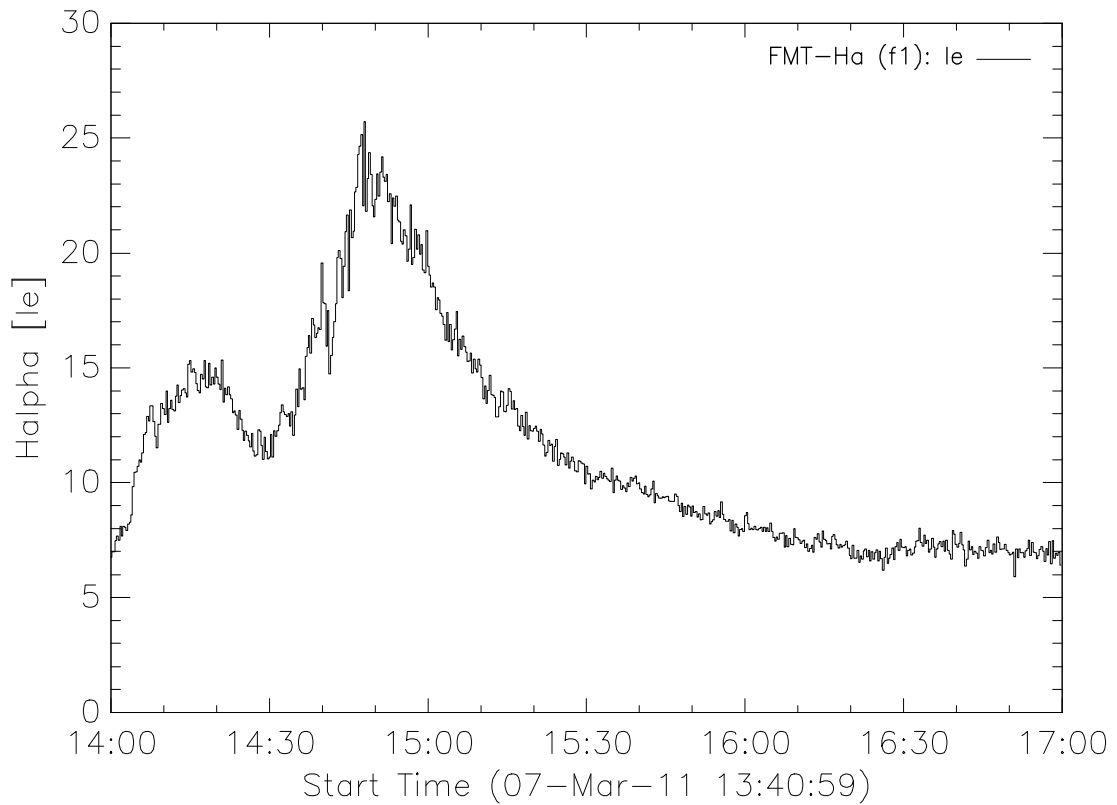
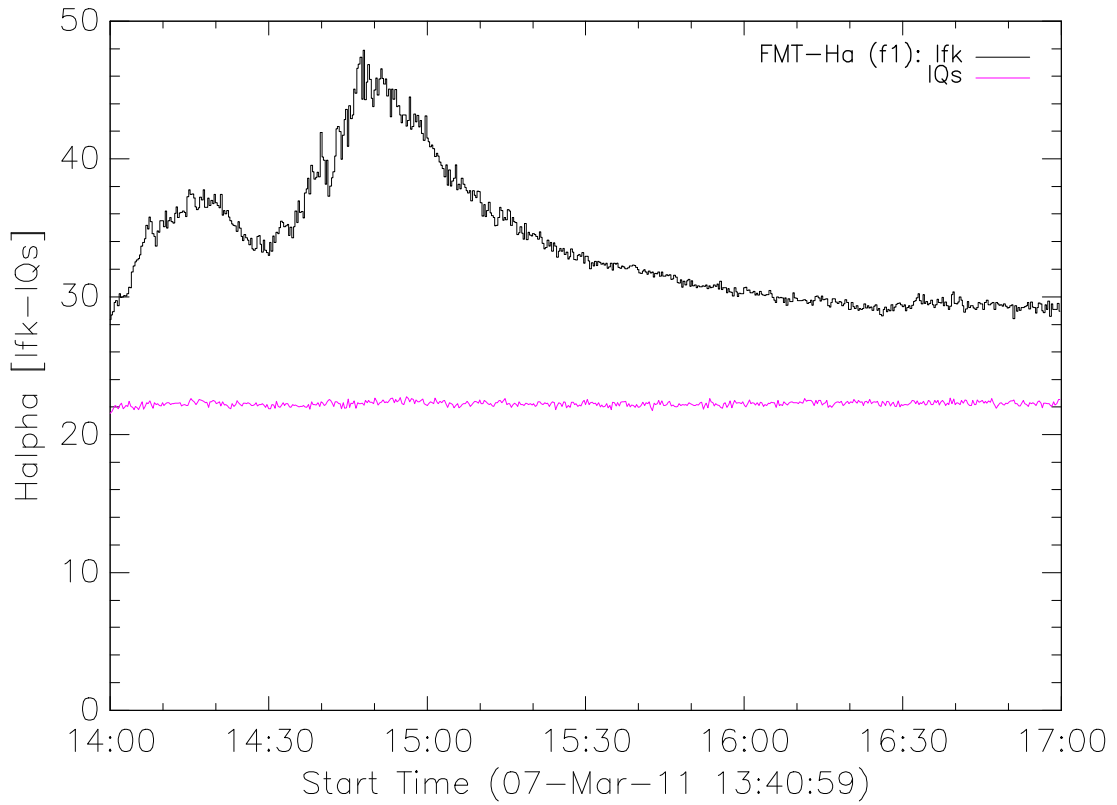
### IV.2.3 Evolución temporal de las fuentes de emisión debido al *solar flare*



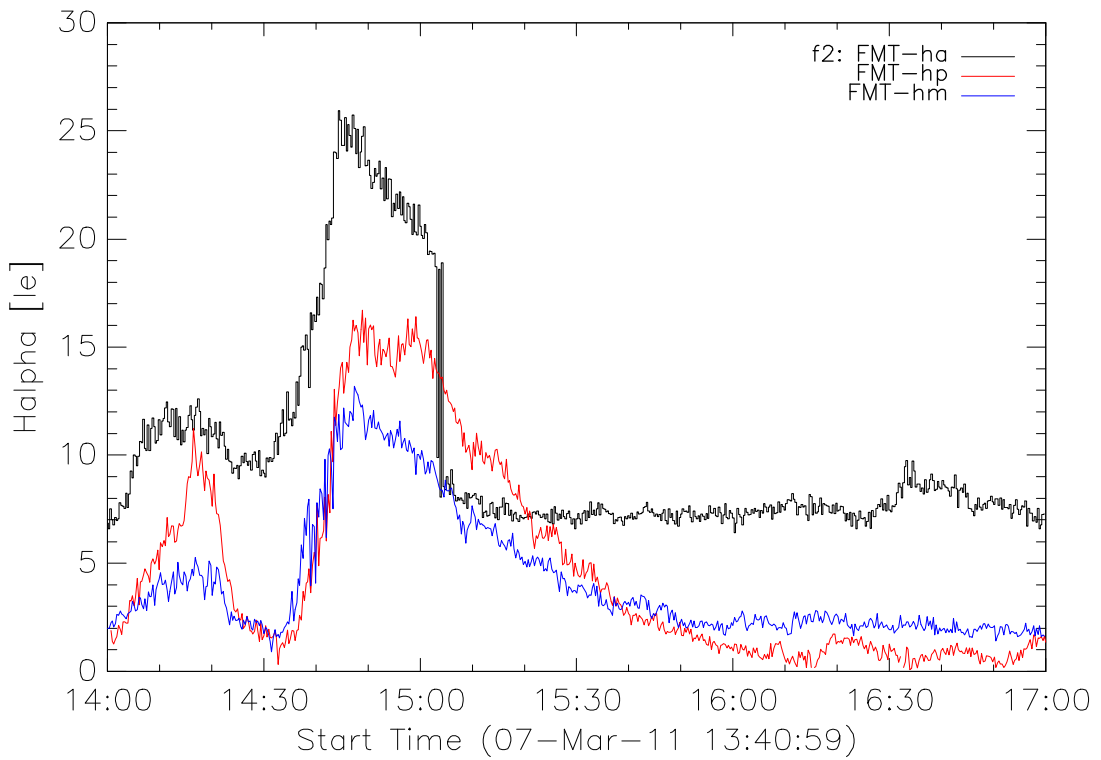
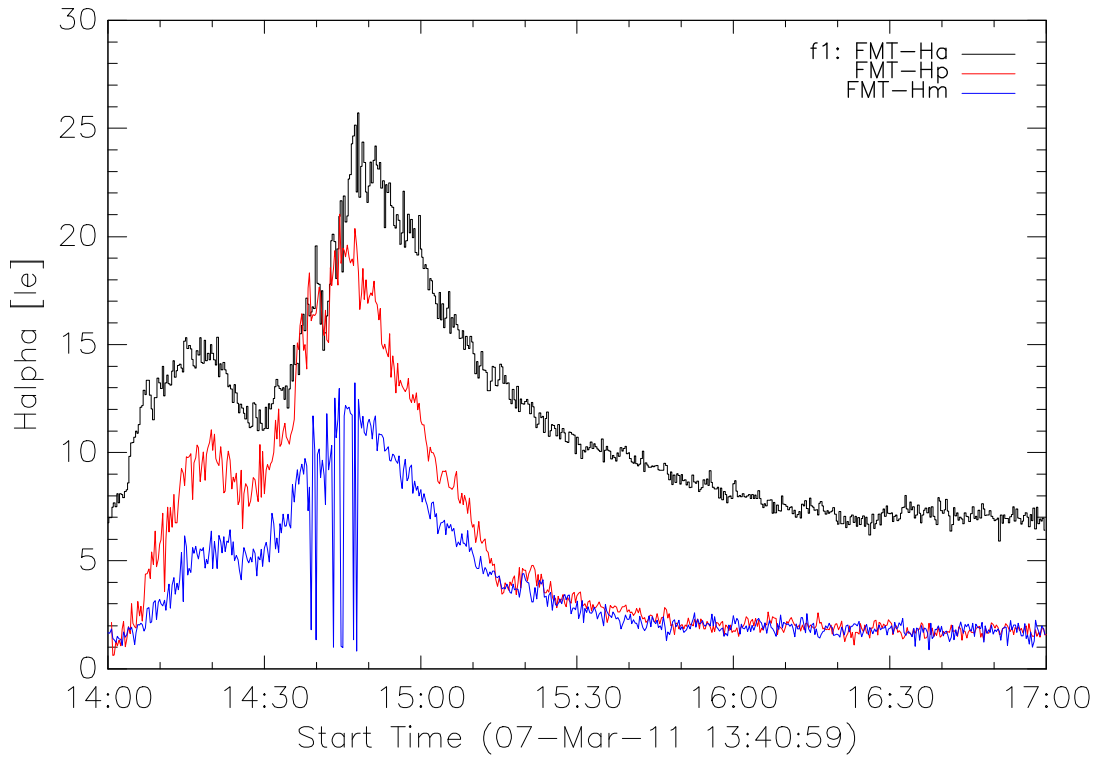
**Figura 37:** Imágenes en  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  registradas el 07 de Marzo del 2011 por el FMT. En las imágenes se muestra los *flare kernels* f1 y f2 cuyas posiciones se indican con los símbolos (+) y ( $\Delta$ ) de color negro, también se señala la posición del Sol quieto con el símbolo (\*) de color blanco. Adicionalmente, se indica movimiento de material en  $H\alpha -0.8$  y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  (flechas negras), siendo más prominente en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ .

Estudiamos la evolución temporal de las fuentes de emisión o *flare kernels* (f1 y f2) observados en la AR 11166 el 07 de Marzo del 2011 desde las 13:40:40 hasta las 17:00:00 UT. Los *flare kernels* visto en  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  y  $304 \text{ \AA}$  corresponden a los pies del *flare loop* (figura 36) observado en datos del EUV ( $171$  y  $193 \text{ \AA}$ ), que son generados luego de la reconexión de líneas de campo magnético durante un *solar flare*. En la figura 37 y 40 los símbolos (+), ( $\Delta$ ) y (\*) indican el centro de la región de interés para determinar el perfil temporal de los *flare kernels* (f1 y f2) y del Sol quieto, respectivamente, cuyas regiones son limitadas entre un área de  $2 \times 2 \text{ píxeles}^2$  y  $10 \times 10 \text{ píxeles}^2$ . Tomando en cuenta la explicación anterior, se determinó la evolución temporal del abrillantamiento de las fuentes de emisión registrados en  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  y en  $304 \text{ \AA}$  que fueron obtenidas a través de la suma total de las intensidades de los píxeles que componen al *flare kernel* limitada entre un área de  $2 \times 2 \text{ píxeles}^2$  para los datos registrados por el FMT y un área de  $10 \times 10 \text{ píxeles}^2$  para los datos obtenidos por el SDO/AIA. Se considera un área adicional del Sol quieto ( $I_{Qs}$ ) de  $2 \times 2 \text{ píxeles}^2$  para los datos del FMT y de  $10 \times 10 \text{ píxeles}^2$  para los registros del SDO/AIA (figura 38), con la finalidad de restar esta intensidad a los *flare kernels* ( $I_{fk}$ ) quedando únicamente el exceso de intensidad ( $I_e$ ) proveniente de los mismos *flare kernels* (ej. D. Cabezas 2015). Este cálculo fue considerado para las 4 longitudes de onda ( $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ ,  $H\alpha +0.8$ , y  $304 \text{ \AA}$ ) mediante la siguiente relación:

$$I_e = I_{fk} - I_{Qs} \quad (13)$$



**Figura 38:** En el panel superior se muestra la curva de luz proveniente de la suma total de intensidades del *flare kernel* f1 ( $I_{fk}$ ) y de una región quieta del Sol ( $I_{Qs}$ ) observado en  $H\alpha$  central. Mientras que, el panel inferior indica el exceso de emisión del *flare kernel* ( $I_e$ ) resultado de la diferencia entre las intensidades del *kernel* y del Sol quieto.



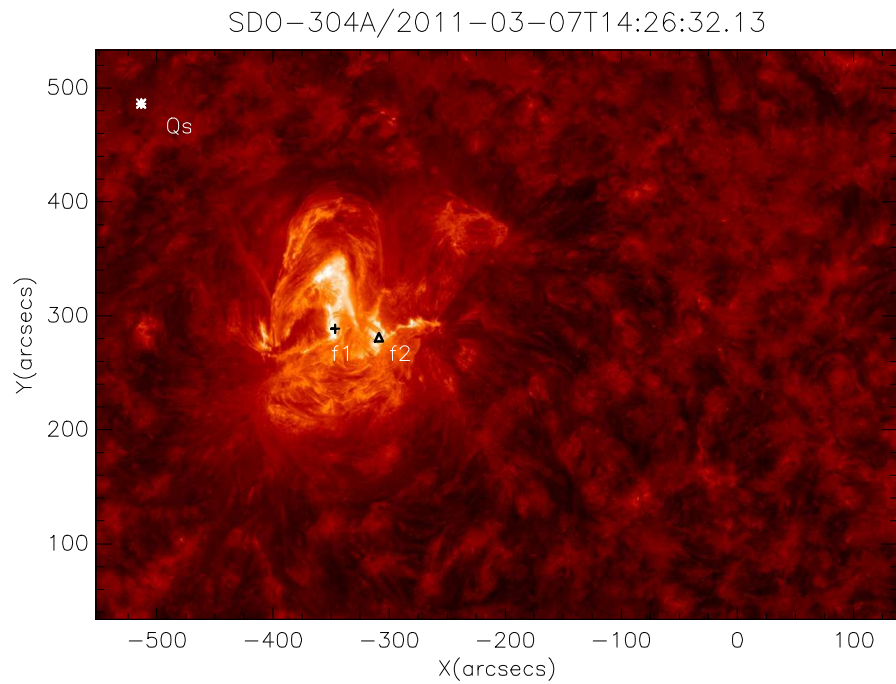
**Figura 39:** Curvas de luz o exceso de emisión de los *flare kernels* f1 y f2 en  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  registrado el 07 de Marzo del 2011 por el FMT. Los perfiles temporales de f1 y f2 se obtuvieron tomando en cuenta las posiciones de los símbolos (+) y ( $\Delta$ ) que se muestra en la figura 37, respectivamente.

En la figura 39 y 41 presentamos la evolución temporal o curva de luz (*light curve*)

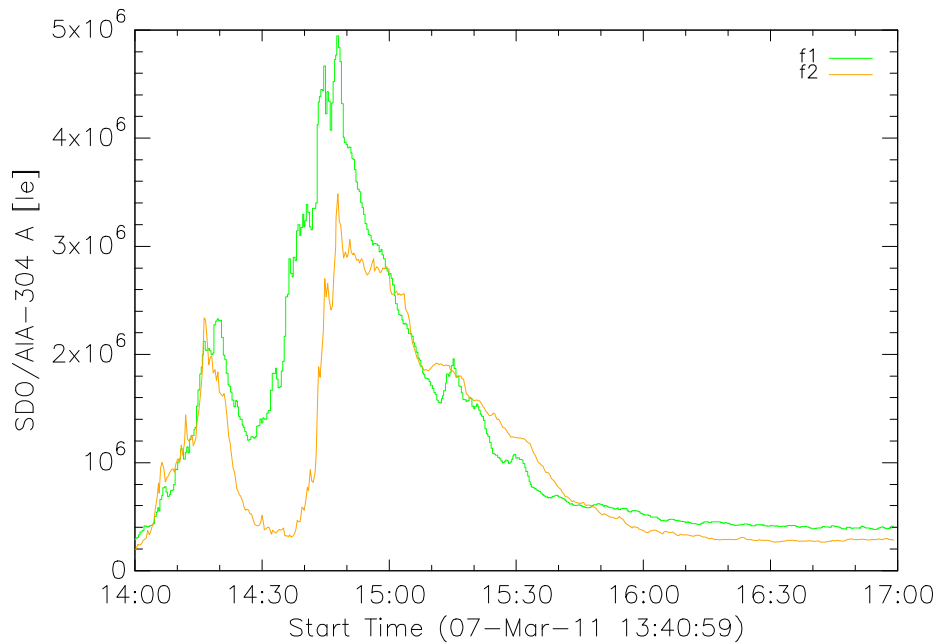
proveniente de los *flare kernels* en 4 diferentes longitudes de onda ( $H\alpha$  central,  $H\alpha - 0.8$ ,  $H\alpha + 0.8$ , y  $304 \text{ \AA}$ ) registrado por el telescopio FMT y el SDO/AIA desde las 13:40:59 hasta las 17:00:00 UT. En los perfiles temporales se observa las tres etapas de la evolución del *solar flare* correspondiente a los *flare kernels* (f1 y f2): fase inicial o impulsiva, fase principal y fase gradual, como se describe en la subsección II.3.2.

La evolución temporal del *flare kernel* f1 en las cuatro diferentes longitudes de onda, presentan relativamente una buena correlación a excepción de las variaciones en el perfil temporal de  $H\alpha - 0.8 \text{ \AA}$  debido a que las imágenes no se lograron “*coalignar*” durante ese período. Durante la fase inicial en  $H\alpha$  central,  $H\alpha - 0.8$ ,  $H\alpha + 0.8$ , y  $304 \text{ \AA}$  notamos un incremento en intensidad, a las 14:30 UT esta intensidad disminuye, luego de unos minutos la intensidad aumenta progresivamente, dando inicio a la fase principal alrededor de las 14:40:00 UT. En los perfiles temporales de  $304 \text{ \AA}$  se ve un incremento mucho mayor en intensidad que los perfiles temporales de  $H\alpha$  central,  $H\alpha - 0.8$ , y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$ . Esto se debe a que la emisión registrada en  $304 \text{ \AA}$  corresponde a la cromosfera superior y parte de la región de transición. También observamos que  $H\alpha$  central presenta un incremento mayor a la emisión observada en  $H\alpha - 0.8$  y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$ ; esto es debido a que la emisión detectada en  $H\alpha$  central proviene de la cromosfera superior, en tanto que  $H\alpha - 0.8$  y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$  resultan de las emisiones provenientes de la cromosfera inferior (figura 37 y 40). Esto quiere decir que los perfiles temporales que se obtienen de observaciones de la cromosfera superior y la región de transición son más sensibles a cambios de temperatura a causa del *solar flare* que se origina en la corona y se encuentra más cerca a la región de transición y cromosfera superior. En los perfiles temporales del *flare kernel* f2 cada longitud de onda ( $H\alpha$  central,  $H\alpha - 0.8$ ,  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$  y  $304 \text{ \AA}$ ) presenta características diferentes. La fase inicial en las 4 longitudes de onda ocurre desde las 13:40:59 hasta las 14:35:00 UT, observándose en  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$  un incremento de intensidad y logrando alcanzar el nivel de  $H\alpha$  central a las 14:15:00 UT. A las 14:20:00 UT se observa una caída en la intensidad, para que luego de unos minutos estos perfiles aumenten progresivamente dando inicio a la fase principal. Al igual que el *flare kernel* f1, durante la fase principal la intensidad en el perfil temporal de  $304 \text{ \AA}$  y  $H\alpha$  central se ve un incremento mayor a  $H\alpha - 0.8$  y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$ . Esto hace que durante la fase gradual  $304 \text{ \AA}$  y  $H\alpha$  central se encuentren por encima de los valores de  $H\alpha - 0.8$  y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$  (figura 39 y 41). Durante la fase gradual en  $H\alpha$  central notamos una repentina caída en intensidad debido a que las imágenes no se “*coalignaron*” correctamente. Además se debe mencionar

que durante la evolución de los *flare kernels* f1 presenta un mayor nivel de intensidad en 304 Å.



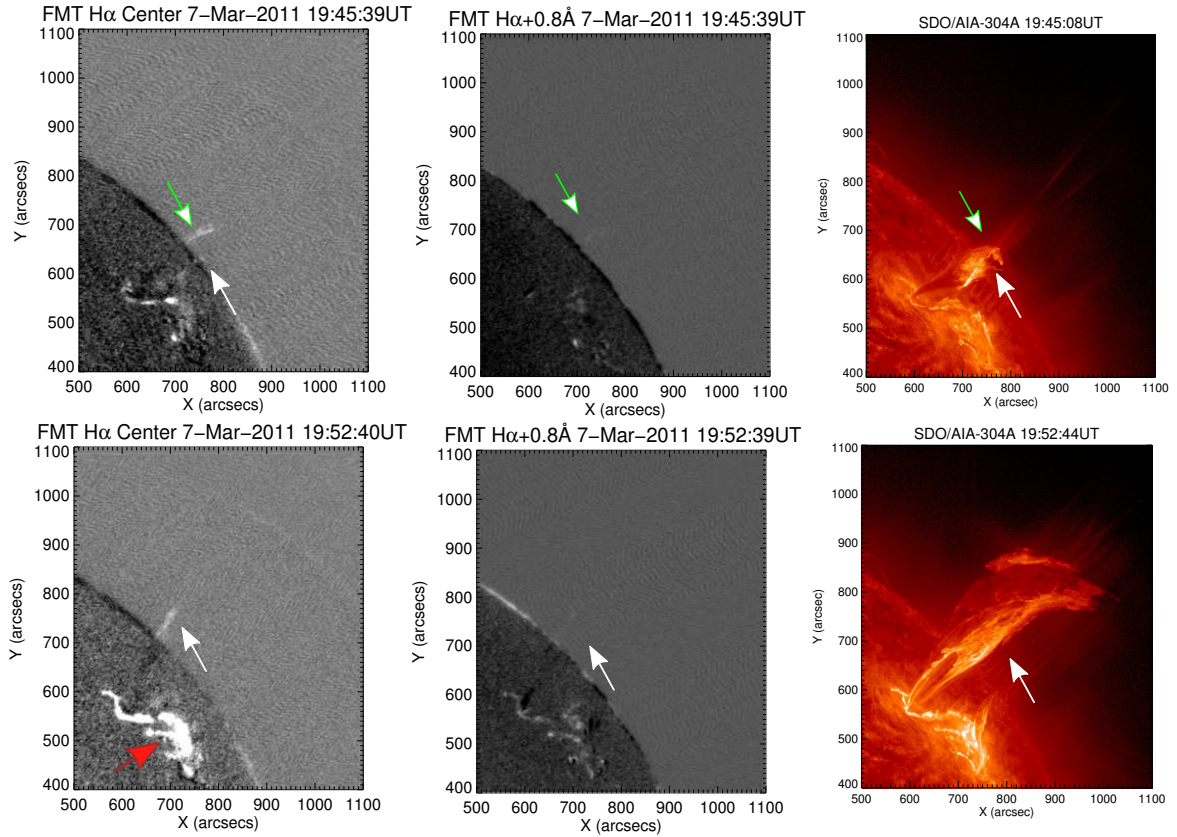
**Figura 40:** Imagen obtenida por el SDO/AIA en 304 Å el 07 de Marzo del 2011 a las 14:26:32 UT. Los símbolos (+) y ( $\Delta$ ) indican los *flare kernels* f1 y f2, mientras que el símbolo (\*) representa el Sol quieto. Se utilizó estas posiciones para obtener los perfiles temporales de f1 y f2.



**Figura 41:** Exceso de emisión de los *flare kernels* en base a los datos del SDO/AIA en 304 Å registrado el 07 de Marzo del 2011. Los perfiles temporales se estimaron tomando en cuenta los *flare kernels* f1 (+) y f2 ( $\Delta$ ) indicados en la figura 40.

## V DISCUSIONES

### Evento I: ¿está vinculado el filamento en erupción con el CME?



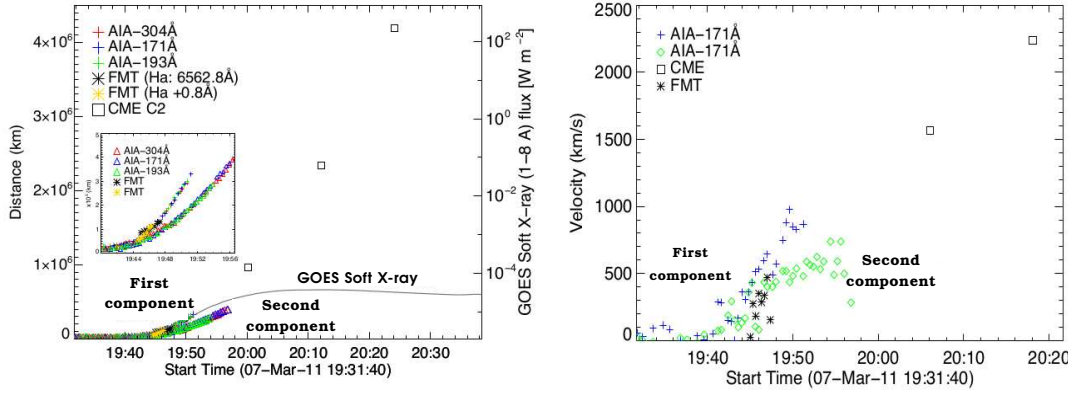
**Figura 42:** Imágenes registradas en  $H\alpha$  central,  $H\alpha + 0.8$ , y  $304 \text{ \AA}$  por el telescopio FMT y el satélite SDO/AIA, respectivamente. Las flechas de color verde indican la primera componente (*first component*) y la blanca la segunda componente (*second component*) del filamento en erupción. Las dos componentes son más visibles en  $H\alpha$  central y  $304 \text{ \AA}$  que en  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$ . Además, se observó una estructura brillante conocido como *ribbon flare* señalada por la flecha de color rojo.

Gracias a observaciones en múltiples longitudes de onda estudiamos a detalle la evolución del filamento en erupción en la cromosfera, región de transición y corona. Inicialmente notamos la erupción de dicho filamento a las 19:45:00 UT en datos de  $H\alpha$  central y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$ , a las 19:52:40 UT observamos una segunda erupción. Al comparar los datos del FMT ( $H\alpha$  central,  $H\alpha - 0.8$ , y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$ ) con el SDO/AIA ( $304$ ,  $193$ , y  $171 \text{ \AA}$ ) a partir de las 19:45:00 UT en adelante, se observa que dicha estructura está constituida por dos partes, tal como se muestra en la figura 28 y 42, y también descrito por Cheng et al. (2013). En la figura 42 vemos claramente la erupción de este material en  $H\alpha$  central,  $H\alpha + 0.8$ , y  $304 \text{ \AA}$ . Para los datos de  $H\alpha$  central y  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$  se mejoró el contraste de las imágenes sustrayendo una imagen quieta registrada a las 19:45:00 UT antes de la erupción. En  $H\alpha$  central y en el EUV ( $304 \text{ \AA}$ ) observamos la primera y segunda componente del filamento en erupción que es señalada por medio de las flechas de color verde y blanca respectivamente, mientras que en  $H\alpha + 0.8 \text{ \AA}$  la estructura es muy tenue a las

19:45:39 UT. A las 19:52:40 UT notamos la erupción de la segunda componente del filamento (flecha blanca) en observaciones de  $H\alpha$  central y  $304 \text{ \AA}$ . La razón por la que parte de este material no fue visto en  $H\alpha$  central ni en  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  a las 19:47:00 UT es porque probablemente el filamento en erupción se está moviendo en la línea del observador ( $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ , *blue wing*), pero no se cuenta con registros en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  durante ese período de tiempo para confirmar su real movimiento. También es importante mencionar que debido al número limitado de longitudes de onda ( $-0.8 \text{ \AA}$  and  $+0.8 \text{ \AA}$ ), el FMT es capaz de detectar solamente filamentos en erupción con velocidades menor o igual a  $40 \text{ km s}^{-1}$  en la línea del observador, lo que sugiere es que si el material adquirió una velocidad mayor a  $40 \text{ km s}^{-1}$  en la línea del observador, el instrumento probablemente no fue capaz de detectarlo.

Adicionalmente, es bueno también notar que durante la erupción hay un incremento de temperatura del filamento, que conlleva a que los átomos de hidrógeno se ionicen rápidamente. Esto implica que el material en erupción ya no emite en la línea del hidrógeno sino en líneas más calientes, como en el EUV ( $304, 193, \text{ y } 171 \text{ \AA}$ ) que son más sensibles a emisiones de plasma muy caliente por encima del típico valor de temperatura en la cromosfera.

Por otro lado, calculamos la distancia y velocidad de la primera y segunda componente del filamento en erupción con la finalidad de conocer cual de estas estructuras contribuyó con la generación de la eyección de masa coronal. La figura 43 (primer panel), muestra el perfil de la Distancia Vs Tiempo del filamento en erupción usando datos del FMT y SDO/AIA. La primera componente logra alcanzar una distancia y velocidad máxima de  $1.3 \times 10^5 \text{ km}$  y  $500 \text{ km s}^{-1}$  en  $H\alpha$ , mientras que el EUV del SDO/AIA alcanza una distancia máxima de  $3 \times 10^5 \text{ km}$  y  $1000 \text{ km s}^{-1}$ . La segunda componente solo se calculó en base a los datos del SDO/AIA debido a la falta de datos en el FMT, esta componente alcanzó una distancia y velocidad máxima de  $4 \times 10^5 \text{ km}$  y  $800 \text{ km s}^{-1}$ . Adicionalmente, calculamos la distancia y velocidad de propagación del CME usando datos del instrumento LASCO-C2, resultando  $4.83 \times 10^6 \text{ km}$  ( $6.95 R_{\odot}$ ) y  $2200 \text{ km s}^{-1}$ , respectivamente. Tomando en cuenta los valores del FMT, AIA y LASCO-C2, encontramos una buena correlación de la primera componente del filamento en erupción con el CME como se muestra en la figura 43, también notamos que el filamento erupcionó minutos antes de la ocurrencia del *solar flare* de clase M3.7 y del CME.



**Figura 43:** El panel superior presenta la evolución temporal de la distancia en función al tiempo de las dos componentes (*first component* y *second component*) del filamento en erupción registrado en  $H\alpha$  central y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  por el FMT y en 304, 171, y 193  $\text{\AA}$  por el SDO/AIA ocurrido el 07 de Marzo del 2011. Para comparar incluimos mediciones del CME en base a observaciones del LASCO-C2, y también incluimos datos del *solar flare* de clase M3.7 registrado por el satélite GOES en el canal de 1 – 8  $\text{\AA}$ . En el panel inferior se muestra la velocidad en el plano del cielo en  $\text{km s}^{-1}$  usando también observaciones del FMT ( $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ ), SDO/AIA (171  $\text{\AA}$ ) y del CME.

Por otra parte, analizamos las características Doppler del filamento en erupción durante la fase inicial y de crecimiento, donde vemos que este material se mueve en la línea del observador ( $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ , *blue wing*), como se muestra en la figura 29. Notamos que el movimiento del material durante la fase principal no es posible precisar con exactitud debido a la falta de observaciones en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ , pero se debe tomar en cuenta que en datos de  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  se aprecia una pequeña estructura o componente oscura sobre el disco solar (figura 28), lo que sugiere que parte del material se está moviendo en dirección opuesta al observador ( $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ , *red wing*).

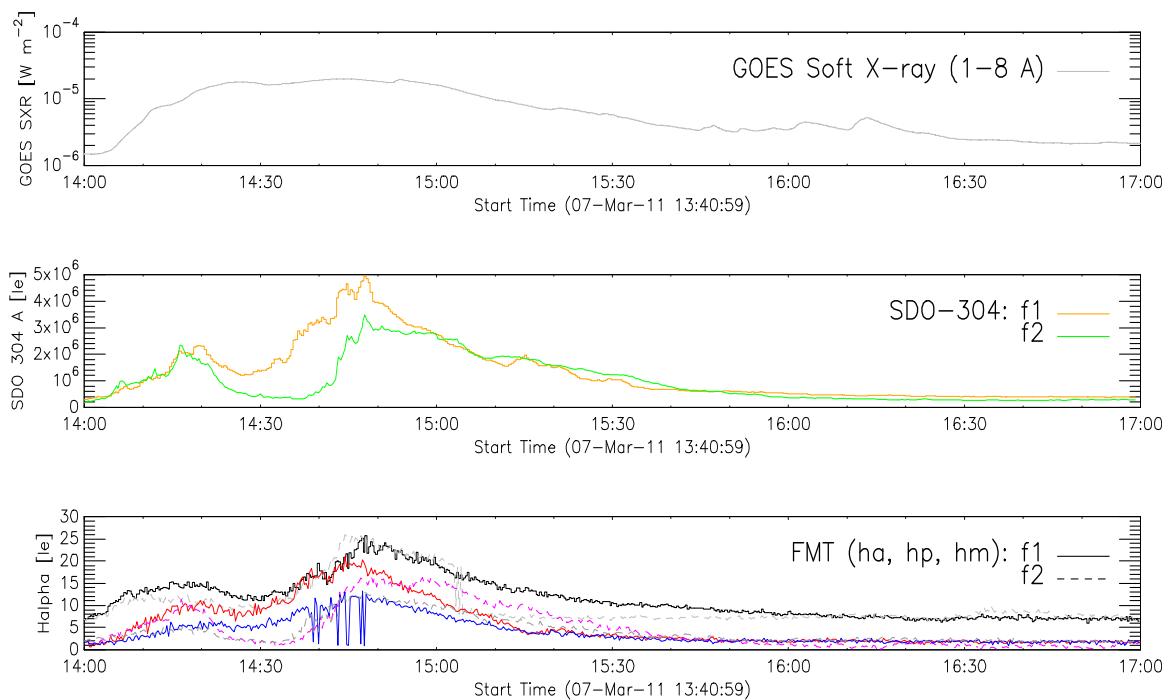
## Evento II: ¿cómo el plasma de la cromosfera responde a la ocurrencia de un *solar flare*?

En la sección IV.2 mostramos la evolución temporal de un *solar flare* de clase M1.9, ocurrido el 07 de Marzo del 2011 a las 14:00:00 UT en la AR 11166. Previo a la ocurrencia del *solar flare*, a las 13:41:00 UT se identificó una pequeña erupción en datos de  $H\alpha$  ( $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ , y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$ ) y en el EUV (304, 193, y 171  $\text{\AA}$ ). Tal vez esta estructura pudo haber contribuido con la ocurrencia del *solar flare*.

Alrededor de las 14:00 UT, en datos del FMT y SDO/AIA observamos un estallido e intenso brillo, haciéndose cada vez más incandescente en datos del EUV; esto es debido a que el plasma llega a superar el valor de temperatura de 1 MK. Tal vez este estallido estaría vinculado con la liberación de gran cantidad de energía magnética almacenada en la AR 11166 a consecuencia del desequilibrio en la configuración del campo magnético. De acuerdo al modelo universal CSHKP (Carnichael-1964, Sturrock-1966, Hirayama-1974, Kopp y Pneuman-1976), tal como se describe en la subsección II.3.1, en el punto de reconexión las partículas son aceleradas y parte

de ellas viajan en dirección a la cromosfera dando lugar a la generación de regiones brillantes y puntuales llamados *flare kernels* visto en  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ ,  $H\alpha +0.8$ , y  $304 \text{ \AA}$  que corresponden a los pies del *flare loop* que es observado en el EUV ( $193$  y  $171 \text{ \AA}$ ). Estas observaciones dan un claro indicio del modelo universal del *flare* CSHKP (figura 5).

Los perfiles temporales del *flare kernel* f1 obtenidos de  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ ,  $H\alpha +0.8$ , y  $304 \text{ \AA}$  durante la fase inicial o impulsiva presentan una buena correlación, mientras que después de 40 minutos aproximadamente notamos un ligero descenso, y a las 14:31:00 UT se observa un aumento en intensidad hasta las 14:40:00 UT dando inicio a la fase principal. En esta fase se registra el pico máximo de intensidad a las 14:45:00 UT que también fue observado en datos de la cromosfera. Después de un tiempo notamos una caída en intensidad dando inicio a la fase gradual. Los perfiles temporales del *flare kernel* f2 en  $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ ,  $H\alpha +0.8$ , y  $304 \text{ \AA}$ , presentan diferentes características. En la fase inicial observamos un aumento y una caída en intensidad a partir de las 13:40:59 hasta las 14:35:00 UT. Después de unos minutos notamos un aumento llegando a alcanzar un pico máximo a las 14:45:00 UT al igual que f1, esto ocurre durante la fase principal. Minutos más tarde notamos un descenso en intensidad dando inicio a la fase gradual.



**Figura 44:** El panel superior muestra información del *solar flare* en rayos X-blandos, el panel central e inferior presenta la evolución temporal en múltiples longitudes de onda ( $H\alpha$  central,  $H\alpha -0.8$ ,  $H\alpha +0.8$ , y  $304 \text{ \AA}$ ) del exceso de emisión de los *flare kernels* f1 y f2 registrado el 07 de Marzo del 2011. Las líneas solidas en el panel inferior muestra información del *flare kernel* f1 en  $H\alpha$  central (negro),  $H\alpha -0.8$  (azul), y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  (rojo), en tanto que las líneas punteadas indican el exceso de emisión del *flare kernel* f2 en  $H\alpha$  central (gris),  $H\alpha -0.8$  (magenta), y  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  (plomo).

Al comparar los perfiles temporales de las fuentes de emisión f1 y f2 en  $H\alpha$  obtenidos por el FMT y en 304 Å registrado por el AIA con los datos de rayos-X blandos (SXR) del GOES, notamos que no guardan una buena correlación durante la fase inicial y gradual, mientras que en la fase principal si presentan una relativa similitud (figura 44).

Las características observadas en los perfiles temporales se comprende gracias al estudio realizado por Canfield & Gayley en 1987, donde mencionan que los perfiles temporales en la línea de  $H\alpha$  presentan características diferentes debido a la temperatura, ionización y al efecto hidrodinámico. Por tal motivo, el perfil temporal en  $H\alpha$  central que muestra una mayor amplitud podría estar relacionado al aumento de temperatura, en tanto que los perfiles temporales en  $H\alpha -0.8$  y  $H\alpha +0.8$  Å estarían vinculados con la ionización y el efecto hidrodinámico o condensación cromosférica, respectivamente. También se debe notar que los perfiles temporal en  $H\alpha$  central y en 304 Å guardan una correlación debido a que la información que proviene de  $H\alpha$  central tiene contribución de la cromosfera superior que es asimismo registrada en 304 Å. Vale indicar que el tamaño seleccionado para calcular los perfiles temporales no influyen en la comparación, ya que para cada caso se le sustrajo una área de intensidad del Sol quieto del mismo tamaño tanto para  $H\alpha$  y 304 Å, respectivamente, tal como se describe en la subsección IV.2.3.

Las diferencias que presentan los datos del FMT y el SDO/AIA con el SXR del GOES es debido a que la información que brinda el satélite GOES corresponde a un flujo integrado de todo el disco solar completo, mientras que la curva de luz proveniente del FMT y SDO/AIA como se muestra en figura 39 y 41 responde a una región específica del Sol (AR 11166).

## VI CONCLUSIONES

### **Evento I: filamento en erupción y su relación con una eyección de masa coronal**

Se analizó un filamento en erupción ocurrido el 07 de Marzo del 2011 en la AR 11164 considerando datos del FMT ( $H\alpha$  central,  $H\alpha +0.8$ , y  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ ) y del SDO/AIA (304, 171, y 193  $\text{\AA}$ ).

Se combinaron los datos en  $H\alpha +0.8$  y  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  para la obtención de dopplergramas del filamento en erupción y se estudió la evolución morfológica. Los resultados mostraron que el filamento durante la fase inicial se estuvo moviendo en dirección al observador, lo que indica un corrimiento hacia el azul (*blue-wing*). Durante la fase principal de la erupción no se pudo determinar con exactitud el movimiento del material por la ausencia de datos en  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ . Sin embargo en datos de  $H\alpha +0.8 \text{ \AA}$  se identificó parte del material en erupción, probablemente este se estuvo moviendo en dirección opuesta al observador, lo que indica un corrimiento hacia el rojo (*red-wing*).

Por otra parte, basándonos en los perfiles de la Distancia Vs Tiempo se calculó la velocidad en el plano del cielo del filamento en erupción para establecer la relación con el proceso dinámico de la eyección de masa coronal (CME). Los resultados muestran que la primera componente o componente principal del filamento, la cual fue observada en  $H\alpha$  y en el EUV, exhibe una correlación positiva con la velocidad ascendente y con la dirección de propagación del CME, esta correlación positiva se presenta en la figura 43. La velocidad máxima del filamento en erupción que determinamos en  $H\alpha$  fue de  $500 \text{ km s}^{-1}$  y en el EUV es de  $1000 \text{ km s}^{-1}$ , mientras que la velocidad máxima del CME fue de  $2200 \text{ km s}^{-1}$ . Esta velocidad del CME es bastante alta a comparación de los valores que alcanza un ordinario CME ( $540 \text{ km s}^{-1}$ ). Concluimos que el filamento en erupción pudo desempeñar un papel importante en la iniciación del CME.

### **Evento II: respuesta del plasma en la cromosfera debido a un solar flare**

Se estudió la evolución temporal de un solar flare de clase M1.9 ocurrido el 07 de Marzo del 2011 en la AR 11166 considerando los datos en la línea espectral de  $H\alpha$  ( $H\alpha$  central,  $H\alpha +0.8$ , y  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$ ), en el EUV (304, 193, y 171  $\text{\AA}$ ), y también en rayos X blandos.

En base a los perfiles temporales de los *flare kernels* f1 y f2 se identificó la fase inicial, principal y gradual del solar flare, tal como se mostró en la figura 44. La fase inicial observado en los perfiles temporales de los *flare kernels* f1 y f2 ocurrió desde las 13:40:59 hasta las 14:45:00 UT, que dio lugar a la fase principal donde se registró un pico máximo a las 14:45:00 UT. Durante las fases los perfiles temporales en  $H\alpha$  central y EUV (304  $\text{\AA}$ ) presentan una mayor intensidad o amplitud

debido a que son emisiones de la cromosfera superior, en tanto los perfiles en  $H\alpha +0.8$  y  $H\alpha -0.8 \text{ \AA}$  presentan una menor intensidad durante las fases debido a que las emisiones provienen de la cromosfera inferior. Estos resultados nos llevan a concluir que durante el flare de clase M1.9 el plasma en las diferentes capas de la cromosfera respondió de diferentes maneras, y este comportamiento se encuentra relacionado a diferentes mecanismos físicos, tales como aumento de temperatura, ionización, y efecto hidrodinámico (ver subsección II.3.2).

## RECOMENDACIONES

En esta tesis se estudió dos eventos ocurridos el 07 de Marzo del 2011, los cuales son: la relación de un filamento en erupción con una eyección de masa coronal (CME) y la respuesta del plasma en la cromosfera debido a un *solar flare*. Los *solar flares* y los CMEs afectan a la magnetosfera terrestre y a la Tierra, por tal motivo estos fenómenos son estudiados con mucho interés. En este trabajo estos fenómenos fueron investigados en base a observaciones en múltiples longitudes de onda, tales como:  $H\alpha$ , EUV, y SXR.

Gracias al estudio del filamento en erupción pudimos concluir que la primera componente que forma parte de esta estructura contribuye con la generación del CME que fue capaz de alcanzar una velocidad máxima de  $2\,200\text{ km s}^{-1}$ . El CME originó una tormenta geomagnética el 11 de Marzo del 2011 con un índice Dst (*Disturbance storm time index*) de  $-83\text{ nT}$ . El índice DST mide la variación de la actividad geomagnética terrestre debido a la ocurrencia de un CME o un *solar flare*.

Debido a la influencia que tienen los filamentos en erupción con la generación de los CME, como trabajo a futuro se desea y recomienda estudiar dichas estructuras utilizando el modelo *Cloud Model*. Este modelo considera al filamento como un material suspendido (nube) ubicado sobre la superficie solar, el modelo también toma en cuenta la intensidad o radiación proveniente de la superficie solar que pasa a través del filamento. Esto permitirá conocer los parámetros físicos y la morfología del filamento en erupción con mayor detalle. También, se debería usar el modelo PFSS (*Potential Field Surface Surface*) para extrapolar las líneas de campo sobre los magnetogramas. Esto ayudará a conocer la configuración magnética y la topología de la AR 11164 donde ocurrió la erupción del filamento. Llevando a cabo este análisis se podrá conocer como este tipo de fenómenos influye en el clima espacial.

# BIBLIOGRAFÍA

- [1] Cabezas, D.P, *Diseño y Construcción de un Sistema de Observación para la Detección de Erupciones Solares*, Tesis de Pre-grado, Universidad Nacional San Luis Gonzaga, Ica, 2011.
- [2] Priest, E., *Magnetohydrodynamics of the Sun*, New york: Cambridge University Press, 2014, pp. 5-57.
- [3] Aschwanden, M.J., *Physics of the Solar Corona*. UK: Published in association with Praxis Publishing Chichester, 2004, pp.14-68.
- [4] Kenneth, R.L., *The Sun from Space*, USA: Second Edit. Tufts University, 2009, pp.106-108.
- [5] Lopez, K.F., Cañedo, V.S., Cabezas, D.P., Buleje, Y.J., *Sunspot Characteristics of Active Regions NOAA 2268 and NOAA 2305*, J.Phys.:Conf.Ser, 1143 012007, 2018, pp.2.
- [6] Borrero, J.M. & Ichimoto, K., *Magnetic Structure of the Sunspots*, Living Rev.Sol.Phys., 2011, pp. 8-4.
- [7] Hathaway, D.H., *The Solar Cycle*, Living Rev.Sol.Phys., 2015, pp. 4-16.
- [8] Editado por los estudiantes universitarios de Ciencias de la Universidad de Kioto, y los observatorios de Hida y Kwasan, *Solar activity and effects on the terrestrial environment*, pp.12.
- [9] Shibata, K. and Magara, T., *Solar Flares: Magnetohydrodynamic Processes*, Living Rev. Solar Phys., 2011, pp. 8.
- [10] Caspi, A., *Distinguishing Between Thermal and Non-Thermal Electrons in Solar Flares Using X-Ray Observations*, 2008, pp.21.
- [11] Hirayama, T., *Theoretical Model of Flares and Prominences. I: Evaporating Flare Model*, Solar Phys. 34, 323–338, 1974.
- [12] Antonucci, E., Gabriel, A.H., Acton, L.W., Leibacher, J.W., Culhane, J.L., Rapley, C.G., Doyle, J.G., Machado, M.E. and Orwig, L.E., *Impulsive phase of flares in soft X-ray emission*. Solar Phys. 78, 107–123, 1982.
- [13] Antonucci, E., Gabriel, A.H., Dennis, B.R., *The energetics of chromospheric evaporation in solar flares*, Astrophys. J. 287, 917–925, 1984.
- [14] Ichimoto, K. and Kurokawa, H, *H $\alpha$  red asymmetry of solar flares*, Solar Phys. 93, 105–121, 1984.

- [15] Canfield, R.C., Penn, M.J., Wulser, J.-P., Kiplinger, A.L., *H $\alpha$  spectra of dynamic chromospheric processes in five well observed X-ray flares*, *Astrophys. J.* 363, 318–325, 1990.
- [16] *The Preliminary Report and Forecast of Solar Geophysical Data*, National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA), 2012.
- [17] Canfield, R.C., Gayley, K.G., *Impulsive H $\alpha$  Diagnostics of Electron Beam Heated Solar Flare Model Chromospheres*. *Astrophys. J.* 322:999-1009, 1990.
- [18] Martin, S.F., *Conditions for the Formation and Maintenance of Filaments (Invited Review)*. *Solar Phys.* 182, 107–137, 1998.
- [19] Chae, J., *Observational Determination of the Rate of Magnetic Helicity Transport through the Solar Surface via the Horizontal Motion of Field Line Footpoints*. *Astrophys. J. Lett.* 560, L95–L98, 2001.
- [20] *Flux rope (magnetic structure of a solar filament/prominence)*. Disponible en: <http://163.180.179.74/magara/page31/Topics/Fluxrope/fluxrope.html>. Último acceso 31 de Mayo del 2019.
- [21] Low, B.C. and Hundhausen, J.R., *Magnetostatic structures of the solar corona. II. The magnetic topology of quiescent prominences*, 1995.
- [22] Low, B.C., *Solar Activity and the Corona*, *Solar Phys.* 167, 217–265, 1996.
- [23] Cheng, X., Zhang, J., Ding, M.D., Liu Y. and Poomvises, W., *The Driver of Coronal Mass Ejections in the Low Corona: A Flux Rope*, *Astrophys. J.* 763:43, 2013.
- [24] Cabezas, D.P, Martinez, L.M., Buleje, Y.J., Ishitsuka, M., Ishitsuka, J.K, Morita, S., Asai, A., Ishii, T.T., Kitai, R., Takasao, S., Yoshinaga, Y., Otsuji, K., Shibata, K., *“Dandelion” Filament Eruption and Coronal Waves Associated with a Solar Flare on 2011 February 16*, *Astrophys. J.*, 836:33, 2017.
- [25] *Doppler shift*. Disponible en: <https://imagine.gsfc.nasa.gov/>. Último acceso: 20 de Mayo del 2021.
- [26] Trotter, G., Raulin, J-P., Giménez de Castro G., Luthi T., Caspi A., Mandridi C.H., Luoni M.L., Kaufmann P., *The origin of the submillimeter radio emission during the time-extended phase of a solar flare*, *Sol Phys.* 1109-5729, 2011.
- [27] Cabezas, D.P., *Estudo em múltiplas frequências da baixa atmosfera solar durante explosões*, Tesis de Maestria, Universidade Presbiteriana Mackenzie, 2015.
- [28] Cabezas, D.P., Asai, A., Ichimoto, K., Sakaue, T., UeNo, S., Ishitsuka, J.K., and Shibata, K., *Dynamic Processes of the Moreton Wave on 2014 March 29*. *The Astrophys. J.*, vol. 883, Numb.1., 2019.
- [29] UeNo, S., Shibata, K., Morita, S., Kimura, G., Asai, A., Kitai, R., Ichimoto, K., Nagata, S., Ishii, T., Nakatani, Y., Yamaguchi, M., et al., *International Collaboration and Academic Exchange of the CHAIN Project in this Three Years (ISWI Period)*, *Sun and Geosphere*, ISSN 1819-0839, 2013.

- [30] Seki, D., UeNo, S., Isobe, H., Otsuji, K., Cabezas, D.P., Ichimoto, K., Shibata, K., and CHAIN team, *Space Weather Prediction from the Ground: Case of CHAIN*, Sun and Geosphere, ISSN 2367-8852, 2018.
- [31] *The Flare Monitoring Telescope (FMT)*.  
Disponible en: <https://www.kwasan.kyoto-u.ac.jp/>. Último acceso: 22 de Julio del 2019.
- [32] Kurokawa, H., Ishiura, K., Kimura, G., Nakai, Y., Kitai, R., Funakoshi, Y., and Shinkawa, T., *Observations of Solar H $\alpha$  Filament Disappearances with a New Solar Flare-Monitoring-Telescope at Hida Observatory*, J. Geomag. Geoelectr. 47, 1043-1052, 1995.
- [33] Opto Engineering. *Introducción a la Óptica telecéntrica*. Disponible en: <https://www.opto-e.es/resources/telecentric-lenses-tutorial>. Último acceso: 02 de Diciembre del 2019.
- [34] *The DayStar<sup>TM</sup> Filter An Operating Manual*, Montpelier, Maryland 20709-2587 U.S.A. Company Seben Astro-Optics Division, 2002.
- [35] Corona L. G., Abarca G. S., y Mares J., *Sensores y actuadores*, ISBN ebook: 978-607-438-936-4, 2014.

## ANEXO A

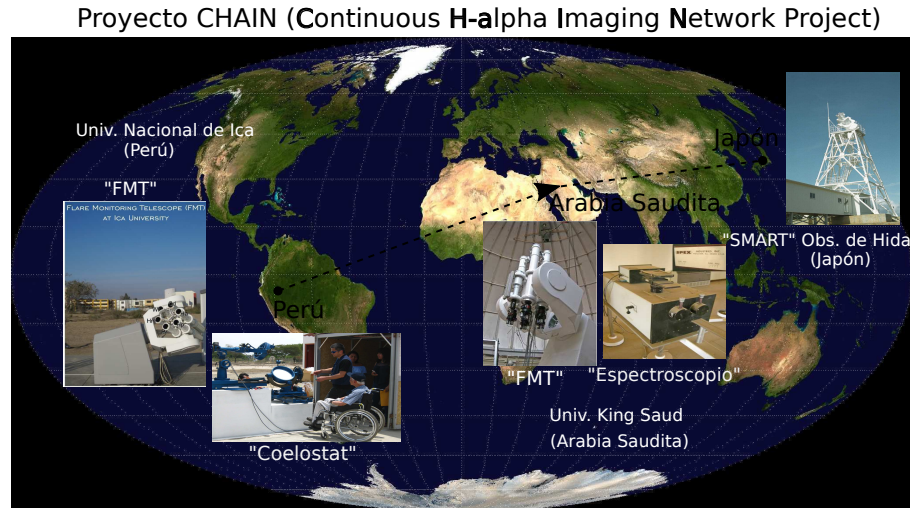
### **Proyecto Internacional CHAIN (*Continuous H $\alpha$ Imaging Network*)**

El proyecto internacional CHAIN (*Continuous H $\alpha$  Imaging Network*) fue implementado por el Observatorio de Hida, Universidad de Kioto, Japón, con la finalidad de crear una red de observatorios entre Japón, Perú y Arabia Saudita, para realizar observaciones continuas durante las 24 horas, los cuales son el SMART (*Solar Magnetic Activity Research Telescope*) y dos FMTs (figura 45). El SMART y los FMTs son capaces de observar en múltiples longitudes de onda en la línea de H $\alpha$ . Los objetivos científicos del proyecto CHAIN son los siguientes: determinar la velocidad tridimensional (*three-dimensional velocity field*) de los filamentos en erupción, estudiar la dinámica de las ondas Moreton que se propagan sobre un sector de la superficie de la cromosfera solar asociada a ondas de choque (*shock-wave*) que viajan sobre la corona, y estimar la radiación solar UV para comparar con la variación ionosférica [29][30].

El FMT fue construido e instalado en el observatorio de Hida de la Universidad de Kioto, Japón por la compañía NISHIMURA en 1992 (Kurokawa et al. 1995). En el 2000 se creó el proyecto internacional CHAIN (figura 45), y en Marzo del 2010 el FMT fue reubicado a la Universidad de Ica para realizar observaciones coordinadas. Como se mencionó en la sección III.2, el FMT observa en H $\alpha$  central, H $\alpha$  -0.8 Å, H $\alpha$  +0.8 Å, y en el continuo (6100 Å), registrando eventos con velocidades cercanas a 40 km s<sup>-1</sup> en la línea del observador y tiene una resolución espacial de 2.0" pixel<sup>-1</sup> y una resolución temporal de 20 s [28]. En Octubre del 2003, se construyó el telescopio SMART (*Solar Magnetic Activity Research Telescope*) el cual es un instrumento sofisticado que combina observaciones de alta resolución en H $\alpha$  del disco solar completo, y además mide el campo magnético de la fotosfera a través de magnetogramas. Actualmente el SMART observa en 73 diferentes longitudes de onda de la línea espectral de H $\alpha$ , extendiéndose desde H $\alpha$  -9.0 Å hasta H $\alpha$  +9.0 Å con una resolución temporal de 15 s y una resolución espacial de 1.2" pixel<sup>-1</sup>. Este instrumento es capaz de registrar erupciones que poseen una velocidad de hasta 400 km s<sup>-1</sup> [31].

En el 2015 el proyecto internacional CHAIN se fue extendiendo con la instalación de un nuevo telescopio FMT en la universidad de King Saud, Arabia Saudita, teniendo también la misma resolución espacial de 2.0" pixel<sup>-1</sup> y temporal de 20 s que el telescopio FMT ubicado en el Perú. Este nuevo telescopio observa en 5 diferentes longitudes de onda en la línea del Hidrógeno, tales como: H $\alpha$  central, H $\alpha$   $\pm$ 0.6, y H $\alpha$   $\pm$ 1.2 Å, gracias a las observaciones en dichas longitudes de ondas el telescopio puede detectar erupciones con velocidades cercanas a 60 km s<sup>-1</sup> en la línea del observador.

Además, se están implementando instrumentos en la universidad de Ica y en Arabia Saudita, tales como: un espectrógrafo horizontal (*coelostat*) y un espectroscopio, con la finalidad de estudiar principalmente las erupciones solares que poseen velocidades mayores de  $100 \text{ km s}^{-1}$  en la línea del observador.



**Figura 45:** Esquema de la red de observaciones solares: Japón, Perú y Arabia Saudita. El telescopio SMART se encuentra ubicado en el Observatorio de Hida que pertenece a la Universidad de Kioto, Japón y los telescopios FMTs uno está ubicado en Arabia Saudita en la Universidad de King Saud y el otro en la Universidad Nacional "San Luis Gonzaga", Ica, Perú. Además, se cuenta con un *coelostat* y un espectroscopio ubicado en Perú y Arabia Saudita respectivamente, lo cual se encuentran en implementación [29].

## ANEXO B

Aquí, mencionamos las diferentes características de los satélites e instrumentos que registraron la evolución de un *solar flare* y la erupción de un filamento asociado a un CME. Además de las páginas web.

### 1. Telescopio FMT

<https://cieasest.unica.edu.pe/>

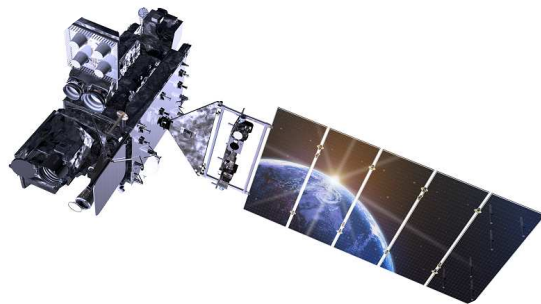
<https://www.kwasan.kyoto-u.ac.jp>



**Figura 46:** El telescopio observa en H $\alpha$  central, H $\alpha$  -0.8 Å, H $\alpha$  +0.8 Å, y en el continuo (6100 Å). Este equipo tiene una resolución espacial de 2.0" pixel<sup>-1</sup> y una resolución temporal de 20 s.

### 2. Satélite GOES

<https://www.goes.noaa.gov>

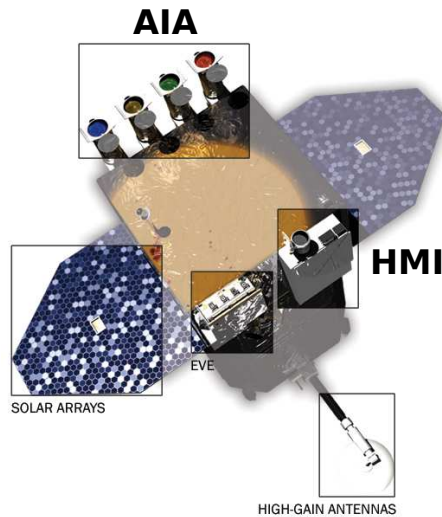


**Figura 47:** El Satélite GOES registra emisiones de partículas provenientes de un *solar flare* en rayos X blandos (SXR) en dos bandas 0.5-4.0 y 1.0-0.8 Å, siendo clasificados por las letras A, B, C, M y X.

### 3. Satélite SDO

Instrumento AIA: [http://www.lmsal.com/get\\_aia\\_data](http://www.lmsal.com/get_aia_data)

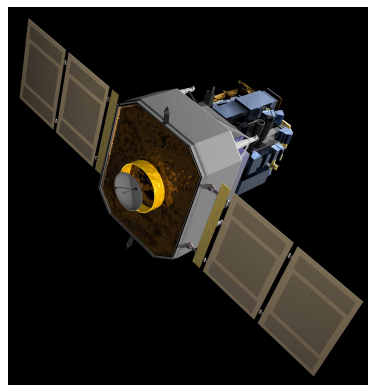
Instrumento SDO: <https://suntoday.lmsal.com/suntoday>



**Figura 48:** El instrumento AIA y HMI (*Helioseismic and Magnetic Imager*) a bordo del satélite SDO, tienen una resolución espacial de  $0.6'' \text{ pixel}^{-1}$  y temporal de 12 s. El instrumento HMI registra datos en la longitud de onda de  $6173 \text{ \AA}$ , además nos provee magnetogramas. Mientras que, el instrumento AIA observa en el EUV (94, 131, 171, 193, 211, 304,  $335 \text{ \AA}$ ) y UV ( $1600, 1700 \text{ \AA}$ ).

### 4. Satélite SOHO

[https://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME\\_list/index.html](https://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME_list/index.html)



**Figura 49:** El instrumento LASCO a bordo del satélite SOHO es un conjunto de 3 coronógrafos, que tiene la capacidad de registrar material eyectado que escapa de los alrededores del disco solar hasta distancias de 1.1 a 32 radios solares ( $R_{\odot}$ ).