



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO

---

---

FACULTAD DE CIENCIAS

LA SOMBRA DEL SOL OBSERVADA POR  
EL DETECTOR DE RAYOS GAMMA HAWC

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

Física

PRESENTA:

PAULINA MARICELA COLÍN FARIAS

TUTOR

DR. ALEJANDRO LARA SÁNCHEZ



Ciudad de México, 2018



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

1. Datos de Alumno.

Colín

Farias

Paulina Maricela

22 29 35 20

Universidad Nacional Autónoma de México

Facultad de Ciencias

Física

411092168

2. Datos del tutor.

Dr

Alejandro

Lara

Sánchez

3. Datos del sinodal 1

Dr

Rogelio Antonio

Caballero

López

4. Datos del sinodal 2

Dr

Hermes

León

Vargas

5. Datos del sinodal 3

Dr

Nissim Illich

Fraija

Cabrera

6. Datos del sinodal 4

Dra

Olivia Lizeth

Enríquez

Rivera

7. Datos de la tesis.

LA SOMBRA DEL SOL OBSERVADA POR EL  
DETECTOR DE RAYOS GAMMA HAWC

130 p.

2018



## *Agradecimientos*

A todos los que me han apoyado ya sea de una u otra manera, les agradezco infinitamente. Pero creo que no basta agradecer a las personas involucradas directamente en este trabajo si no también a las que han pasado aunque sea sólo por un momento en nuestra vida porque gracias a ellas es que estamos donde estamos.

Gracias principalmente a mis padres, quienes me brindaron su apoyo incondicional y a quienes dedico mi trabajo y esfuerzo para hacer posible este trabajo.

Gracias a mis compañeros de la licenciatura por echarme porras para llegar hasta el final. A mis compañeros en el Instituto de Geofísica por aguantarme y espero lo sigan haciendo. Al Instituto mismo por el apoyo económico otorgado.

Gracias a mi asesor Alejandro Lara, por su paciencia y enseñanza en este camino.

Gracias a mis sinodales, por su esfuerzo y apoyo para hacer realidad este gran paso en mi carrera.

Gracias al Observatorio HAWC que hizo posible esta investigación, dandome la posibilidad de pertenecer a este gran proyecto, además del apoyo económico.

Gracias a CONACYT por la beca otorgada como apoyo a este proyecto (No. 271051) y DGAPA IN11716-3.

Gracias a todas y cada una de las personas que no menciono, pero sepan que las tengo presente por su gran estima, cariño y soporte a lo largo de este camino.

Y finalmente, gracias a mi misma por no dejarme vencer, y poder cumplir uno de tantos sueños y a quien le deseo que este sea sólo el principio para una de tantas metas a lograr.



# Índice general

<b>Agradecimientos</b>	<b>v</b>
<b>Introducción</b>	<b>1</b>
<b>1. El Sol</b>	<b>3</b>
1.1. Estructura general del Sol . . . . .	3
1.1.1. Estructura Interna . . . . .	3
1.1.2. La atmósfera solar . . . . .	5
1.2. Rotaciones Carrington . . . . .	9
1.3. Campo magnético solar . . . . .	10
1.3.1. Campo magnético fotosférico . . . . .	13
1.3.2. Campo magnético coronal . . . . .	14
1.3.3. Campo magnético interplanetario . . . . .	15
1.4. Movimiento de partículas cargadas en campo magnético . . . . .	15
1.4.1. Movimiento de una partícula en un campo homogéneo . . . . .	16
1.4.2. Movimiento de partículas en campos magnéticos no homogéneos . . . . .	17
<b>2. Los Rayos Cósmicos</b>	<b>19</b>
2.1. Introducción . . . . .	19
2.2. Historia . . . . .	20
2.3. Espectro de energía . . . . .	22
2.4. Clasificación y origen de los Rayos Cósmicos . . . . .	25
2.5. Cascadas Atmosféricas . . . . .	26
2.6. Flujo en la heliosfera . . . . .	29
<b>3. Observaciones previas de la Sombra del Sol</b>	<b>33</b>
3.1. Observaciones del Tibet . . . . .	33
3.2. Observaciones realizadas por HAWC . . . . .	36
<b>4. El observatorio HAWC</b>	<b>39</b>
4.1. Detectores de efecto Cherenkov . . . . .	40
4.1.1. Efecto Cherenkov . . . . .	41



4.2. Detectores (WCD) . . . . .	43
4.3. Fotomultiplicadores (PMT) . . . . .	45
4.4. Obtención y reconstrucción de datos . . . . .	46
4.4.1. Adquisición de datos . . . . .	46
4.4.2. Reconstrucción de eventos . . . . .	49
4.4.3. Identificar cascadas . . . . .	51
4.4.4. Calibración del instrumento . . . . .	51
<b>5. Producción de mapas</b>	<b>53</b>
5.1. Mapas con datos de HAWC . . . . .	53
5.1.1. Sistemas de Coordenadas . . . . .	54
Coordenadas Ecuatoriales . . . . .	55
Coordenadas HEEQ . . . . .	56
Coordenadas Carrington . . . . .	57
5.1.2. Método de Integración Directa (MID) . . . . .	57
5.1.3. Suavizado (“Smoothing”) . . . . .	59
5.1.4. Significancia . . . . .	59
5.1.5. Intensidad relativa . . . . .	61
5.2. Mapas con PFSS . . . . .	61
5.2.1. Modelo de campo-potencial en la corona solar . . . . .	61
5.2.2. Modelo PFSS . . . . .	62
<b>6. Mapas de la Sombra del Sol</b>	<b>67</b>
6.1. Mapas de la sombra del Sol por bin . . . . .	68
6.2. Mapas de la sombra del Sol de acuerdo a Rotaciones Carrington . . . . .	75
6.3. Mapas del campo magnético solar extrapolado . . . . .	86
<b>7. Análisis</b>	<b>93</b>
<b>8. Conclusiones</b>	<b>105</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>107</b>

# Índice de figuras

1.1. Estructura interna del Sol . . . . .	4
1.2. Estructuras en la superficie solar . . . . .	6
1.3. Actividad solar . . . . .	7
1.4. Cromosfera solar . . . . .	8
1.5. La corona solar . . . . .	9
1.6. Alfombra magnética del Sol . . . . .	13
1.7. Fuerza de Lorentz . . . . .	16
2.1. Incremento de la ionización con la altura . . . . .	21
2.2. Ionización con la profundidad atmosférica . . . . .	22
2.3. Espectro de energía de los Rayos Cósmicos . . . . .	23
2.4. Espectro para núcleos con diferentes masas . . . . .	25
2.5. Chubasco de partículas en la atmósfera . . . . .	27
2.6. Cascada atmosférica por componentes . . . . .	28
2.7. Regiones de la heliosfera . . . . .	30
2.8. Procesos físicos de modulación de partículas . . . . .	31
2.9. Rayos Cósmicos y actividad solar . . . . .	32
3.1. Detector Tibet-AS . . . . .	33
3.2. La sombra del Sol observado por el arreglo Tibet-AS . . . . .	35
3.3. Sombra durante el mínimo de actividad . . . . .	36
3.4. Sombra del Sol observada por HAWC . . . . .	38
4.1. El observatorio HAWC . . . . .	40
4.2. Radiación Cherenkov . . . . .	43
4.3. Radiación Cherenkov en tanque . . . . .	43
4.4. Forro interno de un tanque de HAWC . . . . .	44
4.5. Diagrama de un fotomultiplicador . . . . .	45
4.6. Modelos de Fotomultiplicadores . . . . .	46
4.7. Disposición de los PMT's en HAWC . . . . .	46
4.8. Diagrama de un hit de 2 bordes . . . . .	48
4.9. Diagrama de un hit de 4 bordes . . . . .	48
4.10. Distribución de tipos de cascadas . . . . .	50

4.11. EAS de protón y fotón . . . . .	51
5.1. Sistema de Coordenadas Ecuatoriales . . . . .	55
5.2. Sistema de Coordenadas Local . . . . .	56
5.3. Sistema de Coordenadas Heliográficas . . . . .	57
5.4. Esquema de la superficie fuente . . . . .	62
5.5. Ejemplo de magnetograma . . . . .	64
5.6. Campo magnético en 3D . . . . .	65
6.1. Diagrama de la Sombra . . . . .	68
6.2. Mapas de la sombra del Sol por bin (0-2) . . . . .	71
6.3. Mapas de la sombra del Sol por bin (3-5) . . . . .	72
6.4. Mapas de la sombra del Sol por bin (6-8) . . . . .	73
6.5. Mapas de la sombra del Sol por bin (9-10) . . . . .	74
6.6. Mapas de las rotaciones Carrington 2173 - 2175 . . . . .	77
6.7. Mapas de las rotaciones Carrington 2176 - 2178 . . . . .	78
6.8. Mapas de las rotaciones Carrington 2179 - 2181 . . . . .	79
6.9. Mapas de las rotaciones Carrington 2182 - 2184 . . . . .	80
6.10. Mapas de las rotaciones Carrington 2185 - 2187 . . . . .	81
6.11. Mapas de las rotaciones Carrington 2188 - 2190 . . . . .	82
6.12. Mapas de las rotaciones Carrington 2191-2193 . . . . .	83
6.13. Mapas de las rotaciones Carrington 2194 - 2196 . . . . .	84
6.14. Mapas de las rotaciones Carrington 2197 - 2198 . . . . .	85
6.15. Mapas de campo magnético a $1.0R_{\odot}$ . . . . .	88
6.16. Mapas de campo magnético a $1.3R_{\odot}$ . . . . .	89
6.17. Mapas de campo magnético a $1.5R_{\odot}$ . . . . .	90
6.18. Mapas de campo magnético a $2R_{\odot}$ . . . . .	91
6.19. Mapas de campo magnético a $2.5R_{\odot}$ . . . . .	92
7.1. Eventos por bin . . . . .	94
7.2. Intensidad Relativa y Significancia por bin . . . . .	95
7.3. Intensidad Relativa y Significancia por Rotación Carrington . . . . .	97
7.4. Posición del Sol en declinación y zenith . . . . .	99
7.5. Radio de giro para protones . . . . .	100
7.6. Gráficas de campo magnético a diferentes $R_{\odot}$ . . . . .	102
7.7. Campo magnético a diferentes latitudes . . . . .	103

# Índice de cuadros

1.1. Rotaciones Carrington . . . . .	11
6.1. Rangos de energías por bin . . . . .	69



# Abreviaciones

<b>HAWC</b>	<b>H</b> igh <b>A</b> ltitude <b>W</b> ater <b>C</b> herenkov
<b>SOHO</b>	<b>S</b> olar and <b>H</b> eliospheric <b>O</b> bservatory
<b>NASA</b>	<b>N</b> ational <b>A</b> eronautics and <b>S</b> pace <b>A</b> dministration
<b>ALPO</b>	<b>A</b> ssociation of <b>L</b> unar and <b>P</b> lanetary <b>O</b> bservers
<b>UA</b>	<b>U</b> nidad <b>A</b> stronómica
<b>RC</b>	<b>R</b> ayos <b>C</b> ósmicos
<b>RCG</b>	<b>R</b> ayos <b>C</b> ósmicos <b>G</b> alácticos
<b>PES</b>	<b>P</b> artículas <b>E</b> nergéticas <b>S</b> olares
<b>EMC</b>	<b>E</b> yección de <b>M</b> asa <b>C</b> oronal
<b>rC</b>	<b>R</b> otación <b>C</b> arrington
<b>EAS</b>	<b>E</b> xtensive <b>A</b> ir <b>S</b> hower
<b>KCDC</b>	<b>K</b> ASCADE <b>C</b> osmic <b>R</b> ay <b>D</b> ata <b>C</b> entre
<b>WCD</b>	<b>W</b> ater <b>C</b> herenkov <b>D</b> etectors
<b>AERIE</b>	<b>A</b> nalysis and <b>E</b> vent <b>R</b> econstruction <b>I</b> ntegrated <b>E</b> nvironment
<b>HEALpix</b>	<b>H</b> ierarchical <b>E</b> qual <b>A</b> rea <b>i</b> so <b>L</b> atitude <b>P</b> ixelization of a sphere
<b>HEEQ</b>	<b>H</b> eliocentric <b>E</b> arth <b>E</b> quatorial
<b>PFSS</b>	<b>P</b> otential <b>F</b> ield <b>S</b> ource <b>S</b> urface



## Lista de Símbolos

$R_{\odot}$	Radio solar	
$E$	Campo eléctrico	$N/C$
$B$	Campo magnético	$kg/C \cdot s$
$R_g$	Radio de giro	km o UA
$TeV$	energía	$10^{12}eV$
$K$	Temperatura	Kelvin
$G$	Gauss	$10^{-4}T$
$m$	Masa	kg
$v$	Velocidad	m/s
$c$	Velocidad de la luz	m/s
$P$	Rigidez	GV
$q$	Carga de la partícula	$C$
$e$	Carga elemental	$C$
$S$	Significancia	$\sigma$
$IR$	Intensidad Relativa	$10^{-3}$
$\omega$	angular frequency	rad





*Dedicado a mis padres...*



# Introducción

El objetivo principal de esta tesis es estudiar el campo magnético del Sol. Sin embargo, esta meta no es fácil, ya que para estudiar directamente el campo magnético, y en específico el comportamiento de este en la corona solar se tienen que utilizar herramientas o procedimientos indirectos. Por tanto, en nuestra aproximación primero necesitamos conocer el comportamiento de los rayos cósmicos y su interacción con los campos magnéticos de la corona solar baja. También tenemos que analizar como es que son afectadas las trayectorias de los rayos cósmicos galácticos (RCG) por estos campos magnéticos coronales, es decir, las desviaciones de sus direcciones de arriba.

El flujo de RCG es isotrópico, lo que significa que arriban en igual cantidad hacia todas direcciones sin importar la posición del observador. Si en su camino se encuentran con una estrella, luna u otro objeto celeste, estos representan un obstáculo haciendo que el flujo en esa dirección disminuya. Entonces, al hacer un mapa del cielo en rayos cósmicos, habrá regiones donde el flujo sea menor, a esta reducción de la intensidad es lo que se conoce como “sombra”, y la ubicación en el mapa corresponde a la posición donde se encuentra el objeto que esta bloqueando el paso de los RCG.

Sabemos también que los rayos cósmicos al pasar por un campo magnético son desviados; si la energía de los RC es baja (decenas de GeV) son fuertemente desviados más fácilmente. En contraste, la trayectoria de los RC de alta energía (TeV) es más directa, y por tanto al llegar a la Tierra pueden dar información del campo magnético que atraviesan.

El Sol por su parte tiene un gran campo magnético, y para los rayos cósmicos que viajan en dirección a la Tierra representa un obstáculo, y como consecuencia se produce un déficit en el flujo de los RC incidentes en la dirección de la posición aparente del Sol, obteniendo lo que llamamos “sombra del Sol” en rayos cósmicos.

Varios instrumentos terrestres han observado durante las últimas décadas los efectos del campo magnético heliosférico sobre el tamaño de la sombra solar y su posición, utilizando la técnica de Cherenkov. Recientemente, se ha construido el Observatorio de gran sensibilidad a gran altura de Cherenkov en agua llamado HAWC, localizado en las faldas del Volcán Sierra Negra, Puebla. Su finalidad es detectar

rayos cósmicos de alta energía a partir del efecto que se lleva a cabo cuando los rayos cósmicos penetran la atmósfera desencadenando una cascada de partículas. Este Observatorio tiene un campo de visión muy amplio y mapea el cielo de manera continua, lo que permite detectar una gran cantidad de RC producidos por distintos objetos celestes.

A partir de los datos adquiridos a través del Observatorio HAWC, desde enero 2016 hasta diciembre 2017, se obtiene una serie de mapas temporales de la sombra del Sol, analizando el comportamiento de largo plazo el campo magnético coronal. Los mapas mostrados en este trabajo, se realizaron a intervalos de  $\sim 27$  días, que es el tiempo que le toma al Sol rotar sobre su eje, conocida como “Rotación Carrington”.

El estudio realizado en esta tesis esta organizado en ocho capítulos. En el capítulo 1 se describe al Sol y algunas de sus características principales, su estructura y descripción del campo magnético incluyendo la modulación de partículas dentro del campo. En específico, el comportamiento de los rayos cósmicos, descrito en el capítulo 2 de este trabajo. En el siguiente capítulo se hace una breve introducción a los mapas de la sombra del Sol, mostrando los resultados previos con el Observatorio del Tibet y el mismo Observatorio HAWC. De este último se tiene una pequeña explicación sobre su funcionamiento, procesamiento de datos y el efecto con el que trabaja en el capítulo 4. Después, en el capítulo 5, se presenta el método utilizado para hacer los mapas, tanto de la sombra del Sol como de la extrapolación del campo magnético. En los capítulos siguientes (6 y 7), se muestran los mapas obtenidos y el análisis respectivo de estos. Finalizando en el capítulo 8 con las conclusiones de este trabajo.

# Capítulo 1

## El Sol

El Sol es una estrella común, encontrándose dentro de la secuencia principal del diagrama H-R <sup>1</sup>, situándose como una estrella enana amarilla tipo G. Este tipo de estrella tiene temperatura promedio de 5800 K y diámetro de 1,392,000 km.

Es una esfera de gas caliente donde la mayor porción de sus partículas están cargadas eléctricamente, es decir, tiene un gran campo electromagnético, que afecta a partículas con carga.

Su composición es dominada por Hidrógeno con el 92% de la materia total y 7% de Helio; el 1% restante es compuesto de Oxígeno, Carbono, Neón, Nitrógeno, Hierro, Silicio, Azufre.

Su movimiento de rotación es diferencial, esto es, el ecuador gira a mayor velocidad en comparación con las regiones polares.

La distancia del Sol a la Tierra es de  $149 \times 10^6$  km, distancia conocida como Unidad Astronómica (UA), que es la unidad base de medición para distancias en el Universo. El diámetro angular aparente del Sol medido desde la Tierra es de medio grado o 30 minutos de arco, el mismo que el de la Luna.

### 1.1. Estructura general del Sol

#### 1.1.1. Estructura Interna

Las capas internas del Sol son aún poco conocidas, pero sí se sabe que son las responsables de la generación de grandes cantidades de energía. La estructura interna del Sol esta diferenciada en capas concéntricas como podemos ver en la Figura 1.1, estas son:

---

<sup>1</sup>El diagrama de Hertzsprung-Russell o H-R es una gráfica donde se clasifican los tipos de estrellas de acuerdo a la relación entre las magnitudes absolutas o luminosidades de las estrellas en comparación con sus tipos espectrales o las temperaturas efectivas.

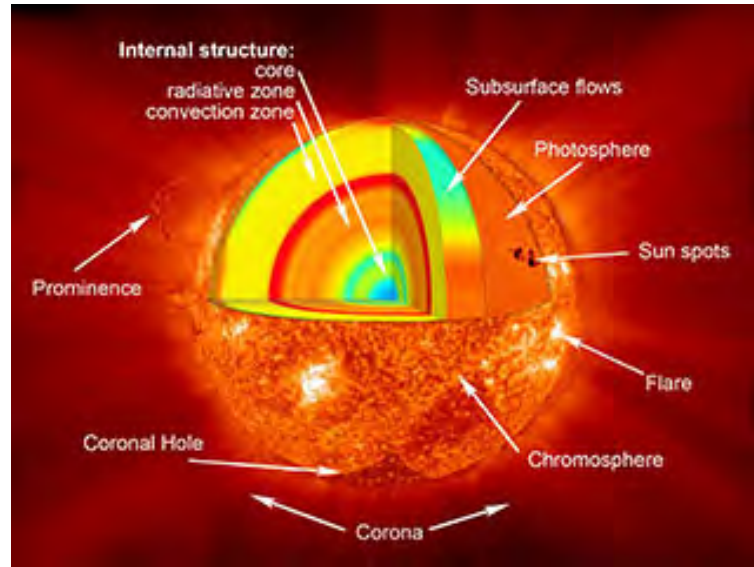


FIGURA 1.1: Diagrama donde se muestran las diferentes capas en el Sol. Internas: Núcleo, Zonas radiativa y convectiva. Externas: Fotosfera, Cromosfera y Corona.

### Núcleo

Capa más interna, se extiende desde el centro hasta 0.3 radios solares ( $R_{\odot} = 696,000$  km). En esta zona se producen grandes cantidades de energía debido a las reacciones termonucleares. Su temperatura de  $1.57 \times 10^7$  K y la densidad es de  $1.6 \times 10^5$  kg/cm<sup>3</sup>. Contiene el 75% del Hidrógeno total en el Sol, que al fusionarse y convertirse en Helio libera una gran cantidad de energía electromagnética (rayos gammas) y neutrinos.

### Zona radiativa o de radiación

Se encuentra entre 0.25 hasta 0.7 radios solares, aproximadamente. La energía que se genera en el núcleo es transportada por radiación en esta zona. Debido a la alta densidad, los rayos gammas generados en el núcleo sufren una gran cantidad de colisiones con los iones y electrones presentes en esta zona. En estas interacciones, los rayos gammas son absorbidos y reemitidos un gran número de veces con lo cual se transforman en una radiación con mayor longitud de onda como los rayos X y los ultravioleta. A medida que la temperatura va disminuyendo, los elementos más pesados (como el Hierro) se recombinan (capturan electrones), lo que favorece el proceso de absorción de fotones. Fenómeno que ocurre en la frontera de la zona radiativa y es en esta frontera donde el mecanismo de transporte por radiación deja de ser efectivo.

## Zona convectiva

Se localiza desde los 0.7 radios solares hasta la superficie ( $1 R_{\odot}$ ), y es aquí donde se genera el campo magnético del Sol. Grandes masas de gas caliente son transportadas en esta zona, por corrientes turbulentas hasta la fotosfera (la superficie del Sol). Este proceso de transporte se debe a que en la interfase entre las zonas radiativa y convectiva, los elementos pesados están absorbiendo fotones pero no los reemiten, esto ocasiona que se calienten parcelas de plasma que ascienden hacia la superficie solar. A medida que el gas ascendente se expande, la energía se difunde, el gas se enfría y desciende.

### 1.1.2. La atmósfera solar

Inmediatamente después de la zona convectiva, se encuentra la atmósfera solar, que es la estructura externa y visible del Sol (Figura 1.1). En general la atmósfera es muy caliente y casi todo el gas se encuentra en estado de plasma: los electrones ya no están ligados a los núcleos atómicos, y el gas está formado por partículas con carga. Sus capas exteriores se identifican como estructuras de la atmósfera solar, y son las siguientes:

#### Fotosfera

Es la capa que emite la luz visible y es generalmente conocida como “superficie solar”. Tiene 500 km de espesor, siendo esta la zona más densa de la atmósfera del Sol; la temperatura en su capa exterior es de 4400 K y en la zona interna 6600 K. Es una capa relativamente densa y opaca, en la que se pueden apreciar granulos (ver Figura 1.2) en movimiento constante debido a las celdas en la zona convectiva del Sol. En esta zona se manifiestan estructuras características llamadas *manchas solares*, asociadas con la actividad solar.

- Las manchas solares son concentraciones de flujo magnético, donde el campo magnético puede llegar a ser miles de veces mayor que en el resto de la superficie fotosférica (Alfvén, 1950), entre 3 y 4 Teslas<sup>2</sup>. El campo magnético impide que haya intercambio de calor entre la zona de convección hacia el interior de la mancha, lo que provoca una disminución de la temperatura ( $\sim 1500$  K), hecho que se refleja como zonas de color más oscuro que sus alrededores, de ahí el nombre de "manchas". Una mancha solar típica consiste de dos regiones; una central muy oscura llamada *umbra*, rodeada por una *penumbra* que es una

---

<sup>2</sup>La relación entre Gauss y Teslas es:  $1T = 10^4$  G



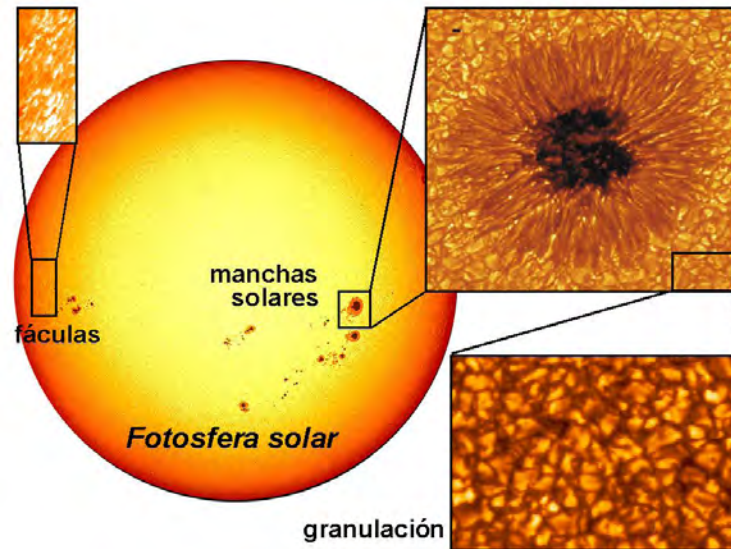


FIGURA 1.2: En esta imagen se visualiza la primer capa de la atmósfera solar: la fotosfera. Representando su apariencia granular y las manchas solares creadas en esta capa del Sol.

zona más clara. Si consideramos que la Tierra tiene un diámetro aproximado de 12,700 km, una sola mancha solar puede llegar a ser tan grande como el tamaño de la Tierra, y un conjunto de ellas hasta 10 veces más. La aparición de manchas comúnmente se asocia a la alta actividad solar. El ciclo de manchas inicia en latitudes cercanas a los  $30^\circ$  norte y sur, desplazándose con el tiempo hacia el ecuador.

- El ciclo solar es un periodo de aproximadamente 11 años, determinado en gran medida por la cantidad de manchas solares. Si la cantidad de manchas es alta, la actividad solar aumenta, y disminuye al desaparecer las manchas solares. Se alcanza el máximo de actividad cuando las manchas solares se encuentran entre los  $10^\circ$  y  $15^\circ$  de latitud. Como podemos ver en las imágenes de la Figura 1.3 tomadas por SOHO<sup>3</sup>, donde se muestra una comparación; en el año 2000 tuvo diversas manchas solares a altitudes medias y del año 2009 representando con el último mínimo una fase quieta en su ciclo. A partir de esto se lleva un registro de los intervalos de tiempo de la actividad magnética del Sol: máximo solar y mínimo solar.

<sup>3</sup>SOHO, del inglés Solar and Heliospheric Observatory. Es una sonda espacial lanzada el 2 de diciembre de 1995 para estudiar el Sol.

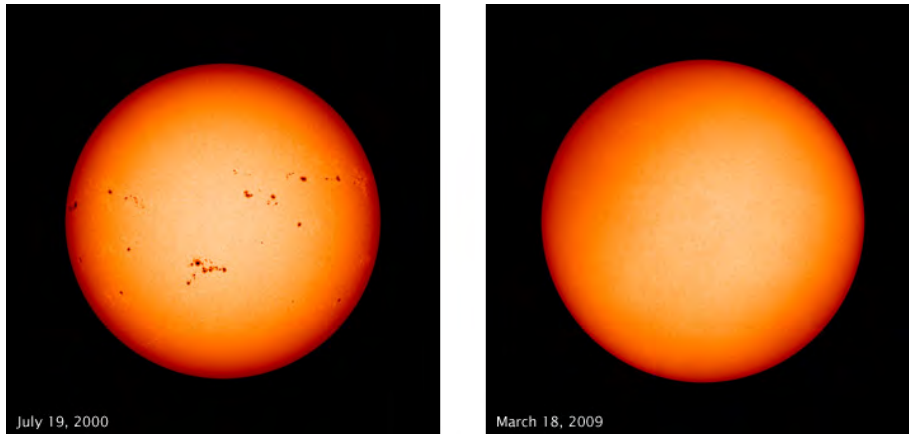


FIGURA 1.3: Se representa el máximo (lado izquierdo) y mínimo (lado derecho) de actividad solar en un ciclo. Fuente: NASA (Scott y Hathaway, 2009)

### Cromosfera

Es la parte exterior de la fotosfera, tiene entre 2000 y 3000 km de espesor. La temperatura promedio de esta capa es del orden de  $10^4$  K, aunque en la cromosfera interna la temperatura es más baja, alrededor de  $\sim 4000$  K. La densidad no es constante, varía desde  $10^{15} \text{ cm}^{-3}$  hasta  $10^{10} \text{ cm}^{-3}$  disminuyendo conforme se acerca a la corona (Alfvén, 1950).

Esta región es visible solo con instrumentos especiales, a través de algunas líneas del espectro solar (por ejemplo en  $H\alpha$ ). Durante los eclipses totales se observa un anillo de color rojo como se puede apreciar en la Figura 1.4. La característica principal de esta zona es la presencia de espículas, que son salidas de plasma que crecen desde los límites entre los supergranulos hacia fuera de la cromosfera, visibles en el borde del Sol.

### Corona

Es la región externa y más extensa del Sol, el gas se extiende a varios millones de kilómetros en forma de viento solar, de tal manera que el Sistema Solar completo queda dentro de la corona. Su temperatura es enorme, del orden de  $10^6$  K en promedio. Esto se muestra mediante análisis espectrales con los que se observa que el grado de ionización de los átomos es muy elevado, lo cual indica que su temperatura es mayor al millón de grados Kelvin. Esta compuesta por 73% de Hidrógeno y 25% de Helio, y emite en Rayos X y ultravioleta (UV) principalmente.

Es posible observar esta capa durante un eclipse total de Sol como vemos en la Figura 1.5 o con ayuda de un coronógrafo. Su estructura está modelada por el campo magnético y varía considerablemente a lo largo del ciclo de actividad del Sol.



FIGURA 1.4: Cromosfera solar en color rojo, vista durante el eclipse solar de 1999, en Francia.

Existen dos zonas magnéticas diferentes: regiones con líneas de campo cerradas y abiertas. En sus regiones activas, el brillo, la densidad y el campo magnético son más intensos, siendo estas las zonas con líneas de campo cerradas, y se localizan a alturas de un radio solar. Las regiones con líneas de campo abiertas se les llama hoyos coronales, generalmente se encuentran en los polos, a veces se extienden hacia el ecuador durante la fase de mayor actividad solar, son regiones frías y poco densas en la corona, que aparecen como zonas oscuras vistas en rayos X o UV, también constituyen las fuentes de viento solar.

- El viento solar es un flujo de partículas y átomos ionizados (principalmente por electrones y protones), formando un plasma poco denso emitido por el Sol, con gran energía cinética impulsado por la alta temperatura coronal y el campo magnético solar. El viento solar es bimodal; en las altas latitudes del Sol (superior a  $40^\circ$ ) la velocidad del viento es de  $\sim 833$  km/s, mientras que en latitudes alrededor de  $22^\circ$  (sur y norte) el viento es más lento, de  $\sim 278$  km/s. Cerca de la Tierra, su velocidad promedio es alrededor de 444 km/s. El viento solar es arrastrado por la rotación solar en forma de espiral.

La corona no es estática, la existencia de partículas fluyendo al exterior del Sol se sugirió desde el siglo XIX por Richard Carrington. Cien años después, en 1958, Eugene Parker publicó su teoría de que la corona solar se movía en un flujo supersónico desde el Sol, al cual llamó viento solar (Parker, 1958). Siendo esta teoría comprobada hasta 1962 con los datos de la sonda Mariner 2 en su ruta hacia Venus.



FIGURA 1.5: Corona solar, se observa una corona blanca con estructuras de plasma que se estrechan hacia afuera.

## 1.2. Rotaciones Carrington

Como hemos dicho anteriormente, mediante el número de manchas solares, se registra el nivel de actividad del Sol. Este registro lo inició Heinrich Schwabe en 1826. Durante 17 años, desde 1826 a 1843 Schwabe observó al Sol y analizó sus manchas tratando de detectar un nuevo planeta al que llamó Vulcano. Aunque no encontró el planeta se dio cuenta de la variación regular en el número de manchas solares y publicó sus descubrimientos en un artículo titulado "Solar Observations during 1843". Donde sugirió un período de diez años para las manchas solares (cada diez años aproximadamente el número de manchas alcanzaba un máximo). Años después se continuó el registro de las manchas en el Sol de manera muy efectiva por parte de Richard Carrington, de donde gracias a estas investigaciones se tienen las llamadas "rotaciones Carrington" (rC).

Richard Christopher Carrington (Porter, 1994) (Meadows, 1970), nació en Chelsea Inglaterra en 1826, usó la fortuna familiar para construir un observatorio, con el que observaba día y noche objetos astronómicos. Fué de los primeros en tener una de las compilaciones más completas en su llamado "Catálogo de 3735 estrellas circumpolares"<sup>4</sup>(Carrington, 1857) publicado en 1857.

Carrington se interesó en el trabajo realizado por Heinrich Schwabe sobre manchas solares y continuó la investigación en este tema, registrando la posición de las manchas solares desde 1853 hasta 1861, esperando determinar su ciclo. A partir de sus observaciones pudo concluir la rotación diferencial y la rotación del Sol con gran precisión, entre otras.

<sup>4</sup>Título original: Catalogue of 3735 Circumpolar Stars.

El período de rotación solar (período sidéreo<sup>5</sup>) se determina de 25.38 días. Como la Tierra se mueve en torno al Sol, el período que observamos desde nuestro planeta (período sinódico) es dos días mayor: 27.275 días, siendo este el periodo de tiempo de una rotación solar.

A causa de la rotación diferencial, el ecuador del Sol da una vuelta completa en 25 días aproximadamente, mientras que en los polos el Sol cumple una rotación cada 36 días terrestres. Una rotación solar comienza cuando el meridiano origen coincide con el centro del disco y tiene una duración igual a la del período sinódico. Las rotaciones se numeran consecutivamente según la serie iniciada por Carrington, donde se asignó el número 1 a la rotación que comenzó el 9 de Noviembre de 1853.

Es hasta 1853 cuando Carrington publica sus observaciones sobre manchas solares en el libro “Observations of the Spots on the Sun”.

Para este trabajo en particular, se consideran las rotaciones Carrington durante los años 2016 y 2017. En este periodo, el análisis inicia con la rotación 2173 y termina en la rotación 2198 (ver Tabla 1.1).

### 1.3. Campo magnético solar

Específicamente, un campo magnético estelar es el generado por el movimiento del plasma dentro de una estrella en la secuencia principal. La intensidad y la dirección del campo magnético de las estrellas pueden determinarse por medio del efecto Zeeman.

El Sol, al igual que otras estrellas, genera su propio campo magnético y es por mucho el más intenso de todo el sistema solar. El campo magnético es el origen de una gran cantidad de fenómenos físicos que ocurren en el Sol. Estos fenómenos pueden ser relativamente estables y lentamente variables como las manchas solares, los loops coronales y las prominencias. O también fenómenos altamente dinámicos como las ráfagas (flares solares<sup>6</sup>) o eyecciones de masa coronal<sup>7</sup> (EMC).

El estudio del campo magnético del Sol inició en 1908 cuando G. E. Hale hizo las primeras observaciones del campo magnético en las manchas solares (Hale, 1908). Posteriormente y gracias a un mapeo sistemático se hizo evidente la gran actividad

---

<sup>5</sup>El periodo sidéreo o sideral es el tiempo que tarda un objeto en dar una vuelta completa alrededor del Sol, tomando como referencia una estrella fija. Sería lo que vería un observador inmóvil que no orbita alrededor del Sol.

<sup>6</sup>Flares solares. Liberación súbita e intensa de radiación electromagnética en la cromosfera del Sol con una energía de hasta  $6 \times 10^{25}$  Julios, acelerándose partículas a velocidades cercanas a la de la luz y están asociadas a Eyecciones de Masa Coronal (EMC).

<sup>7</sup>Eyecciones de Masa Coronal (EMC). Fenómeno que se suscita en la corona solar que ocurren cuando se expulsan partículas solares. Gran cantidad de material es expulsado hacia el viento solar. Las eyecciones de masa coronal serán más frecuentes a medida que nos acerquemos al máximo de actividad solar.

TABLA 1.1: Número de la rotación Carrington de acuerdo a la fecha de inicio correspondiente a cada rotación. Fuente: A.L.P.O. (Timerson, 2015).

<b>Número de Rotación</b>	<b>Fecha de Inicio</b>
2173	21/01/2016
2174	18/02/2016
2175	16/03/2016
2176	12/04/2016
2177	10/05/2016
2178	06/06/2016
2179	03/07/2016
2180	30/07/2016
2181	26/08/2016
2182	23/09/2016
2183	20/10/2016
2184	16/11/2016
2185	14/12/2016
2186	10/01/2017
2187	06/02/2017
2188	06/03/2017
2189	02/04/2017
2190	29/04/2017
2191	26/05/2017
2192	23/06/2017
2193	20/07/2017
2194	16/08/2017
2195	12/09/2017
2196	10/10/2017
2197	06/11/2017
2198	03/12/2017

magnética presente en el Sol (Babcock y Livingston, (1958), Babcock, (1959)). Con el advenimiento de la era espacial se hicieron grandes avances en las técnicas observacionales para estudiar al Sol y su campo magnético, pero únicamente la intensidad y distribución de la componente en la línea de visión ha sido medida de manera regular durante todo el ciclo solar. Recientemente se han llevado a cabo mediciones del vector de campo magnético a nivel fotosférico y de superficie; en el caso a nivel fotosférico por medio de las misiones Hinode desde 2006 y SDO (Solar Dynamics Observatory, por sus siglas en inglés) desde, y en el segundo caso con SOLIS (Synoptic Optical Long-term Investigation of the Sun, por sus siglas en inglés) desde 2009.

Para el caso del Sol, el movimiento del plasma interno (en la zona convectiva), es lo que produce su campo magnético. El plasma de las capas internas se mueve más despacio que el de las capas externas del ecuador, pero bastante más rápido que el de los polos, es decir, su rotación es diferencial.

El campo magnético del Sol es muy grande y complejo, de vital importancia para los efectos electromagnéticos que ocurren en él, siendo su intensidad promedio de 1 Gauss ( $1 \times 10^{-4}$  T), el doble del campo magnético promedio de la superficie terrestre ( $\sim 0.5$  G). Existen regiones magnéticas unipolares y bipolares, a medias y bajas latitudes heliográficas, donde se forman regiones activas y manchas solares.

La misión Ulysses exploró el campo magnético de la zona polar sur del Sol, a una distancia radial de 2.3 UA a finales del ciclo solar 22, durante la fase de mínima actividad solar, entre 1995 y 1997. Si el campo magnético solar es dipolar, su magnitud esperada varía con la latitud y el campo debería mostrar un incremento significativo en la región polar. Con la misión Ulysses, se encontró que la componente radial del campo magnético es independiente de la latitud (Smith y Balogh, 1995; Balogh et al., 1995), entonces, el patrón dipolar del campo magnético no se refleja en el campo magnético heliosférico.

Las componentes radial ( $r$ ) y azimutal ( $\varphi$ ) del campo magnético son:

$$B_r = \frac{B_s R_\odot}{r^2} \quad (1.1)$$

$$B_\varphi = \frac{B_s R_\odot \sin \theta}{r} \quad (1.2)$$

donde  $B_s$  es el campo magnético en la superficie del Sol,  $R_\odot$  es el radio del Sol y  $\theta$  es el ángulo cenital medido desde el centro del Sol. A grandes distancias la componente radial desaparece.

A nivel fotosférico se puede observar al campo magnético de manera directa, pero en la corona solar esto no es posible debido a la baja densidad. Puesto que



muchos fenómenos importantes ocurren en la corona, una componente clave para el entendimiento del campo magnético solar es el uso de modelos teóricos para la reconstrucción del campo magnético coronal a partir de datos observacionales.

El campo magnético para un observador desde la Tierra proviene de la superficie solar. Este campo magnético es transportado hacia el medio interplanetario por el viento solar y permea toda la heliosfera. El campo magnético del Sol presenta una periodicidad de 11 años, tiempo en que la polaridad se invierte.

### 1.3.1. Campo magnético fotosférico

El campo magnético en el Sol es difícil de modelar. La superficie solar presenta una gran cantidad de campos magnéticos locales y de pequeña escala, los cuales se reconectan formando uno de mayor escala. Se cree que los responsables de la generación de estos campos son dos procesos que actúan de manera independiente. El primero de ellos, llamado dinamo local, responsable de la generación de los campos magnéticos de pequeña escala en la superficie solar. Éstas son producidas por los flujos de partículas cargadas en las regiones de "granulación" convectivas que se observan en toda la superficie solar y crean lo que los científicos llaman una "alfombra magnética" (Figura 1.6).

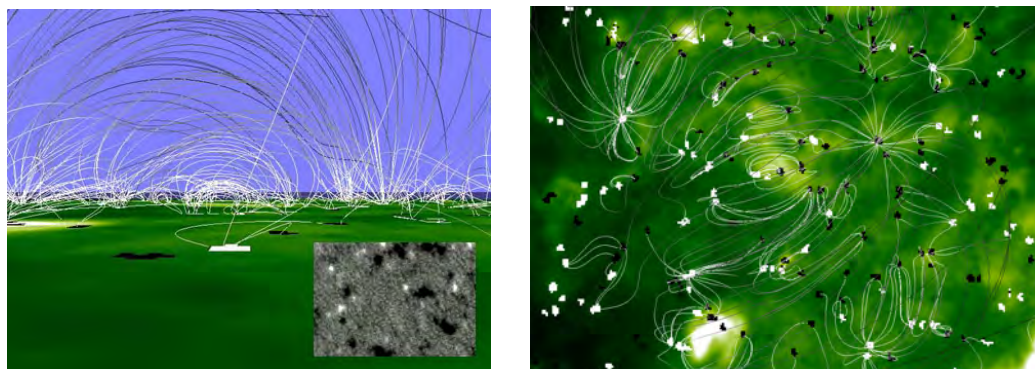


FIGURA 1.6: Superficie visible del Sol como alfombrada con decenas de miles de polos norte y sur magnéticos, unidos por líneas de campo que se adentran en la corona solar.

Fuente: SOHO Consortium, ESA, NASA.

El dinamo global, por otro lado, implica la generación y evolución de las características más grandes del Sol, tales como manchas solares, la polaridad magnética total del Sol, y sus cambios a largo plazo durante el ciclo de actividad solar.

Es importante mencionar que las estructuras magnéticas de pequeña escala, que dan origen al campo magnético global, están organizadas en patrones de gran escala de diferentes tipos, entre ellos se tiene a las manchas solares; las *playas magnéticas*,



la parte de una región activa que rodea a una mancha solar con un campo magnético promedio de cientos de Gauss; *áreas unipolares de gran escala* que se extiende por más de cien mil kilómetros tanto en latitud como en longitud, contienen elementos donde predomina una sola polaridad y su tiempo de vida es largo (alrededor de un año), por encima de estas regiones unipolares se encuentran los hoyos coronales. Otro patrón de gran escala que se tiene es la supergranulación, localizadas fuera de una región activa, y es donde está concentrado el flujo magnético fotosférico.

### 1.3.2. Campo magnético coronal

La corona contiene plasma a temperaturas de más de un millón de Kelvin, más de cien veces la temperatura de la superficie solar. Cómo se calienta este gas, es una cuestión que está estrechamente relacionada con la estructura del campo magnético. Los campos observados en la fotosfera se extienden hacia la corona, donde estructuras en el plasma almacenan la energía magnética que al liberarse producen una amplia variedad de fenómenos. Para entender la naturaleza del campo magnético coronal, se requieren modelos teóricos que usen las observaciones fotosféricas como una condición de frontera.

Una dificultad que surge con cualquier intento de modelar globalmente al campo magnético (Petrie et al., 2018), basándonos en observaciones del campo magnético fotosférico, es que sólo podemos observar un lado del Sol a la vez (excepto por algunas limitadas observaciones de STEREO<sup>8</sup>). Para el modelo global se necesitan datos en todas las longitudes. Este problema se puede abordar compilando series temporales de observaciones del disco completo en un magnetograma sinóptico, o simulando regiones activas individuales en un modelo de transporte de flujo superficial que depende del tiempo. Algunos modelos parten del supuesto de que la distribución fotosférica de la componente radial del campo  $B_r(R_\odot, \theta, \psi)$ , en un tiempo dado, es conocida y parten de esto para la construcción del campo magnético de la corona.

Existen diferentes métodos para la modelación del campo coronal: modelos de campo potencial (Schatten, Wilcox y Ness, 1969), modelos de campo libre de fuerzas (Altschuler y Newkirk, 1969) y modelos magneto-hidrostáticos. Todos estos modelos producen sólo (o principalmente) el campo magnético. Otra categoría son modelos magneto-hidrodinámicos, los cuales son capaces de describir de manera autoconsistente tanto al campo magnético como otras propiedades del plasma.

---

<sup>8</sup>Siglas de Solar TERrestrial RELations Observatory, en español, Observatorio de Relaciones Solar-Terrestres.

### 1.3.3. Campo magnético interplanetario

El campo magnético interplanetario fue descrito por Parker en 1963, junto con su teoría del viento solar. Este modelo parte de una serie de suposiciones, en particular se ignora lo que sucede con el campo coronal y se considera una *superficie fuente* a partir de la cual se supone el campo es puramente radial, también se supone simetría azimutal.

De esta forma el campo está anclado a la superficie fuente y es transportado por el viento solar, puesto que esta congelado en él. La configuración que adopta es una simple espiral de Arquímedes (Parker, 1965a) y sus componentes están dadas por:

$$B_r(r, \theta, \psi) = B_r(r_0, \theta, \psi^*) \left(\frac{r_0}{r}\right)^2, \quad (1.3)$$

$$B_\theta(r, \theta, \psi) = 0, \quad (1.4)$$

$$B_\psi(r, \theta, \psi) = B(r_0, \theta, \psi^*) \frac{r_0^2 \Omega}{rv} \sin \theta \quad (1.5)$$

donde  $\Omega$  es la velocidad angular del Sol,  $v$  es la velocidad del viento solar,  $\theta$  es el ángulo polar (medido a partir del eje de rotación del Sol),  $\psi$  es el ángulo azimutal y  $\psi^* = \psi + (r\Omega/v)$ . Estas ecuaciones relacionan el campo magnético a la distancia  $r$ , con el campo magnético en la superficie fuente  $r_0$ .

## 1.4. Movimiento de partículas cargadas en campo magnético

Las condiciones electromagnéticas interplanetarias son responsables de perturbaciones geomagnéticas, además de variaciones en la intensidad de partículas cargadas, es decir, de los rayos cósmicos que llegan a la Tierra provenientes del exterior.

El campo magnético del Sol, así como el campo magnético interplanetario congelado en el viento solar desvían mayormente a los rayos cósmicos de baja energía, se espera que los rayos cósmicos de alta energía (TeV) que llegan a la fotosfera solar sean absorbidos y se emita una sombra en la posición nominal del Sol vista desde la Tierra con un diámetro angular ideal de  $0.5^\circ$ , que es el tamaño angular del Sol.

El campo magnético solar es transportado al medio interplanetario por la continua expansión de la corona, debido al viento solar, que cuando se acerca a un planeta con campo magnético, como es el caso de la Tierra, las partículas son desviadas por la fuerza de Lorentz (ver Figura 1.7), que es la fuerza ejercida por el campo electromagnético que siente una partícula cargada o una corriente eléctrica, mostrada en su forma general como sigue:

$$\mathbf{F} = q(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (1.6)$$

donde  $\mathbf{v}$  es la velocidad de la partícula,  $\mathbf{E}$  es la intensidad de campo eléctrico y  $\mathbf{B}$  el campo magnético.

La fuerza de Lorentz ( $\mathbf{F}$ ) es directamente proporcional a la carga  $q$  de la partícula y perpendicular a  $\mathbf{B}$ .

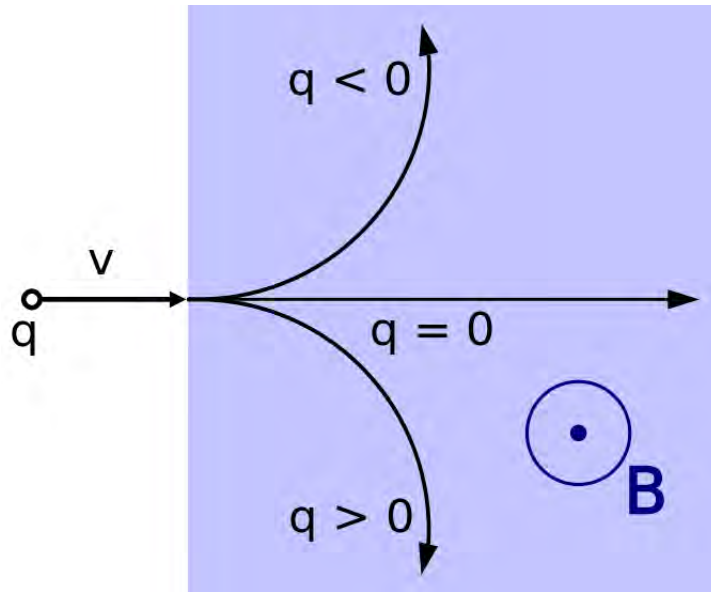


FIGURA 1.7: Trayectoria bajo la fuerza de Lorentz de una partícula cargada en un campo magnético constante, según el signo de la carga eléctrica.

Las líneas de campo en la fotosfera rotan diferencialmente, mientras que en la corona rotan de manera rígida aproximadamente a la velocidad de la rotación ecuatorial.

#### 1.4.1. Movimiento de una partícula en un campo homogéneo

A principios del siglo XX, el científico noruego Kristian Birkeland y posteriormente Störmer (Paton y McInnes, 1957) en los años 50's, apreciaron la importancia de los problemas del movimiento de partículas cargadas en campos magnéticos de la física espacial.

La ecuación fundamental que rige el movimiento de una partícula bajo la presencia de un campo magnético sin perturbar, esta dada de la siguiente manera:

$$\frac{d\mathbf{p}}{dt} = e \left( \mathbf{E} + \frac{1}{c} \mathbf{v} \times \mathbf{B} \right) + \mathbf{F} \quad (1.7)$$

donde  $\mathbf{p}$  es el momento de la partícula,  $e$  su carga y  $v$  la velocidad. De aquí tenemos que la fuerza ejercida por un campo magnético sobre la partícula es perpendicular a la velocidad, aunque el campo eléctrico inducido puede producir cambio en la energía de la partícula si el campo magnético varía rápidamente.

Si el campo magnético no cambia en el tiempo, entonces la energía de las partículas que lo atraviesan no se modifica, es decir, la energía cinética de la partícula es constante.

Cuando una partícula cargada se mueve en un campo magnético homogéneo (ecuación 1.8), la velocidad tiene dos componentes: paralela ( $v_{\parallel}$ ) donde la partícula sigue un movimiento rectilíneo uniforme en la dirección del campo; y perpendicular ( $v_{\perp}$ ) al campo, que es cuando el movimiento de la partícula es circular con rapidez constante. Siendo este el *radio de giro* ( $R_g$ ) de la partícula dado por la ecuación 1.9, donde  $m_p$  es la masa de la partícula y  $q$  su carga. Este radio también llamado de Larmor es el giro de la partícula alrededor del campo magnético.

Se tiene una variante para el caso de partículas relativistas (Longair, 1992) (Serway, Moses y Moyer, 2005), ya que para obtener el radio de giro se debe multiplicar por el factor de Lorentz ( $\gamma$ ) dado en la ecuación 1.10, considerando aquí la masa del protón en unidades de electron-volts.

$$\frac{d\mathbf{p}}{dt} = \frac{e}{c} \mathbf{v} \times \mathbf{B} \quad (1.8)$$

$$R_g = \frac{m_p v}{qB} \quad (1.9)$$

$$E = \gamma(m_p c^2) \quad (1.10)$$

Para describir el movimiento de una partícula también es importante el parámetro angular (ecuación 1.11), que es el ángulo entre los vectores de velocidad y campo magnético, conocido como *ángulo de paso*.

$$\alpha = \tan^{-1} \left( \frac{v_{\perp}}{v_{\parallel}} \right) \quad (1.11)$$

### 1.4.2. Movimiento de partículas en campos magnéticos no homogéneos

Si el campo magnético es inhomogéneo o el movimiento de la partícula es perturbado por acción de fuerzas no magnéticas, conviene usar el concepto de *centro guía* ( $r_c$ ), definido como sigue:

$$r_c = r + R_g \quad (1.12)$$

Donde  $r$  es la posición de la partícula.

Cuando la única fuerza que actúa sobre la partícula es un campo magnético uniforme, el centro guía coincide con el centro de giro. De lo contrario, el centro de giro está dado por la curvatura de la trayectoria de la partícula, que está determinada por todas las fuerzas que actúan sobre ella y, ya no será válida la ecuación 1.12 del centro guía.

El movimiento de la partícula puede describirse como la suma del giro de la partícula alrededor del centro guía y el desplazamiento de éste, si la partícula se mueve en un círculo alrededor del centro guía.

Si la partícula tiene un desplazamiento mucho mayor a su radio de giro, para saber su movimiento puede ser suficiente conocer el movimiento de su centro guía, pues la partícula girará alrededor de él.

## Capítulo 2

# Los Rayos Cósmicos

### 2.1. Introducción

Los rayos cósmicos (RC), conocidos también como radiación cósmica, son núcleos de átomos completamente ionizados debido a que han perdido todos sus electrones. Aproximadamente el 90% de su composición son protones (núcleos de Hidrógeno) y partículas alfa ( $\alpha$ ) que consisten en núcleos de Helio ( $\sim 9\%$ ) y el  $\sim 1\%$  restante son núcleos de elementos más pesados como el carbono y el oxígeno (por mencionar algunos), además de positrones, electrones y neutrinos.

Estas partículas son aceleradas en fuentes astrofísicas arribando a la Tierra de manera isotrópica, es decir desde todas direcciones siendo un flujo omnidireccional. Pueden viajar a velocidades cercanas a la de la luz y su principal característica es la gran energía cinética que poseen, se estima que tienen millones de veces más energía que las partículas generadas en aceleradores<sup>1</sup> terrestres.

Los RC provienen de diferentes regiones del espacio exterior y debido a su alta energía, al interactuar con la atmósfera de la Tierra producen un efecto llamado lluvia cósmica o cascada atmosférica extensa (EAS) dando lugar a la producción de diversas partículas como muones<sup>2</sup>, positrones<sup>3</sup>, etc. A los rayos cósmicos que interactúan con la atmósfera terrestre se les llama RC primarios, y a los producidos en la cascada atmosférica se les conoce como RC secundarios.

---

<sup>1</sup>Un acelerador de partículas es un instrumento que utiliza campos electromagnéticos, capaz de aumentar la velocidad de las partículas cargadas y así, hacer que colisionen con otras partículas, teniendo el objetivo de desintegrar el núcleo de los átomos bombardeados. El más grande hasta ahora es el Laboratorio Europeo de Física de Partículas Elementales (CERN), que trabaja con partículas de decenas de TeV.

<sup>2</sup>Los muones son partículas elementales con carga eléctrica negativa y masa 200 veces mayor que el electrón. Al desintegrarse, el resultado más frecuente es un electrón y un par de neutrinos tal que su carga eléctrica total sea nula.

<sup>3</sup>Positrón también llamado antielectrón, es una partícula fundamental eléctricamente positiva. Antipartícula del electrón, con misma masa y espín, pero carga eléctrica opuesta.

## 2.2. Historia

En 1909, Theodor Wulf desarrolló el primer electrómetro. Este instrumento fue diseñado para medir la tasa de producción de iones dentro de un contenedor sellado herméticamente. Wulf usó el instrumento para demostrar que los niveles de radiación ionizante en la cúspide de la Torre Eiffel eran mayores que en su base.

Más tarde, en 1912, Victor Hess elevó tres electrómetros Wulf de mayor precisión a una altitud de 5300 metros usando un globo aerostático y encontró que la tasa de ionización se multiplicaba aproximadamente por cuatro, en comparación con la que podía medirse a nivel del suelo. Concluyendo de acuerdo a la evidencia, que el origen de la radiación ionizante serían fuentes en el espacio pero fuera del Sistema Solar.

Hess descartó al Sol como la fuente responsable de la radiación, mediante un nuevo ascenso en globo durante un eclipse casi total de Sol. Cuando la Luna estaba bloqueando la mayor parte de la radiación solar visible, pudo medir una tasa de ionización en aumento con la altura, y concluyó:

*"La mejor explicación al resultado de mis observaciones viene dada por la suposición de que una radiación de un enorme poder de penetración entra en nuestra atmósfera desde arriba".*

(Herman Hess, 1936)

A Hess se le atribuye la primer y más completa evidencia de la existencia de una radiación ionizante proveniente del espacio exterior. Por este descubrimiento se le galardonó con el Premio Nobel de Física en 1936.

La abundancia de radiación ionizante, después de los 16 km sobre el nivel del mar (s.n.m.) empieza a decrecer. Estas fueron observaciones de Robert Millikan y otros científicos, quienes concordaron que la radiación observada es debida a una fuente primaria de rayos cósmicos, que produce radiación secundaria en la atmósfera baja. Además, la teoría de Millikan era que los RC primarios eran rayos gamma de alta energía provenientes de una fusión<sup>4</sup> de átomos interestelares (Angelo, 2004).

En los años 1913 y 1914, Werner Kolhörster confirmó las observaciones de Hess al medir el incremento de la tasa de ionización a 9 km de altitud. Y entre 1928 y 1929, él mismo, mostró la dependencia entre la radiación cósmica y la latitud de la Tierra; esto es que, la deflexión de las partículas cargadas es mayor en el ecuador que en los polos.

En la Figura 2.1 se muestran los datos recolectados por Hess en 1912 en la gráfica del lado izquierdo, y en la gráfica derecha los datos de W. Kolhörster durante 1913

<sup>4</sup>La fusión nuclear es un proceso físico en el que dos o más núcleos atómicos de carga similar se unen y forman un núcleo más pesado. Para que esto ocurra se requiere una energía tal que supere la producida por la fuerza electrostática.

y 1914, usando electroscopios al viajar en globos aerostáticos; donde se tiene que mientras mayor es la altitud hay un aumento en la radiación ionizante (Carlson y de Angelis, 2011).

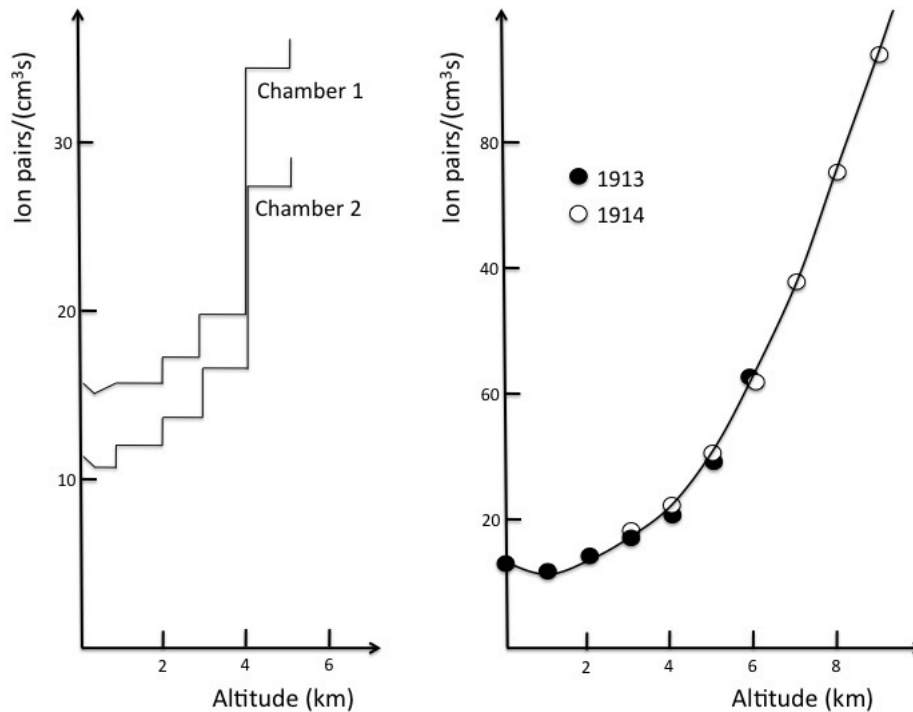


FIGURA 2.1: Incremento de ionización respecto la altura medida por Hess (izquierda) y por Kolhörster (derecha).

En 1920 Millikan realizó mediciones de la ionización dejando de utilizar electrómetros, en su lugar utiliza instrumentos de detección de radiación situados en lagos a diferentes profundidades. El espesor de la atmósfera corresponde a 10 metros de agua, con ello Millikan supuso que sus mediciones en los lagos determinarían mejor la absorción de la radiación cósmica. Pero los RC tienen diferente absorción en el agua que en la atmósfera. El patrón de ionización en aire y agua lo podemos ver en la figura 2.2, donde se tienen los datos de Kolhörster (rombos) y las mediciones bajo el agua de Millikan representados con círculos y asteriscos, viendo que el patrón de ionización es diferente para los distintos medios (Stanev, 2010).

El primer instrumento exitoso con la nueva tecnología de detección, fue el contador Geiger-Muller, que daba un pulso después de que una partícula cargada atravesara el dispositivo, haciendo que la detección fuese más sencilla. Aunque no se reconoce la energía de la partícula explícitamente se puede establecer un rango de energía según la penetración de la partícula, este hecho significó un gran progreso en el descubrimiento de la naturaleza de los RC. Y así, los electrómetros fueron reemplazados por este tipo de instrumentos de contadores de partículas cargadas.



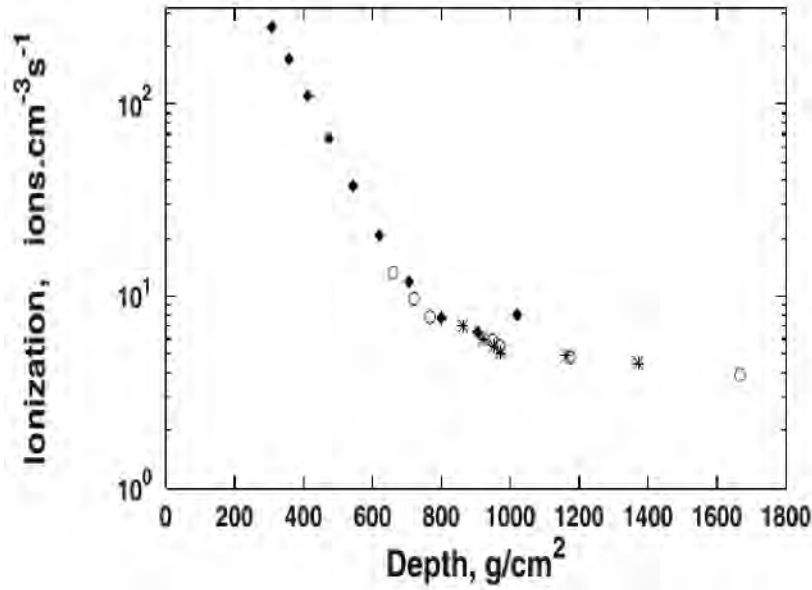


FIGURA 2.2: Se muestra la ionización como función de la profundidad en la atmósfera de mediciones realizadas por Kolhörster (rombos) y en agua por Millikan (círculos y asteriscos).

### 2.3. Espectro de energía

Los RC de baja energía son muy abundantes, conforme aumenta la energía, la abundancia del flujo disminuye. En la Figura 2.3 se muestra su espectro de energía donde podemos observar este comportamiento.

El espectro de energía nos dice como está distribuido el valor del flujo respecto a la energía de las partículas. Su comportamiento general (para energías mayores a decenas de GeV) es posible describirlo con una ley de potencias de la siguiente forma:

$$I = \frac{dN}{dE} = AE^{-\alpha} \quad (2.1)$$

donde  $\alpha$  es el índice espectral.

La intensidad diferencial ( $I$ ) de partículas primarias en el rango de energía que va de GeV hasta algunos cientos de TeV está dado por:

$$I(E) \approx 1.8 \times 10^4 (E/GeV)^{-\alpha} \quad \text{nucleones/m}^2 \cdot \text{s} \cdot \text{sr} \cdot \text{GeV}$$

donde  $E$  es la energía por nucleón, y para energía de 1 TeV se tiene que  $\alpha$  es  $\sim 2.7$ .

El espectro de RC abarca trece ordenes de magnitud, desde los  $10^8$  eV hasta los  $10^{21}$  eV aproximadamente. Se identifican dos puntos particulares donde cambia la

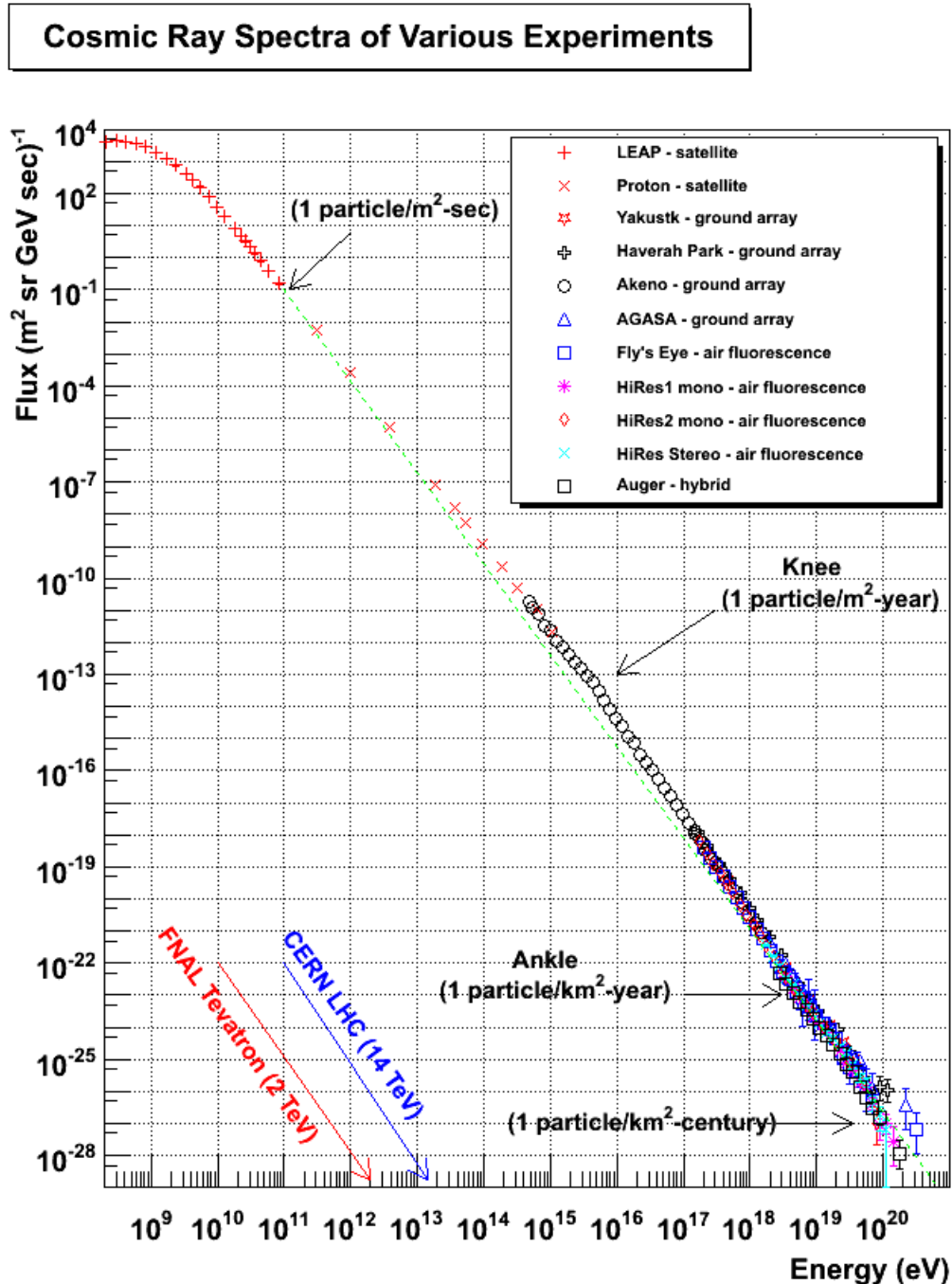


FIGURA 2.3: Espectro energético de RC compuesto por la observación de varios detectores. En el eje horizontal se tiene la energía en un rango de  $10^8$  eV a  $10^{21}$  eV, en función del flujo de las partículas primarias (en el eje vertical en unidades de área-ángulo sólido-energía-tiempo). Fuente: Utah, (*Cosmic Ray Spectra*).

pendiente del espectro de energía, conocidos como: “rodilla” (knee) y “tobillo” (ankle). Sus energías correspondientes son de  $10^{15}$  eV (1PeV) y  $10^{18}$  eV, y sus flujos son de una partícula por metro cuadrado al año y una partícula por kilómetro cuadrado

al a1o, respectivamente para estas dos zonas. Hacia el final del espectro, cuando la energa es igual o mayor a  $10^{20}$  eV, la frecuencia decae, detectando un flujo de una partcula por  $\text{km}^2$  por siglo en la Tierra.

La composici3n quimica del espectro comprende elementos con n1mero at3mico ( $Z$ ) desde 1 hasta 20, correspondiente al Hierro (Stanev, 2010). En la primer zona (hasta la "rodilla") se identifican Hidr3geno y Helio como los elementos dominantes. As3 mismo, en este rango de energa es donde se encuentran los rayos c3smicos gal3cticos, mientras que, a partir de la regi3n llamada tobillo se consideran RC extra-gal3cticos.

El espectro de la radiaci3n c3smica se puede describir de cuatro diferentes formas seg1n Nakamura y (Particle Data Group), 2010:

1. Partcula por unidad de rigidez. La propagaci3n y deflexi3n de los RC a trav3s de los campos magn3ticos depende de la rigidez magn3tica  $P$  de la partcula, que se define como el radio de giro ( $R_g$ ) multiplicado por el campo magn3tico  $\mathbf{B}$ :

$$P = \frac{pc}{Ze} = R_g \mathbf{B} c$$

donde  $Z$  es el n1mero at3mico del elemento (para protones  $Z = 1$ ),  $p$  es el momento,  $c$  la velocidad de la luz y  $e$  es la carga elemental ( $\sim 0.5$  GeV).

Si el radio de giro es comparable con el tama1o de la irregularidad, la partcula es dispersada. Como hay irregularidades distribuidas aleatoriamente, esto ayuda a la dispersi3n isotr3pica del flujo de partculas.

2. Partculas por energa-por-nucle3n. La fragmentaci3n de los n1cleos propag3ndose a trav3s del gas interestelar depende de la energa por nucle3n, ya que esta cantidad es aproximadamente constante cuando el n1cleo se fragmenta al interactuar con el gas.
3. Nucleones por energa-por-nucle3n. La producci3n de RC secundarios en la atm3sfera depende de la intensidad de nucleones expresada en energa por nucle3n. Independientemente si los nucleones incidentes son protones libres o ligados al n1cleo.
4. Partculas por energa-por-n1cleo. Experimentos de cascadas que usan la atm3sfera como calor3metro, miden una cantidad relacionada con la energa total por partcula.

Para energas mayores a 100 TeV, la diferencia entre energa cin3tica y energa total es despreciable y el flujo se presenta en partculas por energa por n1cleo. Para energas menores a 100 TeV, la diferencia entre la energa cin3tica y total es

importante, siendo común representar al flujo en nucleones por energía cinética por nucleon. Esta es la forma usual de representar el espectro para núcleos con diferentes masas. Estos comportamientos los podemos ver en la figura 2.4.

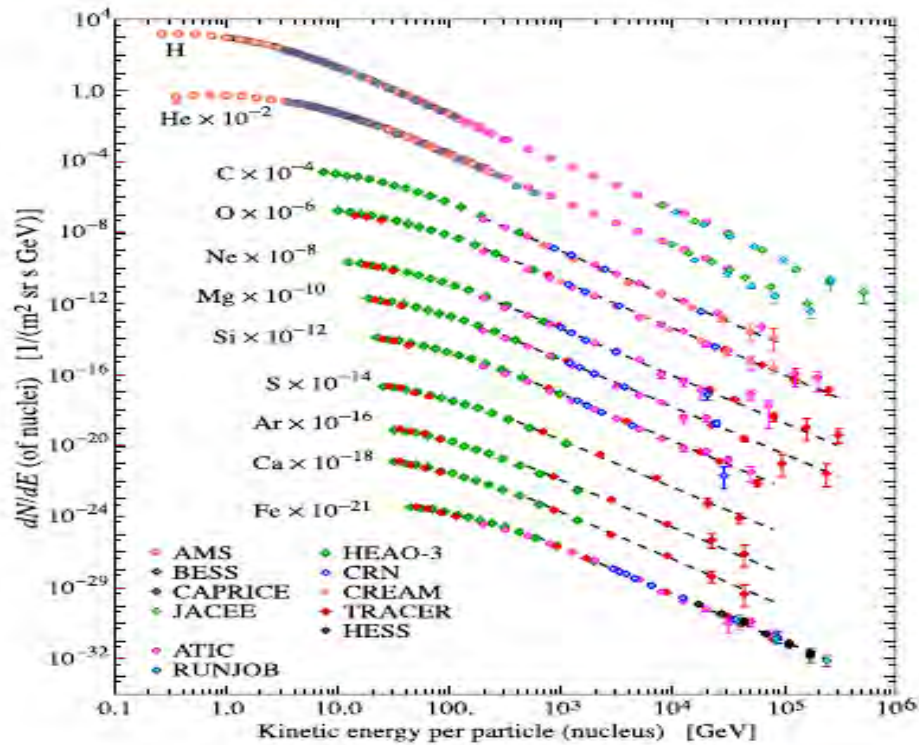


FIGURA 2.4: Espectro para núcleos con diferentes masas, donde se representa su flujo en nucleones por energía por nucleón.

En la Figura 2.3, vemos que el espectro de energía no es observado en su totalidad por un solo instrumento, es necesaria la colaboración de diversos experimentos para poder conocer el flujo de RC a diferentes energías, cada uno con cierta capacidad de detección. Con una línea punteada de color verde se indica el ajuste teórico promedio. En esta tesis, los resultados se obtienen a partir de los datos recolectados por el Observatorio HAWC, que trabaja en un rango de energía entre  $10^{12}$  eV hasta  $10^{14}$  eV, es decir, energías en el rango de TeV que es mayor incluso, que el del Gran Colisionador de Hadrones (LHC) en el CERN .

## 2.4. Clasificación y origen de los Rayos Cósmicos

Determinar el origen de los RC no es simple. Algo que lo hace más complejo es que sus trayectorias en el espacio no son rectas, sino que se desvían cada vez que se encuentran con campos magnéticos que abundan en el espacio interestelar.

Como vimos en la sección 2.2, a principios del siglo XX ya se sabía de la existencia de los RC, lo que aún sigue siendo una incógnita es su origen exacto. Se sabe que la radiación cósmica viene del exterior del sistema solar. Las partículas dentro del sistema solar son moduladas por el viento y el campo magnético solar; además del campo geomagnético, que afecta mayormente a los RC de baja energía. Además, en los periodos cuando se emiten grandes erupciones solares, el Sol emite RC de baja energía, pero estos fenómenos estelares son poco frecuentes. Por lo tanto, no se le puede atribuir el origen de los RC al Sol.

Hasta ahora se tiene una clasificación para los RC dependiendo de las posibles fuentes de donde provienen:

- Rayos cósmicos galácticos (RCG o GCR por su acrónimo en inglés de "Galactic Cosmic Rays"). Son partículas que provienen de alguna fuente fuera del sistema solar, pero dentro de la galaxia.

A veces puede confundirse con las partículas energéticas provenientes del Sol (PES: Partículas Energéticas Solares), tomándolos como RC. Estas son asociadas a eventos energéticos como ráfagas o eyecciones de masa coronal (EMC). En principio los RCG tienen energías entre  $10^9$  y  $10^{15}$  eV, mientras que las partículas solares son del orden de MeV.

- Rayos cósmicos extra-galácticos. Como su nombre lo indica, deben ser producidos fuera de la galaxia debido a su alta rigidez, con un radio de giro mucho mayor que el de los RCG. pero el debate aún continúa sobre sus orígenes. Su rango de energía es superior a los  $10^{18}$  eV, por ejemplo Fraija y Marinelli, 2016 y Fraija et al., 2017.

Algunas fuentes probables son la explosión de supernovas<sup>5</sup> o núcleos activos de galaxias<sup>6</sup> según datos de telescopios como el de Fermi. Por ahora, sólo se tiene que las explosiones de supernova son responsables de la aceleración inicial de gran parte de los RC.

## 2.5. Cascadas Atmosféricas

Cuando un rayo cósmico primario de alta energía entra a la atmósfera (a decenas de kilómetros sobre la superficie terrestre:  $\sim 20$  km) interactúa con los átomos de

---

<sup>5</sup>Es la etapa final en el ciclo de vida de una estrella gigante, sucede cuando se libera de su cubierta exterior y explota convirtiéndose en Nova o Supernova.

<sup>6</sup>AGN (Active Galactic Nuclei). Regiones compactas en el centro de una galaxia con un exceso de luminosidad, pero esta emisión no se registra en el espectro electromagnético. Su radiación es producida por acreción de materia debido a un agujero negro supermasivo.

ésta, chocando contra los gases liberando electrones y piones, entre otros. Este proceso excita los átomos y genera nuevas partículas. Éstas nuevas partículas a su vez, colisionan contra otras y provocan una serie de reacciones nucleares, originando más partículas que repiten el proceso en cadena. A esta producción en cadena de partículas le llamamos *cascada atmosférica extensa* (EAS del inglés Extensive Air Shower) (ver Figura 2.5).

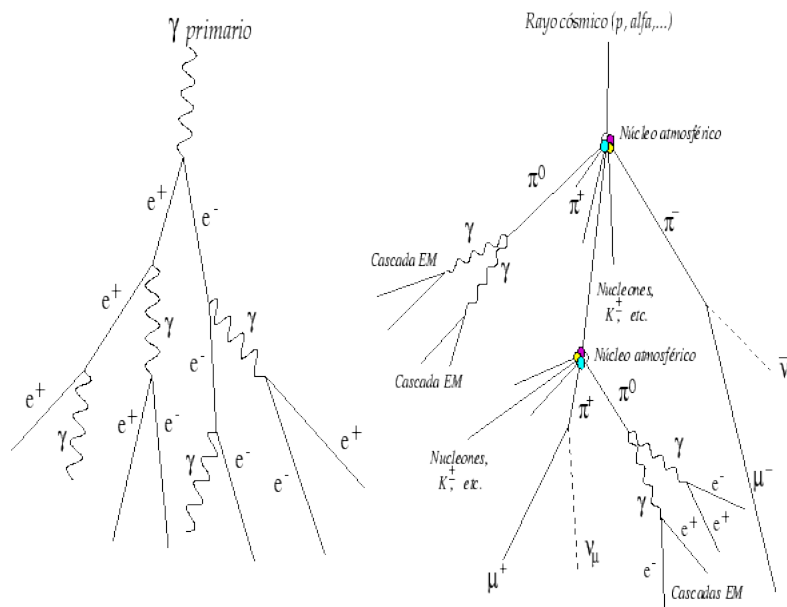


FIGURA 2.5: Cascada atmosférica, donde se muestra la posible desintegración del rayo cósmico primario al interactuar con la atmósfera terrestre.

Al principio las cascadas atmosféricas fueron interpretadas como resultado de la dispersión de Compton por los rayos gamma. Las observaciones y teorías de las cascadas electromagnéticas y sus interacciones, se empezaron a desarrollar a partir de los años 1920's y 1930's.

Los integrantes principales en las cascadas son: las partículas primarias y secundarias. Las primeras, son partículas cargadas y aceleradas que interactúan con la atmósfera y el campo magnético terrestre. Después se producen las partículas secundarias que son el resultado de la interacción de las partículas primarias con la atmósfera.

Las componentes de partículas que alcanzan el suelo varía según la altitud (a mayor altura, menos atmósfera con la cual interactuar) y la latitud (a menor latitud, mayor cantidad de partículas desviadas por el campo magnético).

En las cascadas atmosféricas se pueden diferenciar tres componentes principales, clasificados debido a las partículas secundarias resultantes (Figura 2.6):

- Componente electromagnética. La fuente dominante de esta componente son los fotones, producto del decaimiento de piones neutros.
- Componente hadrónica. Iniciadas por la interacción de un hadrón cósmico de alta energía (generalmente un protón) con un núcleo de la atmósfera. Formando hadrones secundarios como por ejemplo, bariones, piones y kaones.
- Componente muónica. Cerca del 90% de los muones presentes en una cascada son producidos por la componente hadrónica, debido al decaimiento de piones y kaones. Se propagan a través de la atmósfera sin gran pérdida de energía y llegan a la superficie terrestre casi sin sufrir ninguna atenuación. Es la componente más penetrante.

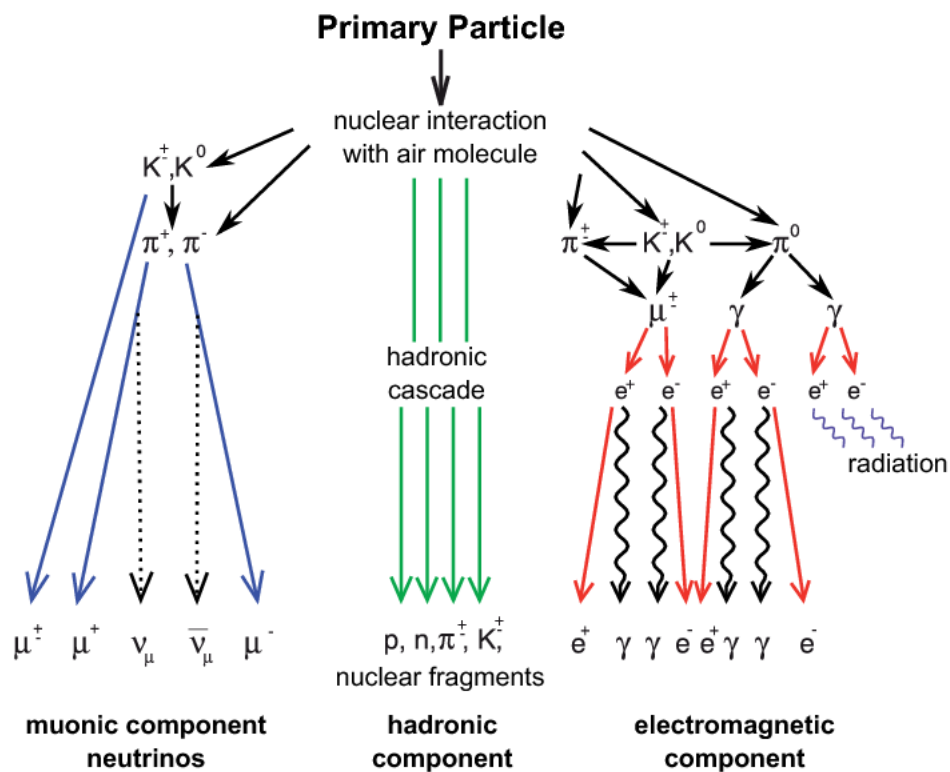


FIGURA 2.6: Diagrama de una cascada atmosférica; a partir de una partícula primaria al interactuar con la atmósfera obteniéndose los componentes principales: muónico (azul), hadrónico (verde) y electromagnético (rojo). Fuente: KCDC <sup>7</sup>(Haungs et al., 2015)

<sup>7</sup>KCDC son las siglas de KASCADE Cosmic Ray Data Centre. KASCADE (Kaelsruhe Shower Core and Array Detector) es un experimento europeo diseñado para estudiar y medir las cascadas de rayos cósmicos primarios de muy alta energía ( $> 10^{15}$  eV). Para más detalles del detector ver Antoni et al., (2003).



La primera interacción resulta del rayo cósmico primario con un núcleo atmosférico, donde se produce pares barion-antibarion y en consecuencia piones, mayormente. Cuando decae un pion neutro en fotones se induce una cascada electromagnética, y se produce un par electrón-positron. Por otro lado, los piones cargados ( $\pi^\pm$ ) decae en muones y neutrinos.

El proceso de formación entre las cascadas electromagnéticas y hadrónicas es diferente, tanto su forma como desarrollo en la atmósfera; mientras las cascadas electromagnéticas producen una única traza a lo largo de la dirección del rayo gamma y en general empiezan a una gran altura en la atmósfera, las cascadas hadrónicas tienen un aspecto más ensanchado ya que la dispersión de momento transversal generada por los impactos con los átomos es mayor. Siendo la extensión una característica primordial entre estos tipos de cascadas.

Los corpúsculos integrantes de las cascadas se pueden medir con distintos tipos de detectores, generalmente basados en la ionización de la materia o con el efecto Cherenkov.

## 2.6. Flujo en la heliosfera

La heliosfera es la región espacial que se encuentra bajo la influencia del viento solar y su campo magnético, se compone de iones procedentes de la atmósfera solar y se extiende mas allá de la órbita de Pluton, cubriendo todo el sistema solar. La frontera de la heliosfera se le conoce como heliopausa, que es el punto de intersección entre las partículas emitidas por el Sol (viento solar) y las partículas del medio interestelar. Esta frontera se encuentra a  $\sim 122$  UA (Potgieter, 2017) en la dirección del viajero 1, con dependencia en la velocidad y presión del viento solar.

Antes de llegar a la frontera de la heliosfera, se tiene una región turbulenta conocida como heliofunda. Esta zona turbulenta se encuentra entre el choque terminal del viento solar y la heliopausa. El choque terminal está situado alrededor de 90 UA (Burlaga et al., 2008; Stone et al., 2008) y en esta zona el flujo radial supersónico del viento solar se vuelve subsónico, debido al equilibrio que se establece entre la presión dinámica del viento solar y el medio interestelar local. Las partículas se ralentizan, se calientan y emiten energía, acumulándose frente a la heliopausa y creando una onda de choque (ver Figura 2.7).

El campo magnético solar es transportado por el viento solar hasta la heliopausa, este afecta a los RC al entrar a la Heliosfera, a este fenómeno se le conoce como "*modulación solar de los rayos cósmicos*". Las partículas cargadas que son mayormente moduladas son los de menor energía (GeV), mientras que las más energéticas (TeV) prácticamente no sufren modulación.



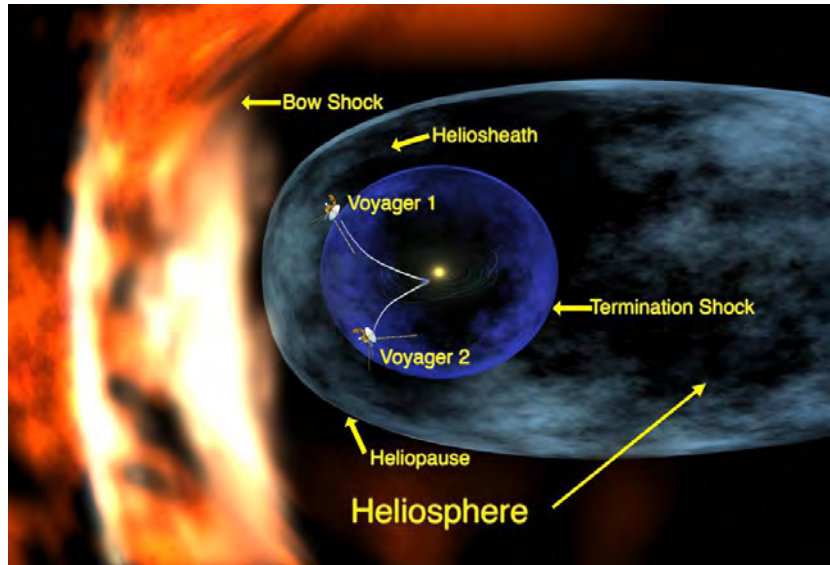


FIGURA 2.7: El choque terminal del viento solar, la heliopausa y el choque de proa. La región entre el choque terminal y la heliopausa es la heliofunda. También se ilustran las dos aeronaves Voyager 1 y 2, que tienen trayectorias al norte y sur de las órbitas planetarias respectivamente. Fuente: NASA/Goddard/Walt Feimer

En 1965, Euge N. Parker publicó un modelo físico que describe el transporte de los RC en el interior de la Heliósfera (Parker, 1965b), a través de mecanismos físicos. Los principales procesos físicos que provocan la propagación de los RC en la heliósfera son (Potgieter, 2013):

1. Convección. Proceso debido a que las partículas al girar alrededor de las líneas de campo son "barridas" hacia afuera, pues el campo es transportado por el viento solar el cual fluye radialmente hacia la heliopausa (ver Figura 2.8a). Este efecto depende en gran medida de la velocidad de flujo del viento solar a través del medio interplanetario.
2. Difusión. Este proceso describe como se dispersan los RC al ingresar al medio interplanetario. Dicha dispersión corresponde a efectos relacionados con la interacción de partículas cargadas con el campo electromagnético contenido en el viento solar, es importante decir que este campo no es uniforme sino que presenta irregularidades (ver Figura 2.8b).
3. Derivas. A causa de que el campo magnético heliosférico está curvado y presenta un gradiente, las partículas tendrán movimiento de deriva a través del

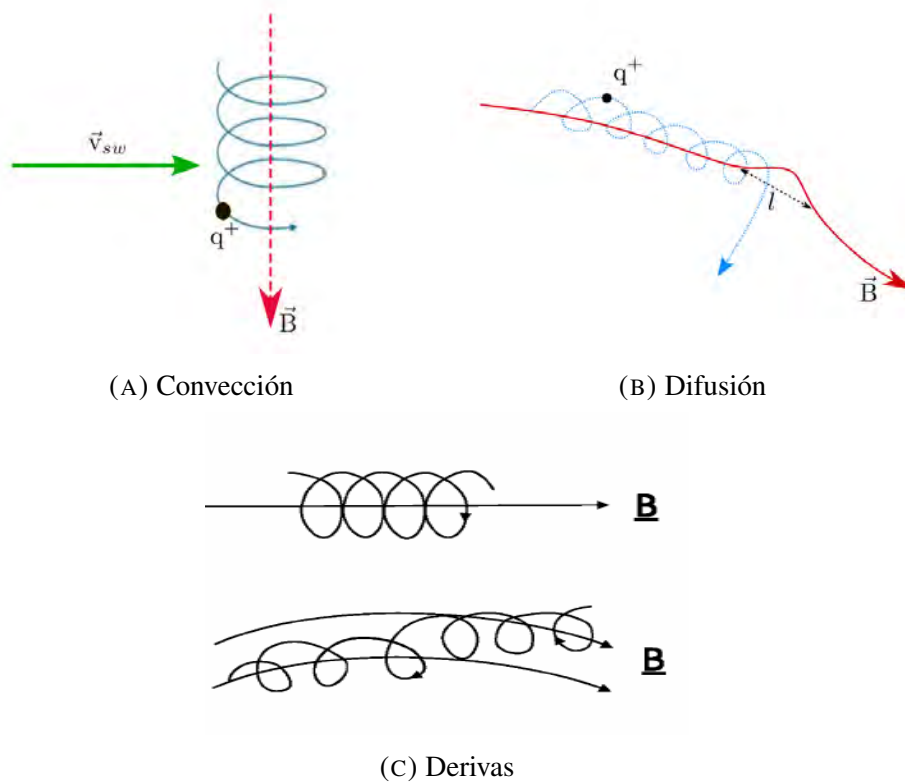


FIGURA 2.8: Representación de los procesos físicos que provocan la modulación solar de la radiación cósmica.

campo como vemos en la figura 2.8c; donde se tienen dos de los comportamientos más comunes: donde la partícula describe una orbita espiral de acuerdo al radio de giro para un campo magnético uniforme, y para un campo magnético no uniforme la partícula se aleja de la línea de campo debido al gradiente y curvatura del campo produciendo una separación de cargas (protones y electrones) hacia lados contrarios (Moraal, 2013).

4. Cambios de energía. Aquí se lleva a cabo una desaceleración adiabática. Es un proceso en que las partículas se están propagando, involucrando la pérdida de energía causada por la expansión en el medio y la combinación de la turbulencia del plasma.

En el diagrama superior de la figura 2.8c se presenta una de las trayectorias típicas de partículas cargadas con deriva perpendicular a  $\mathbf{B}$  bajo la influencia de una fuerza constante. Cuando la velocidad de deriva es pequeña comparada con la velocidad de giro, el centro guía y centro de giro tienden a coincidir.

La modulación de los RCG en el sistema solar fué determinada dado que hay una anticorrelación entre las observaciones de los monitores de neutrones<sup>8</sup> y el número

<sup>8</sup>Los monitores de neutrones son detectores en tierra que miden eficientemente la cantidad de RC.

de manchas solares (Figura 2.9), pues como sabemos reflejan las regiones activas en el Sol. Concluyendo, el flujo de RCG varía de acuerdo con el ciclo de actividad solar. Si el Sol se encuentra activo, su campo magn3tico es m3s fuerte, con lo que el flujo de RCG disminuye ya que gran parte de estas part3culas cargadas son mayormente moduladas. Estas variaciones corresponden a un ciclo de 11 a3os, tiempo en que el campo magn3tico del Sol se invierte, complet3ndose as3 el ciclo solar de 22 a3os.

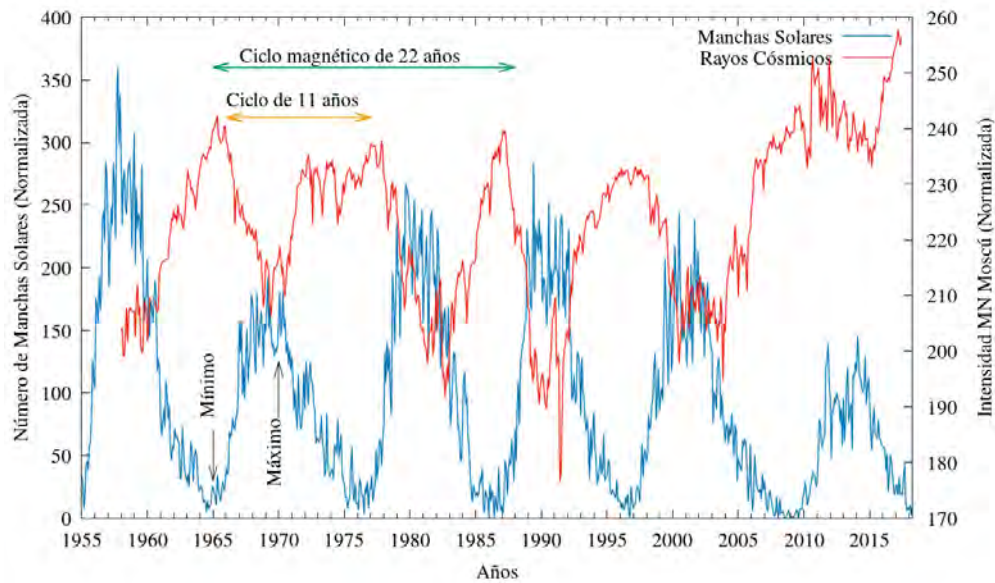


FIGURA 2.9: Efecto de la modulación solar del flujo de RC (línea roja) de acuerdo al ciclo de actividad del Sol medido con respecto al número relativo de manchas solares (línea azul).

## Capítulo 3

# Observaciones previas de la Sombra del Sol

### 3.1. Observaciones del Tibet

Científicos de origen chino y japonés en colaboración, establecieron el observatorio Tibet AS- $\gamma$ , permitiendo realizar investigaciones astronómicas detectando cascadas de RC de alta energía EAS. Ubicado en la región autónoma china del Tíbet, situada a 4,300 metros sobre del nivel del mar, en la localidad de Yangbajin (Amenomori y Tibet AS- $\gamma$  Collaboration, 1991).

Tal proyecto inició a principios de los 90's, construido en tres etapas principalmente: Tibet-I a partir de 1990 hasta 1993, Tibet-II durante el periodo de 1994 a 1999 y finalmente la tercer etapa desde 1999 hasta 2003 cuando el arreglo es completado (Figura 3.1).

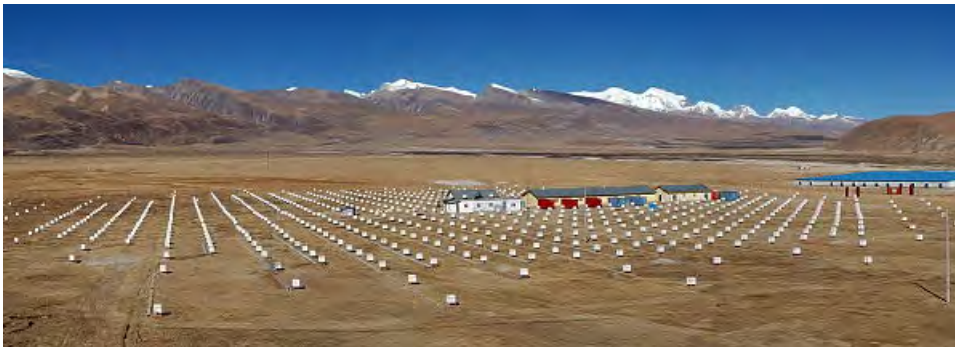


FIGURA 3.1: Arreglo experimental completo “Tibet-AS” construido en Yangbajin, Tibet a 4300 metros s.n.m.

Es un arreglo que consta de 697 centelladores, compuesto con 497 detectores, cada uno cubre un área de  $0.5 \text{ m}^2$ . En total, el área física del observatorio se extiende hasta los  $53,000 \text{ m}^2$  al termino de su construcción. Siendo su resolución angular de  $0.9^\circ$ . Los objetivos principales de este observatorio son; la búsqueda de fuentes muy

energéticas de rayos  $\gamma$  (TeV), la medición del espectro de energía y composición química de los RC de muy alta energía, estudios tridimensionales de la estructura global del Sol y el campo magnético interplanetario para RCG y la observación de neutrones solares producidos por “flares” o erupciones solares.

El observatorio del Tibet estudió las sombras de la Luna y del Sol en RC a altas energías, alrededor de 10 TeV (Amenomori et al., 1993a). Con la sombra de la Luna se estimó que la resolución angular del arreglo es menor a  $1^\circ$ . Las primeras observaciones de la sombra del Sol se presentaron en 1993 con el arreglo del Tibet-I, tomando en cuenta el efecto del campo magnético solar e interplanetario (Amenomori et al., 1993b).

Las investigaciones realizadas por el Tibet determinaron que con la sombra del Sol es posible proveernos de información acerca del campo magnético solar y los cambios de actividad en el Sol.

Se han realizado estudios para el Sol tanto en su fase activa (1990-1993 y entre 2000-2003) (Amenomori et al., 2006) como en la fase de baja actividad (1995 – 1997) (Amenomori, 1999), en el primer caso la significancia estadística resultante fue de 4.6 sigma<sup>1</sup> (Amenomori et al., 1993c). En la fase 1 del Tibet se tiene registro de un máximo en la actividad, obteniendo cierto desplazamiento en dirección suroeste de la sombra del Sol, atribuido al cambio del campo magnético solar. El registro de un mínimo solar, se tiene con la fase del Tibet-II, donde se observó el efecto del campo dipolar de la sombra del Sol (Amenomori et al., 2000).

En los mapas de la sombra del Sol representativos de las variaciones de actividad solar de la Figura 3.2, podemos ver que para un periodo de alta actividad la sombra es más difusa y el déficit mínimo esta desplazado del centro del mapa, respecto a los mapas inferiores donde la sombra del Sol en un fase de baja actividad es más definida y concéntrica. Estos mapas fueron realizados tomando eventos en un rango de energía entre 8 TeV hasta 100 TeV.

---

<sup>1</sup>Sigma es una medida estadística que se toma como referencia para el estudio de procesos, esperando obtener un número mayor a 5, lo que indicaría que se tiene mas de 99.97% de eficiencia en el resultado (ver sección 5.1.4 para más información).

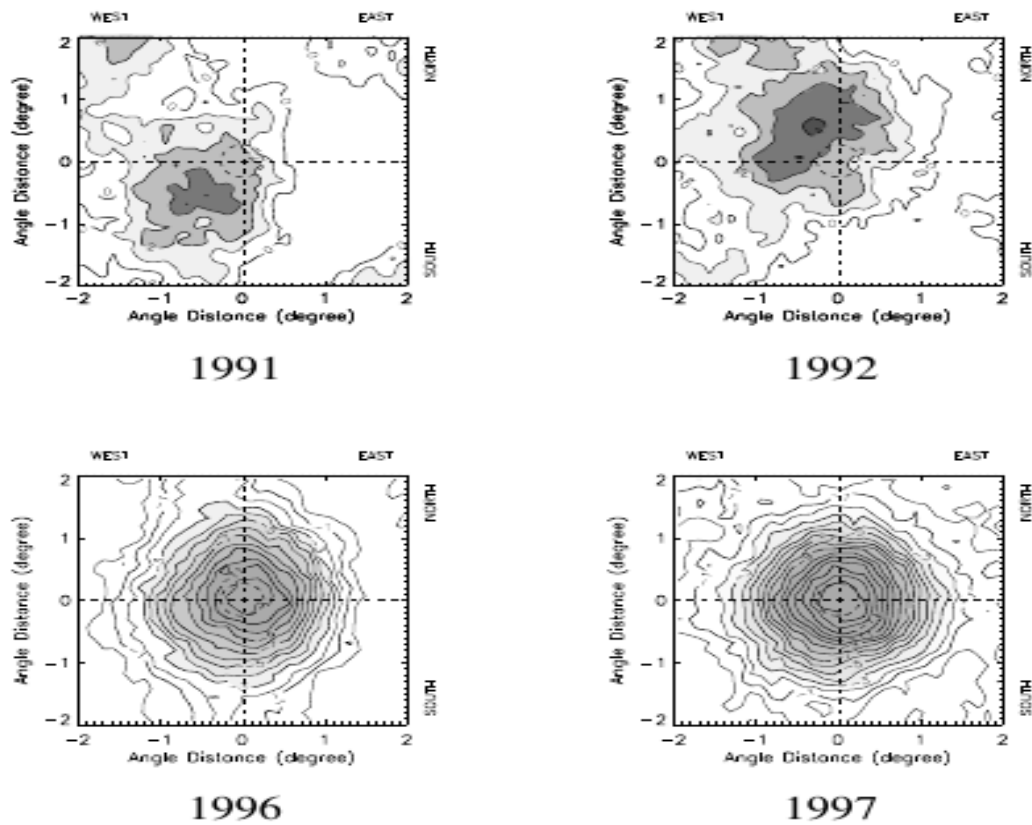


FIGURA 3.2: Variación de la sombra del Sol durante los periodos de máxima (paneles superiores) y mínima (paneles inferiores) actividad solar. La energía de las partículas se estima alrededor de 8 TeV. (Amenomori et al., 2000)

La Figura 3.3 muestra la dependencia energética de la sombra del Sol observada en un periodo de baja actividad solar, donde  $\sum \rho_{FT}$  es la suma del número de partículas observadas en cada detector, y de acuerdo a esto, se obtienen cuatro divisiones de energía: 8 TeV, 15 TeV, 35 TeV y 100 TeV, correspondientes a los paneles de la figura de acuerdo al intervalo de  $\sum \rho_{FT}$  respectivo.

Las investigaciones realizadas por la colaboración del Tibet-AS determinan que con la sombra del Sol es posible proveernos de información acerca del campo magnético solar y los cambios de actividad en el Sol.



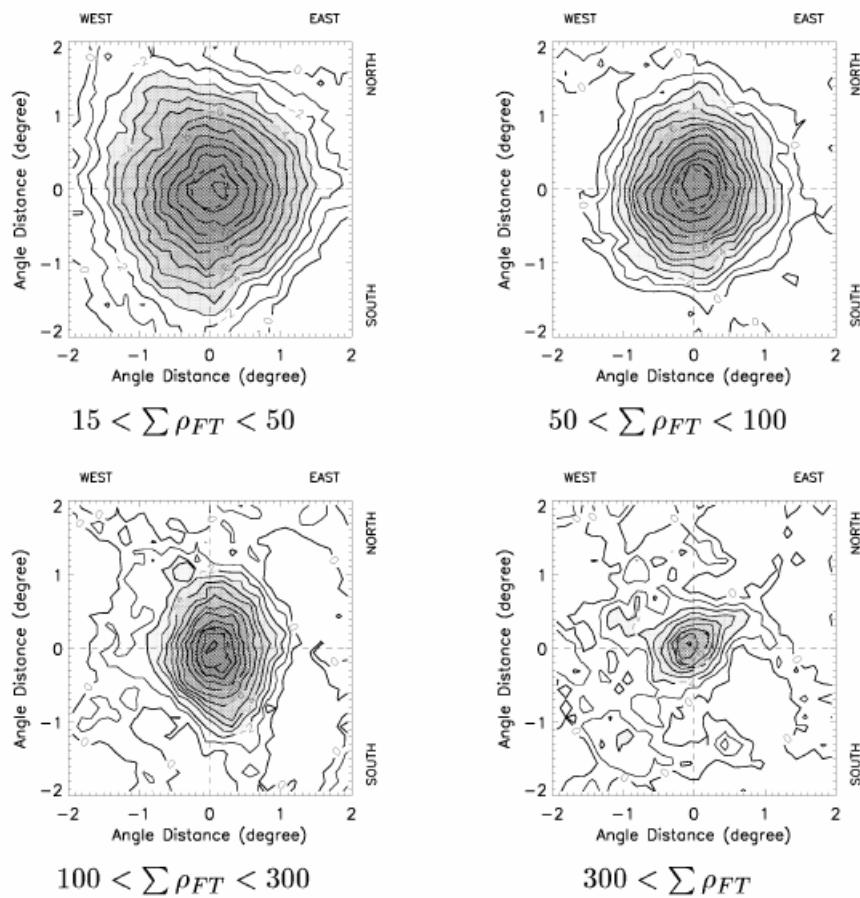


FIGURA 3.3: Sombra del Sol en el mínimo de actividad solar entre 1995 y 1997, centrada con desplazamiento hacia el este, donde ambos ejes indican la distancia angular en grados. (Amenomori et al., 2000)

### 3.2. Observaciones realizadas por HAWC

Sabemos que el Sol es la estrella más cercana a la Tierra y por tanto, se creería que es más sencillo de estudiar, pero justamente por la posición que tenemos frente al astro, a veces es complicado conocer sus propiedades, además de tomar en cuenta las interacciones magnéticas variables entre el sistema Sol–Tierra.

En México se ha establecido el observatorio HAWC de rayos gamma y RC de altas energía, detallado en el capítulo 4. Con HAWC se ha podido estudiar, entre otras investigaciones, la sombra causada por el flujo de RCG cuando viajan hacia la Tierra al ser parcialmente bloqueados por el Sol o la Luna. Anterior a esto, no se tienen antecedentes de estudios del Sol, a partir de su sombra, realizados en el país.

Dentro de la colaboración HAWC se realizan mapas de la sombra de la Luna, reportando la desviación de los RC debido al campo geomagnético infiriendo la resolución angular del instrumento (The HAWC Collaboration, 2013), ya que permite

que los RC viajen de la Luna a la Tierra sin grandes desviaciones debido a la ausencia de campo magnético en la Luna.

Por otro lado, a partir de los datos registrados desde el 2013 hasta el 2014 sobre el flujo de RCG de HAWC 95/111, se logró obtener mapas de la sombra del Sol (Enríquez-Rivera et al., 2015), con observaciones de RCG en un rango de energía desde 100 GeV hasta 100 TeV.

En los mapas de la sombra del Sol presentados con datos de junio del 2013 a julio del 2014, se muestra la significancia del déficit e intensidad relativa (descritos en el capítulo 5) en la columna derecha e izquierda de la figura 3.4 respectivamente. Para estos mapas se tienen tres cortes de energía usando el número de PMTs encendidos (nHit) en una cascada atmosférica de acuerdo a la energía del rayo cósmico primario; los intervalos de cortes son:  $> 30$  nHit, el segundo  $> 72$  nHit y  $109$  nHit, con energías de 2, 8 y 50 TeV respectivamente. A diferencia de los mapas realizados para esta tesis, en los que se toman once cortes de energía entre 100 GeV y más de 100 TeV.

La sombra del Sol obtenida en los mapas de la figura 3.4, como podemos ver está mejor definida cuando se usa el corte energético mayor, contrario al caso en que la energía es menor y la sombra es más difusa. Mostrando así, una influencia del campo magnético en los RC, ya que son mayormente desviados conforme la energía disminuye.

En el estudio de la sombra causada por el Sol de este trabajo, con datos del año 2016, podremos observar una mejora en el tamaño de la sombra, ya que en éstos resultados la sombra se extiende alrededor de  $5^\circ$  de diámetro, tanto en declinación ( $\delta$ ) como en ascensión recta ( $\alpha$ ).

Por tanto, considerando estos resultados podemos confirmar que es posible estudiar el déficit en el flujo de RC que atraviesan el campo magnético de Sol hacia la Tierra con el Observatorio HAWC al obtener los mapas de la sombra del Sol, lo que es la base para el estudio presentado en este trabajo sobre la investigación de los efectos del Sol y su campo magnético en el flujo de RC.



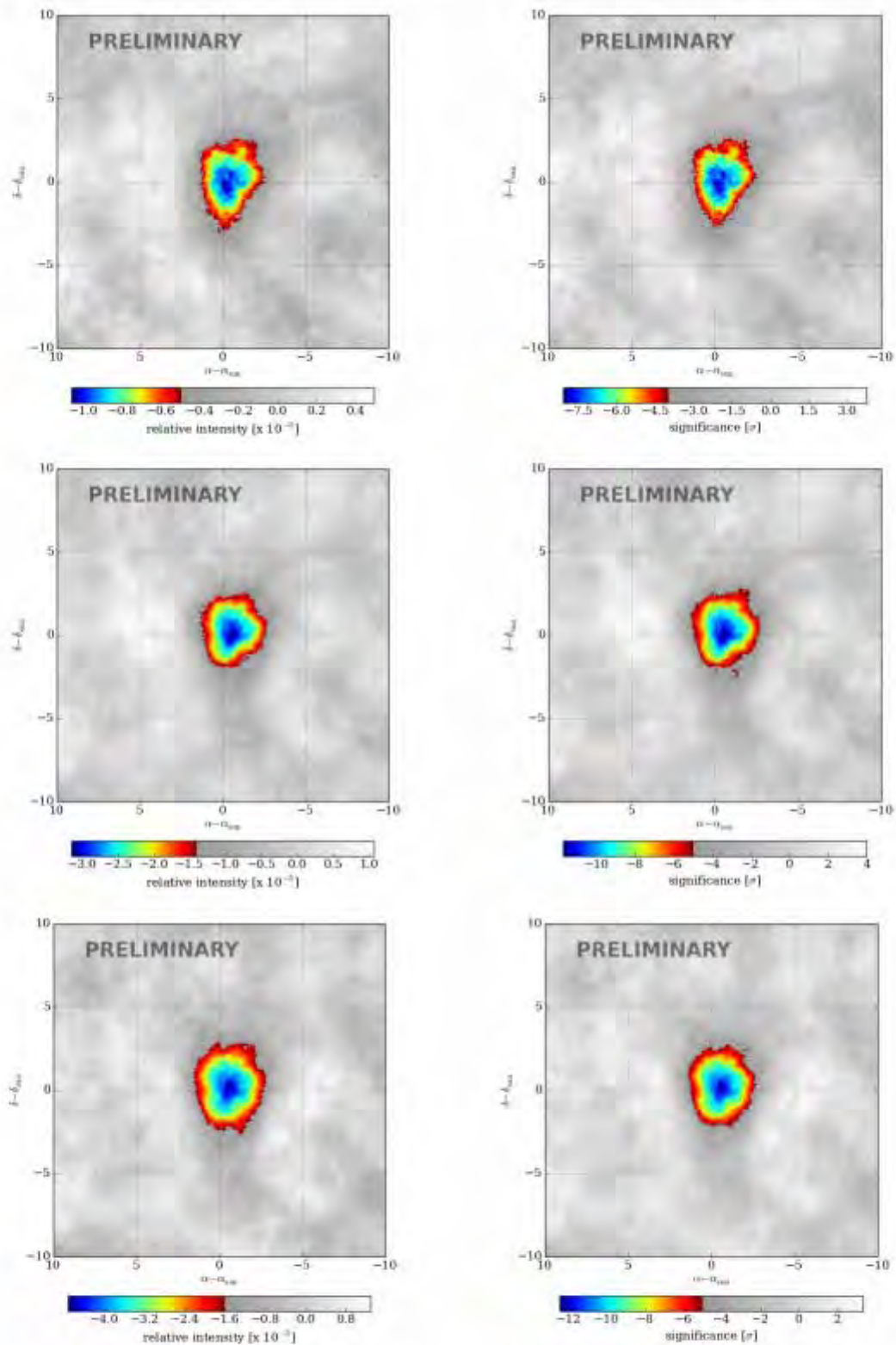


FIGURA 3.4: Mapas de la sombra del Sol de Intensidad Relativa (izquierda) y Significancia (derecha) para diferentes rangos de energía:  $> 30$  nHit,  $> 72$  nHit y  $109$  nHit en paneles superiores, medios e inferiores, respectivamente. (Enríquez-Rivera et al., 2015)

## Capítulo 4

# El observatorio HAWC

HAWC es el acrónimo de High Altitude Water Cherenkov y es un observatorio de rayos gamma de gran altura cuya construcción se llevó a cabo en el volcán Sierra Negra, en Puebla, México ( $18^{\circ}59'41''$  N  $97^{\circ}18'30''$  O), a una altura de 4,100 metros s.n.m.

Este proyecto cuenta con el apoyo de alrededor de treinta instituciones, tanto en México como en Estados Unidos, destacando por parte de México el Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica (INAOE) y la Universidad Nacional Autónoma de México (UNAM), en Estados Unidos la Universidad de Maryland y el Laboratorio Nacional de Los Alamos (LANL).

HAWC es un observatorio de gran sensibilidad que estudia el cielo en altas energías, en el intervalo de 100 GeV a 100 TeV. Es capaz de detectar cascadas de partículas que se producen cuando una partícula o fotón de alta energía ( $\sim$  TeV) penetra e interacciona con la atmósfera terrestre.

El observatorio Milagro (Abdo et al., 2008a; Abdo et al., 2008b) demostró que un detector con un amplio campo de visión de 2 estereo-radianes funcionando casi el 100% del tiempo puede descubrir nuevas fuentes de rayos gamma con energías entre 10 y 100 TeV. El observatorio HAWC se basa en la experiencia y la tecnología de Milagro para hacer una segunda generación de detectores Cherenkov de agua de alta sensibilidad, utilizando el mismo campo de visión y ampliando el rango de energías de estudio.

La base del estudio de los RC se establece en el uso de radiación Cherenkov, descrito más adelante en este capítulo.

El proyecto inició en 2010 con el prototipo VAMOS (Abeysekara et al., 2015); llevándose a cabo la primera fase de instalación del arreglo con 30 detectores hasta el 2012. Una segunda etapa con 95 detectores en el 2013, y durante el 2014 la etapa llamada 111-HAWC (Baughman et al., 2015) pues el arreglo estaba conformado por 111 tanques. Continuando, en el 2014 ya se contaba con 250 detectores (250-HAWC). Y, finalmente se llegó a la instalación de 300 detectores (Figura 4.1), siendo inaugurado el arreglo completo en marzo del 2015.



FIGURA 4.1: Foto del Observatorio HAWC completo con 300 detectores, ubicado a 4100 m sobre el nivel del mar.

Contando con una apertura que cubre más del 15% del cielo, el observatorio a gran altura de agua Cherenkov está expuesto a dos terceras partes del cielo durante cada ciclo de 24 horas. Su campo de visión total está dentro de un ángulo de  $45^\circ$ , es decir, provee de información a partir de  $+64^\circ$  a los  $-26^\circ$  en declinación (coordenadas ecuatoriales). Está diseñado para detectar rayos gamma y RC con energías de TeV.

El observatorio HAWC cuenta con gran sensibilidad para fuentes extendidas y realiza observaciones del plano Galáctico en altas energías. Hasta ahora se han podido realizar gran número de detecciones, permitiendo mediciones precisas de las pequeñas desviaciones en el flujo de RC y rayos gamma a energías de TeV (Abeysekara et al., 2017b). Hasta ahora, las diversas observaciones han ayudado a confirmar, por ejemplo, la emisión de supernovas y espectros de energía de fuentes galácticas como podemos ver en el más reciente catálogo (Abeysekara et al., 2017c) donde se tienen alrededor de 40 fuentes vistas por HAWC (Abeysekara et al., 2017a; Alfaro et al., 2017).

## 4.1. Detectores de efecto Cherenkov

Los RC pueden estudiarse con un detector desde la superficie terrestre. Se sabe que una partícula primaria casi nunca llega a nivel del mar, son las partículas

obtenidas de la desintegración del rayo cósmico primario quienes tienen mayor probabilidad de llegar al suelo. Por esta razón la mayoría de los arreglos para este tipo de estudios de detección de cascadas atmosféricas funcionan de manera óptima en sitios elevados y cercanos al ecuador. Algunos ejemplos de estos observatorios que utilizan la técnica Cherenkov son el Tibet AS- $\gamma$  (Zhang et al., 2017) y LHAASO (Large High Altitude Air Shower Observatory) (Huihai, 2009), (Li et al., 2017) ubicados en China, MAGIC (Major Atmospheric Gamma-ray Imaging Cherenkov Telescope) en España, HESS (High Energy Stereoscopic System) iniciando el proyecto en 2002 en Namibia al sur de Africa (Pühlhofer y the H. E. S. S. collaboration, 2018), y VERITAS (Very Energetic Radiation Imaging Telescope Array System) (Humensky y the VERITAS Collaboration, 2009) en funcionamiento desde el 2007. Existen otros experimentos que también estudian las EAS sin utilizar la técnica Cherenkov como ARGO-YBJ (Astrophysical Radiation with Ground-based Observatory at YangBaJing) (Bartoli et al., 2017).

El efecto Cherenkov es de gran utilidad en los detectores de partículas, especialmente en el observatorio de rayos gamma HAWC, que como ya se ha dicho detectan la luz Cherenkov de agua producida en la atmósfera terrestre generada por la llegada de rayos gamma de muy alta energía procedentes del espacio exterior. Los rayos gamma no tienen carga eléctrica, pero al incidir con los átomos de la atmósfera terrestre se produce una cascada de partículas que sí tienen carga eléctrica. El observatorio antecesor de HAWC es el observatorio Milagro (Vasileiou, Ellsworth y Smith, 2008), ubicado en Nuevo México, y su cono de visión era de  $45^\circ$ . Considerando la posibilidad de construir un observatorio mucho más poderoso utilizando la técnica Cherenkov en agua, HAWC fue especificado para situarse por encima de los 4000 metros e inicialmente se estudiaron sitios en Bolivia, China y México.

Utilizando arreglos de detectores se pueden reconstruir las cascadas de partículas y así saber de donde proviene, ya que por medio de los detectores podemos medir la llegada de los “hits”, tanto en tiempo y tamaño, así como su velocidad y energía. Esto es favorecido por el campo de visión del instrumento y su resolución angular.

#### 4.1.1. Efecto Cherenkov

Los detectores Cherenkov están basados en el efecto del mismo nombre, en honor al físico ruso Pável A. Cherenkov quien fue el primero en caracterizar rigurosamente y explicar la producción de esta radiación, razón por la que en 1958 ganó el premio Nobel de Física.

La radiación Cherenkov es producida por luz cuando una partícula relativista cargada eléctricamente se mueve en un medio transparente, dieléctrico y con una velocidad de propagación superior a la de la luz en dicho medio. En esta situación

se produce una perturbación de tipo electromagnética que origina una emisión de luz color azul característico de éste fenómeno. Una parte de la energía perdida es emitida en forma de radiación tipo Cherenkov (Stanev, 2010).

Es un fenómeno similar al de la generación de una onda de choque cuando se supera la velocidad del sonido. En ese caso los frentes de onda esféricos se superponen y forman uno solo con forma cónica como se representa en la figura 4.2, ya que la interferencia constructiva de la radiación electromagnética crea una onda cónica detrás de la partícula, al propagarse el frente de onda en un ángulo fijo  $\theta$ . La luz de la partícula resulta emitida dentro de los límites de una superficie de forma cónica, donde el vértice es el punto en que la partícula entró al detector y la directriz es la dirección de su movimiento. Un tanque de agua hermético y oscuro resulta un buen detector del rastro de la partícula sí se le adicionan fotomultiplicadores (PMT) (ver Figura 4.3).

La velocidad de la luz en el vacío es  $c$ , que dividido por el índice de refracción  $n$  por la velocidad de la partícula  $v$ , obtenemos el ángulo de la emisión cónica a un ángulo fijo  $\theta$ , como vemos en la ecuación 4.1, producida cuando la partícula cargada causa una onda de choque mostrada en la figura 4.2.

$$\cos \theta = \frac{c}{nv} \quad (4.1)$$

Para un material con índice de refracción  $n$ , la velocidad de la luz en ese material está dada por  $c_n = \frac{c}{n}$ , emitiendo radiación Cherenkov cuando pasa que la velocidad de la partícula  $v$  es mayor que  $\frac{c}{n}$ .

Del índice de refracción depende el límite de energía para que se produzca la emisión de luz Cherenkov, para determinar este umbral se puede utilizar L'Annunziata, (2012):

$$E_{lim} = m \left[ \left( 1 - \frac{1}{n^2} \right)^{-1/2} - 1 \right] \quad (4.2)$$

donde  $m$  es la masa de la partícula.

Sabiendo que el índice de refracción del agua es 1.33, tenemos que el ángulo del cono de luz Cherenkov es de  $41.25^\circ$  en ese medio, si  $v = c$ . El umbral de energía para la producción de luz Cherenkov de electrones ( $m = 0.511$  MeV) es de 0.262 MeV y para protones ( $m = 0.938$  MeV) la energía es de 0.48 MeV.



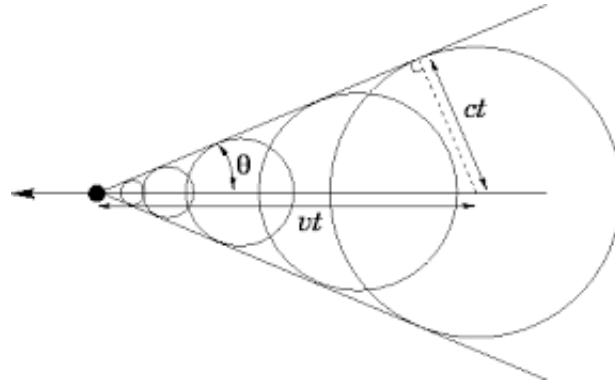


FIGURA 4.2: Diagrama del fenómeno de Radiación Cherenkov visto como frente de onda.

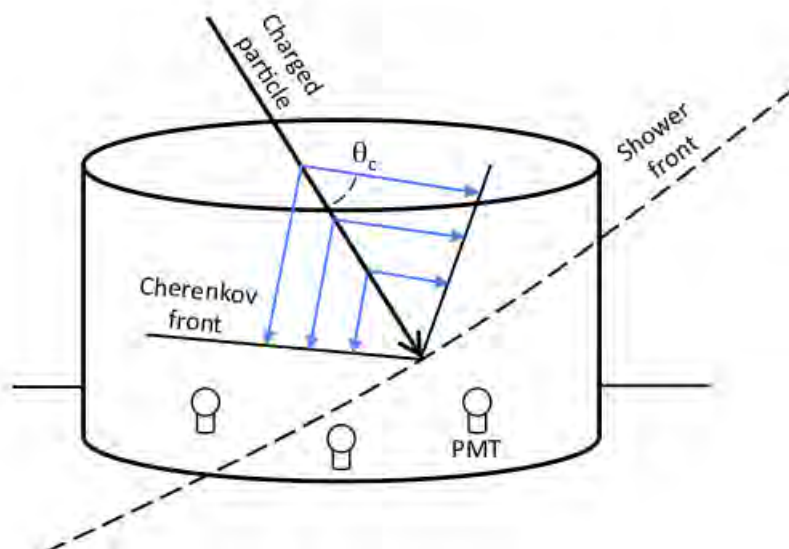


FIGURA 4.3: Esquema del efecto de radiación Cherenkov en un detector.

## 4.2. Detectores (WCD)

Las siglas WCD son el acrónimo de Water Cherenkov Detectors, que lo podemos traducir como detectores de Cherenkov en agua. El observatorio HAWC consta de 300 detectores, formados por tanques cilíndricos de agua de 7.3 metros de diámetro y 4.5 metros de profundidad, cubriendo una área de aproximadamente 22,000 metros cuadrados. El interior de cada uno de los detectores contiene agua purificada, además de 4 fotomultiplicadores (PMTs) al fondo del mismo.

La construcción de los detectores está conformada por una hoja corrugada de

acero como pared. Dentro de las estructuras cilíndricas se tiene una bolsa o “bladder” (Figura 4.4), técnicamente llamadas sachet o liner, que son los contenedores de aproximadamente 200 mil litros de agua ultra purificada. Los tanques tienen fototubos en la parte inferior para detectar la luz Cherenkov. Cada tanque actúa como un pixel del arreglo, que permite muestrear dónde y cuándo arriba una partícula de alta energía. Se registra y transmite la intensidad de la radiación producida por la lluvia al atravesar el detector.



FIGURA 4.4: Bladder: bolsa que se encuentra dentro de los tanques y cuya capacidad es de 200 mil litros de agua ultra-pura.

### 4.3. Fotomultiplicadores (PMT)

Un fotomultiplicador es un detector de luz muy sensible que cuando recibe la incidencia de fotones, libera electrones, los que a su vez son acelerados e inciden en ánodos liberando más electrones, dando por resultado una corriente eléctrica en forma de pulsos medibles.

Trabajan de acuerdo al efecto fotoeléctrico. Son foto-cátodos (Figura 4.5) con un gran diferencial de voltaje, que genera un campo eléctrico que funciona como “guía” para los foto-electrones que amplifican la señal alrededor de  $10^5$  veces.

En HAWC se utilizan dos tipos de PMTs (ver Figura 4.6), ambos sensibles a la luz en un rango de longitud de onda entre 300 y 500 nm. Se tienen 3 PMTs de 8" y uno de 10" para cada detector. El PMT de 10" se ubica en la parte central del detector, por tanto se tiene un total de 300 para todo el sistema; mientras que los de 8" se colocan 3 en cada tanque, acomodados en forma de triángulo, como se muestra en el diagrama de la figura 4.7. Cada fotomultiplicador tiene su indicador correspondiente a las letras: A, B, C, D, siendo C el PMT central y el más grande, y A,B, D para los demás. De manera que, el arreglo final de 300 detectores cuenta con 1200 PMTs.

La ubicación exacta de cada PMT es muy importante al momento de hacer la reconstrucción de datos de la dirección de arribo de las cascadas EAS. La señal de éstos se transfiere a la zona de control localizada al centro del arreglo, donde se amplifica y analiza la señal registrada.

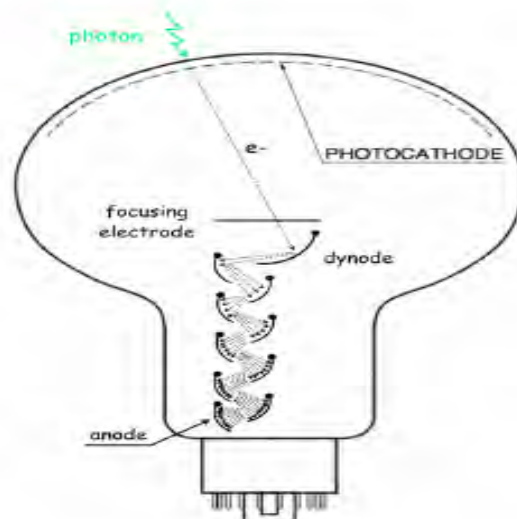


FIGURA 4.5: Esquema de un fotomultiplicador.





FIGURA 4.6: Muestra de los dos modelos de tubos fotomultiplicadores en HAWC. De izquierda a derecha; el de 10 pulgadas (R7081) y de 8 pulgadas (R5912) de diámetro en cada uno de los 300 tanques que conforman el observatorio.

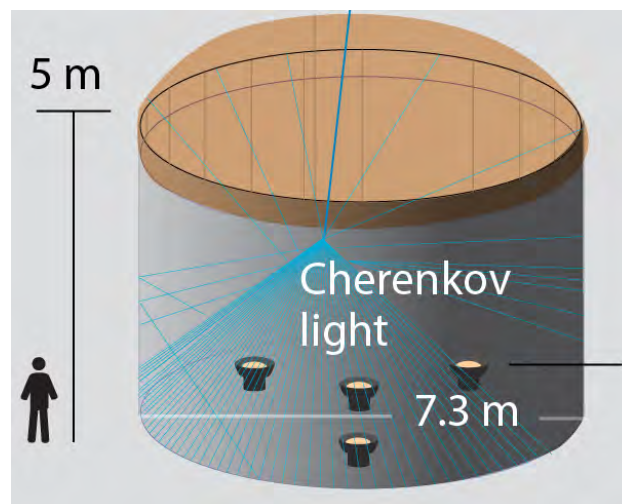


FIGURA 4.7: Disposición de los PMTs dentro de un detector.

## 4.4. Obtención y reconstrucción de datos

### 4.4.1. Adquisición de datos

Hay dos tipos de sistemas de adquisición de datos en HAWC (Abeysekara et al., 2012). El sistema principal lee la señal recibida de los tanques y reconstruye la dirección y energía de las cascadas atmosféricas individualmente. El sistema de adquisición “scaler” cuenta los *hits* en cada tubo fotomultiplicador (PMT) del detector y busca un exceso estadístico sobre los datos obtenidos de todos los PMTs (ruido).

Al ser detectadas las partículas por los PMTs, la señal recibida es transferida al

centro de control o “counting house”. Este espacio es un cuarto donde se concentra toda la electrónica del sistema y se analiza la información recopilada que proviene de la señal generada en los PMTs, misma que es amplificada y organizada de acuerdo a los eventos dados, usando paneles electrónicos (FEB<sup>1</sup>). El pulso aumentado es comparado contra dos límites de voltaje diferentes, y se registran los tiempos en que cada señal del PMT cruza el umbral alto o bajo como sellos de tiempo con resolución de 100 ps (Figuras 4.8 y 4.9; Hampel-Arias, 2017). La conformación es tal que la longitud de un tiempo-sobre-umbral ToT (Time-over-Threshold), es proporcional al logaritmo de la carga en el pulso registrado del PMT.

---

<sup>1</sup>FEB: Front-End-Board

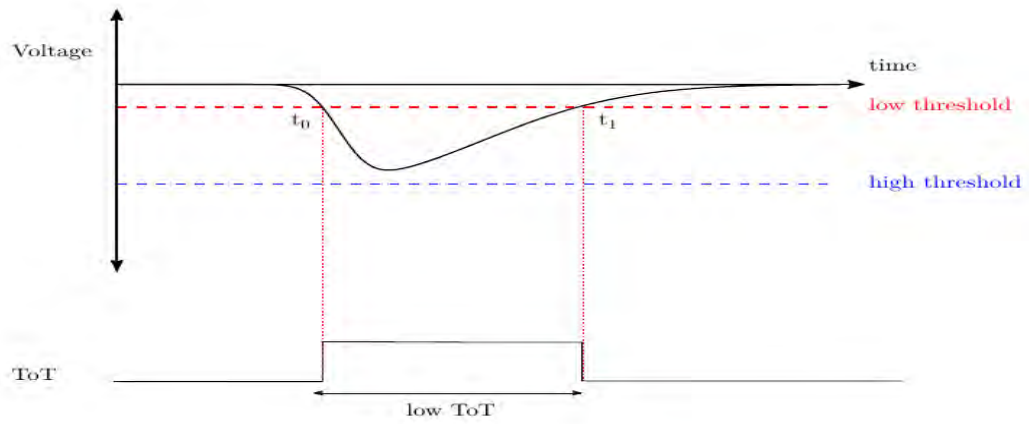


FIGURA 4.8: Diagrama donde se muestra la señal análoga del PMT indicando un *hit* (curva negra), cruzando sólo el discriminador de bajo voltaje (línea roja) de  $t_0$  a  $t_1$ , resultando un low ToT como se ve en la parte inferior de la figura.

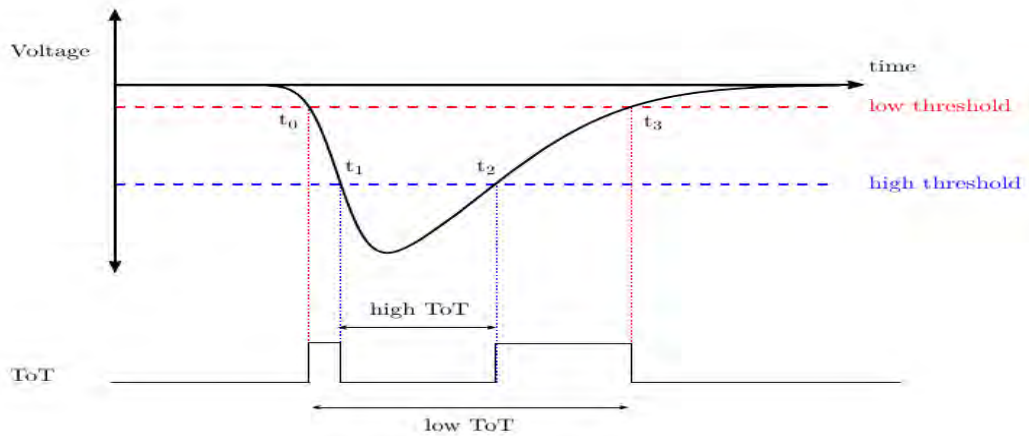


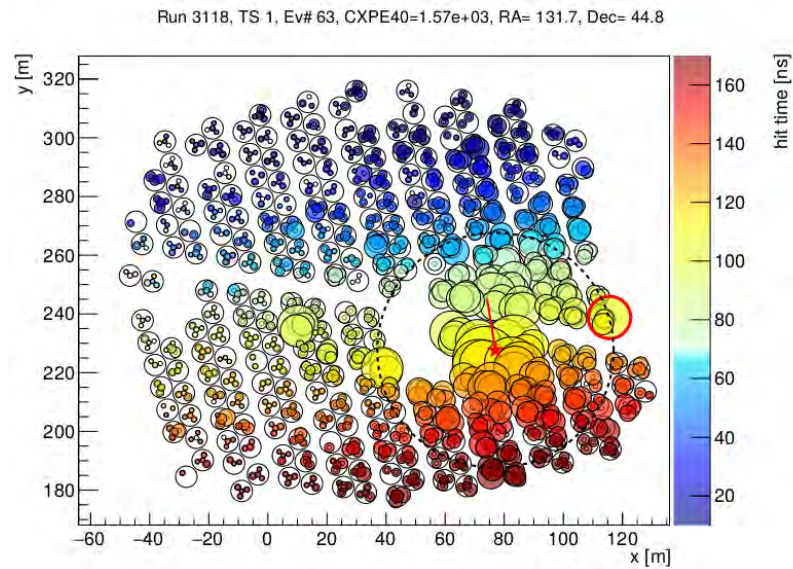
FIGURA 4.9: Diagrama que muestra la señal análoga del PMT (curva negra), donde cruza los límites de bajo (línea roja) y alto (línea azul) voltaje, en  $t_0$  y  $t_3$  para el primer caso y para el segundo en  $t_1$  y  $t_2$ .

### 4.4.2. Reconstrucción de eventos

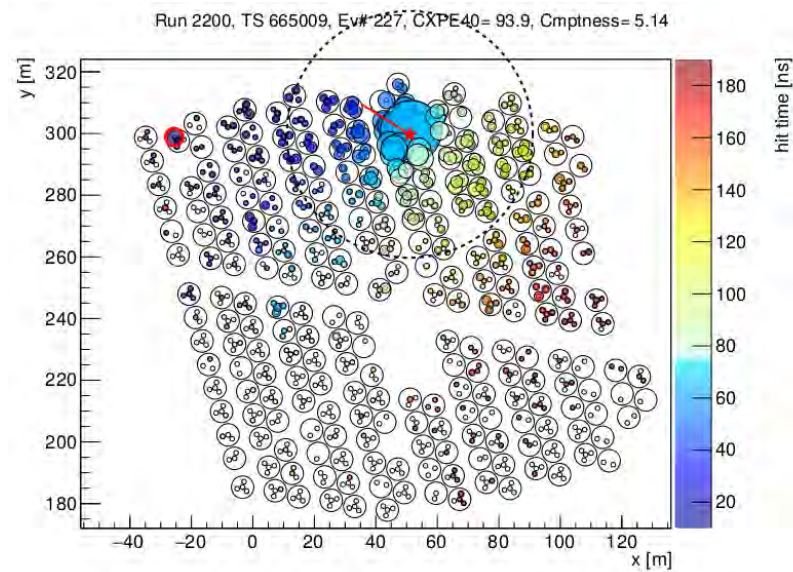
Un *evento* queda determinado cuando los PMTs detectan señal (luz), dada una ventana de 100 ns de tiempo. Al detectar un evento, se realiza una selección de datos, donde se estima la energía de la partícula primaria y su especie, es decir, si es un rayo cósmico (Figura 4.10a) o un rayo gamma (Figura 4.10b). El detector se divide en celdas que permiten muestrear con detalle la llegada de partículas al detector, permitiendo a su vez reconstruir la información del rayo gamma o rayo cósmico que originó la cascada de partículas. El muestreo permite hacer la separación entre ambos tipos de partícula.

Cada que se enciende un PMT se le conoce como “*hit*”, que es la unidad base de un evento; definido por la posición, el tiempo y la señal integrada o carga de la luz detectada por el PMT. La posición se determina según la ubicación del PMT que recibe la señal, para saber la carga y el tiempo, se tiene que digitalizar el pulso obtenido del PMT como vimos en las figuras 4.8 y 4.9. En la figura 7.1 se muestra el esquema del arreglo HAWC en dos dimensiones, de donde se señala con una estrella el arribo central de la partícula para cada uno de los eventos. Cada círculo de color representa un PMT hit, el tamaño de los círculos es proporcional a la carga y el color al tiempo relativo del hit según la barra anexa.

Por otro lado, para que un evento sea determinado como cascada, se reconstruyen los hits, esta es una manera de que se pueda saber el ángulo de incidencia de las partículas. Todas las reconstrucciones no son realizadas al instante de la recepción de datos, las que se hacen de este modo ayudan a determinar la dirección de arribo de las partículas en tiempo real, en cambio la reconstrucción angular se realiza en un tiempo posterior.



(A) Distribución de una cascada hadrónica



(B) Distribución de una cascada electromagnética

FIGURA 4.10: Se muestran dos distribuciones; en la parte superior es el registro de un evento hadrónico y en la parte inferior un evento propiciado por un rayo gamma.

### 4.4.3. Identificar cascadas

Como hemos dicho anteriormente, HAWC detecta cascadas atmosféricas extensivas. Se determina la dirección, posición espacial y temporal, así como la naturaleza de la partícula primaria a partir de la EAS.

El tiempo relativo de llegada y la energía son factores importantes para determinar las cascadas. Además, se tienen aspectos que dependen de la interacción con la atmósfera, por ejemplo, la altura a la que se produce el choque de partículas, pues se sabe que las cascadas electromagnéticas tienen una interacción relativamente más corta que las hadrónicas. En cuestión de energía, se sabe que las cascadas de hadrones tienen un rango de energía más amplio y la cascada es más extensa (Figura 4.11a); en el caso de cascadas de rayos gamma, su energía es muy alta y la trayectoria es más directa, en consecuencia la cascada es más colimada (Figura 4.11b). También se debe conocer la composición de la partícula y así determinar su tipo, como se mostró en el diagrama de figura 2.5, donde se tienen algunas de las interacciones posibles en una cascada y las partículas resultantes o secundarias de las consecutivas cascadas.

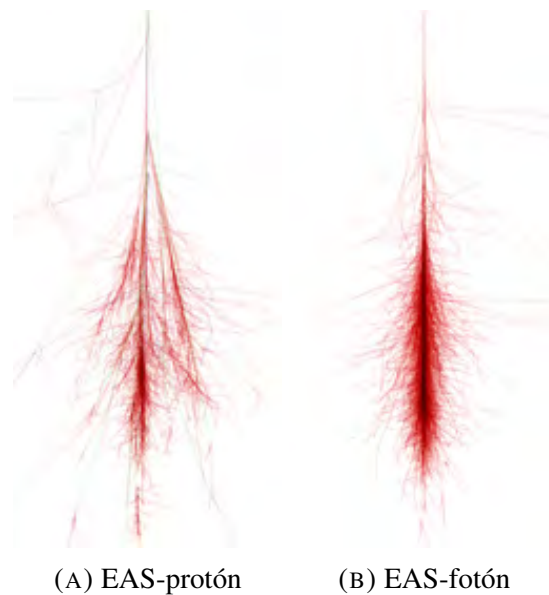


FIGURA 4.11: Cascadas iniciadas por un protón (A) y un fotón (B), ambas con energía de 100 GeV. Imágenes realizadas por CORSIKA (simulación de cascadas de partículas), donde el color rojo hace referencia a la componente electromagnética, el azul a la hadrónica y el verde a la componente muónica.

### 4.4.4. Calibración del instrumento

Una reconstrucción precisa de los eventos requiere que la señal de los PMTs sea también muy precisa. La calibración del arreglo se hace de acuerdo a la respuesta de

cada PMT de manera individual, y aunque estos son calibrados anteriormente, existen otros efectos que pueden influir en la medición de la señal, como la calidad del agua de los detectores ya que afecta en la atenuación y dispersión de la luz Cherenkov emitida, y como consecuencia se tiene un cambio en el número de fotones incidentes en los cátodos del PMT. Por tanto el sistema de calibración instalado en HAWC, se realiza considerando una entrada de luz conocida, tomando en cuenta los posibles problemas de la fuente y las conexiones de cables a cada WCD. Además de este proceso con los PMTs, se realiza una calibración conforme el tiempo de llegada esperado de las partículas en una cascada. Dependiendo de esta diferencia se hace un ajuste y se delimita un umbral de tiempo para la señal registrada en los PMTs.

La resolución angular usada es de  $0.1^\circ$  aproximadamente, que es la que se tiene a partir de energías de 10 TeV, mientras que para energías alrededor de 1 TeV la resolución disminuye a  $0.3^\circ$ , teniendo así una relación entre la energía y el grado de resolución. Una manera de corroborar la resolución angular estimada es utilizando la sombra de la Luna, aplicando un suavizado (“smooth” descrito en la sección 5.1.3) tal que nos permita ver ciertos detalles en el mapa acerca de la información obtenida, dependiendo del grado de smooth que se utilice.



## Capítulo 5

# Producción de mapas

### 5.1. Mapas con datos de HAWC

Para producir mapas del Sol o de la Luna, con significancia estadística relevante, se compara un mapa con datos de los RC en la dirección de llegada y un mapa de referencia en la misma dirección que representa el flujo de RC esperados en ausencia del objeto celeste a estudiar.

Para realizar los mapas se requiere el software específicamente de HAWC llamado **Map-Maker** (Fiorino et al., 2016), en el que se utiliza APE y paquetería de AERIE (Analysis and Event Reconstruction Integrated Environment). El método ha sido adaptado para usar HEALpix (Hierarchical Equal Area isoLatitude Pixelization of a sphere) (Górski et al., 2005). La resolución de HEALpix se define con el parámetro  $N_{side}$ , que se relaciona con el número de píxeles, tal que  $N_{pix} = 12N_{side}^2$ , para los mapas de la sombra del Sol presentados en el siguiente capítulo se trabaja en un cuadro de  $N_{side} = 256$ .

Para crear los mapas con los eventos registrados, en AERIE se tiene una serie de ejecutables llamados *aerie-apps* (Zhou et al., 2013), de los cuales para los mapas presentados en este trabajo se usan los siguientes:

- *make-hawc-maps*. A partir de la base de datos de HAWC, se toma el conjunto de archivos de eventos reconstruidos en formato *.xcd* reunidos en un conjunto llamado *run*, y a partir de estos se obtienen los archivos *.fits*.
- *combine-maps*.
- *smooth-tophat-make-significance-map*. En este paso obtenemos los archivos *.fits* de significancia e intensidad relativa.

Lo más importante en el proceso de producción de mapas es el primer inciso del listado anterior, ya que es aquí donde se crean los archivos *.fits* de cada *run* seleccionado (*run00XXXX*<sup>1</sup>) a partir de los datos reconstruidos (*rec*) obtenidos por HAWC,

<sup>1</sup>Formato estándar para la identificación de un *run*. Las X's hacen referencia al número del *run*.



de acuerdo a especificaciones previas llamadas *banderas*. Tales banderas nos ayudan a definir el tipo de mapa que se quiere, por ejemplo si son del Sol o de la Luna, centrando el mapa en estos objetos celestes, o mapas del cielo. En particular para este trabajo, los datos se trabajarán orientados al Sol. También se utiliza un *archivo de cortes* con el que es posible hacer una selección de los eventos. Las variables disponibles que se usan en estos archivos se encuentran en Rivière et al., (2015). En el archivo de cortes se hace la división en rangos de energía (bines), a partir de la variable  $nHit$ , que indica el número de PMT's que se prenden al identificar un evento o cascada.

De los archivos .fits obtenidos al combinar, se tiene información para realizar diferentes tipos de mapas de acuerdo a los datos de la señal (mapa de datos) o del fondo (mapa de referencia), según Fiorino et al., (2016).

Posteriormente con el ejecutable *smooth-tophat-make-significance-map*, es posible obtener los archivos .fits correspondientes a la significancia (sección 5.1.4) e intensidad relativa (sección 5.1.5) que se usan para crear los mapas de manera visual. Definiendo en esta etapa el grado de suavizado, ya que se tienen diferentes escalas angulares para esto, dependiendo del tipo de fuente (difusa o puntual).

Al terminar la tercer etapa del software Map-Maker, los archivos son tratados con un programa de python que llama al software de "healpy", tal que sea posible visualizar los datos de la manera requerida, específicamente en este caso que muestre el déficit de RC en la posición aparente del Sol. Aquí se puede elegir el tipo de coordenadas en las cuales graficar, siendo elegidas aquí las coordenadas ecuatoriales; el intervalo angular de la ventana donde se quiere proyectar el mapa, y demás opciones con el script de *plotMercator*. Si se requiere una proyección respecto todo el cielo se utiliza *plotMollweide*.

### 5.1.1. Sistemas de Coordenadas

El sistema de coordenadas que describe la dirección de arribo de los RC primarios son las coordenadas celestes. La detección de RC no es uniforme en espacio y tiempo, en nuestro caso se pretende obtener el déficit de eventos desde la dirección del Sol.

Aunque al graficar los mapas de la sombra se tienen diferentes opciones de coordenadas, el sistema de coordenadas utilizado para los mapas presentados en este trabajo son las coordenadas ecuatoriales centrando al objeto de estudio. De los mapas, en el eje horizontal, tenemos la ascensión recta (RA) menos la ascensión recta del Sol ( $\alpha - \alpha_{Sun}$ ) correspondiente a la fecha indicada previamente por el archivo con el que se esté trabajando, esto mismo sucede con el eje vertical, donde se tiene las coordenadas de declinación ( $dec - dec_{Sun}$ ), denotados en el mapa como  $\Delta RA$  y  $\Delta dec$ , respectivamente.

Para los mapas del campo magnético solar, se hace referencia a las coordenadas heliosféricas. Aunque para estos mapas se requiere un magnetograma previo que usa también coordenadas Carrington, como se describe posteriormente en este capítulo.

### Coordenadas Ecuatoriales

Es un sistema de coordenadas con respecto a estrellas distantes. Los polos son una proyección sobre la esfera celeste de los polos Norte y Sur de la Tierra. El ecuador celeste es también una proyección del ecuador terrestre en la esfera celeste. Las principales coordenadas en este sistema (ver figura 5.1) son: la ascensión recta ( $\alpha$  o *RA*) que es la coordenada análoga a la longitud, medida respecto al equinoccio vernal o punto Aries (donde el Sol cruza con el ecuador celeste); y la declinación ( $\delta$  o *dec*) análoga a la latitud, medida con respecto al polo norte celeste.

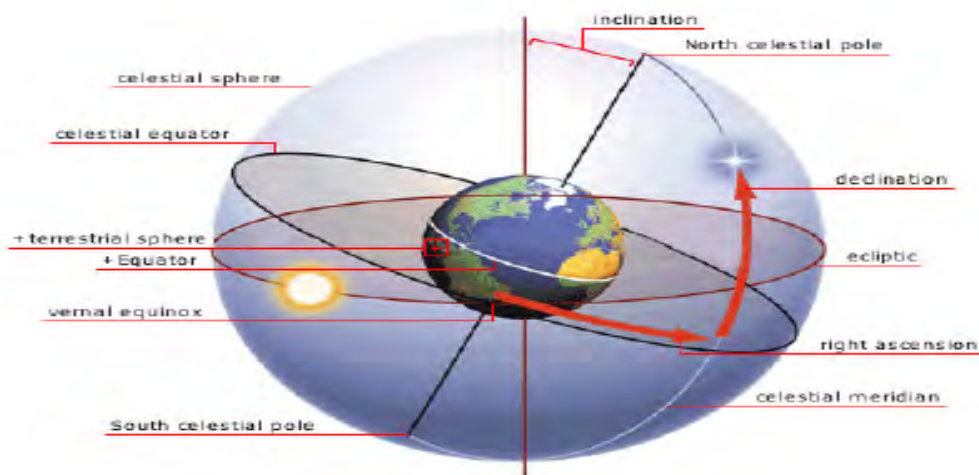


FIGURA 5.1: Sistema de coordenadas ecuatoriales, en el que se definen las coordenadas de ascensión recta y declinación. Las coordenadas están alineadas con el eje de rotación de la Tierra, siendo el ecuador el que define el origen de la declinación, así los polos norte y sur están en  $\delta = 90^\circ$  y  $\delta = -90^\circ$ , respectivamente. El origen de la ascensión recta se definió en el equinoccio vernal, la coordenada aumenta en sentido opuesto a la rotación de la Tierra.

Se tiene un sistema de coordenadas local, que rota con la Tierra, donde se reemplaza RA por el llamado ángulo horario (HA), relacionados de la siguiente manera:

$$HA = TSL - \alpha \quad (5.1)$$

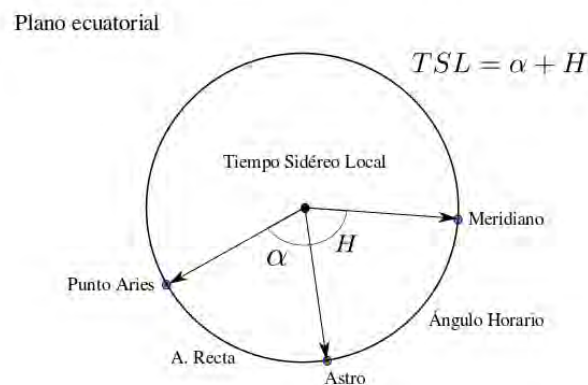


FIGURA 5.2: Relación entre Tiempo Sideral Local (TSL), ángulo horario y ascensión recta.

TSL es el tiempo sideral local, que mide la rotación relativa de la Tierra a las estrellas. En este sistema, un objeto celeste pasando sobre la cabeza del observador tiene RA y dec constantes, pero el HA varía (figura 5.2).

### Coordenadas HEEQ

Este es un sistema de coordenadas heliosférico, sus siglas son acrónimo de Heliocentric Earth Equatorial (HEEQ). Tiene su eje  $x$  orientado a lo largo de la intersección entre el ecuador solar y el meridiano central solar (visto desde la Tierra) y el eje  $z$  está a lo largo del polo Norte del eje de rotación del Sol. El sistema está alineado con el eje de rotación del Sol en el cual se describe el campo magnético heliosférico (HMF Helispheric Magnetic Field).

Se definen dos sistemas de coordenadas heliográficas (Çakmak, 2014): Stonyhurst y Carrington, considerándose este último para este trabajo. Como para cualquier otro sistema de coordenadas, se requiere un punto de partida y un plano, en este caso el plano es el ecuador del Sol, pero el punto de partida es difícil de describir porque no hay características solares permanentes. Entonces, en la coordenadas heliográficas un punto en la superficie solar se puede definir como vemos en la figura 5.3 (a), donde se consideran tres parámetros solares principales: latitud angular  $B_0$ , longitud  $L$  (parámetro conocido también como  $L_0$ ) y la posición angular  $P$ . El ángulo  $P$  de la figura 5.3 (b), es el ángulo entre los ejes de rotación en dirección del Sol y la Tierra.

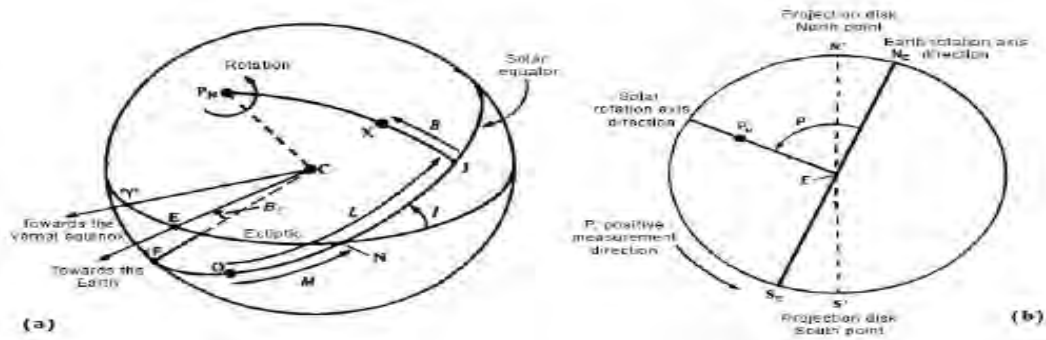


FIGURA 5.3: (a) Define el sistema de coordenadas heliográfico, respecto a un punto X sobre la superficie solar. (b) Muestra la posición del eje de rotación del Sol respecto al eje de rotación de la Tierra. (Çakmak, 2014)

### Coordenadas Carrington

Este sistema es el mismo que las coordenadas HEEQ, excepto que estas co-rotan con el Sol por rotación Carrington. Por lo tanto, son el sistema de coordenadas ideal para observaciones solares. La relación entre las coordenadas HEEQ y Carrington son mejor descritas en un sistema polar esférico, donde los ángulos cenital y azimutal y el radio tienen relación con el sistema de coordenadas cartesianas, eligiendo  $\theta$  como cero a lo largo del eje  $z$  y  $\phi$  como cero a lo largo del eje  $x$ . Se tiene la siguiente relación entre ambos sistemas (Thompson, 2006)

$$\phi_{Carr} = \phi_{HEEQ} + L_0, \quad (5.2)$$

donde  $L_0$  es el ángulo azimutal que rota con el Sol y puede ser considerado como la coordenada heliosférica equivalente al ángulo horario del sistema ecuatorial, visto anteriormente.

### 5.1.2. Método de Integración Directa (MID)

Se necesita una técnica para identificar y desestimar los eventos del fondo “background”, y tener así un mapa de referencia (donde se espera observar un flujo isotrópico), respecto a la señal real. Para lograr esto, se utiliza una técnica conocida como método de *integración directa* (Atkins et al., 2003). Basado en detectar las partículas en una cascada atmosférica extensa, para esto se utiliza la simulación Monte Carlo.

De los datos, tenemos el tiempo y la dirección de los eventos y un sistema de coordenadas para “mapearlos”. Las fuentes emiten una señal en la que usualmente

se tienen fluctuaciones, por lo tanto el fondo se estima en cada punto del cielo, y se busca la fuente teniendo la señal menos el fondo en cada bin.

Por medio del MID podemos estimar el mapa de fondo  $\langle N(\alpha, \delta) \rangle$  basado en el hecho de que podemos integrar las cuentas observadas en el mapa del cielo, sobre el tiempo y el ángulo sólido del producto de la tasa de eventos del detector  $R(t)$  como función del tiempo y la eficiencia del detector en coordenadas locales  $E(HA, \delta)$ , es decir,

$$\langle N(\alpha, \delta) \rangle = \int_{t=0}^{2\pi} \int_{4\pi} E(HA, \delta) \cdot R(t) \cdot \varepsilon(t, HA, \alpha) d\Omega dt \quad (5.3)$$

$$d\Omega = dHA \cdot d\delta \cdot \sin\delta \quad (5.4)$$

donde  $\varepsilon$  es un factor que asegura que un bin local (HA,dec) sólo contribuye al background de un bin ecuatorial  $(\alpha, \delta)$  a un tiempo  $t$  cuando los dos bins ocupan el mismo espacio físico. Es una función que puede tener dos valores; 1 si el ángulo horario, ascensión recta y tiempo sidereal son tales que los eventos caen dentro de la región de interés delimitada por la AR y dec, o cero si los eventos no caen dentro de las coordenadas seleccionadas. La integral se evalúa sumando la eficiencia del mapa, después de hacer el cambio de coordenadas locales a ecuatoriales (de HA a AR), sobre los eventos observados.

El método requiere una distribución de llegada local estable a través de un periodo  $\Delta t$ . Como HAWC es un detector estático y es el cielo que pasa sobre él, su valor es  $\Delta t = 24$  horas.

El error al estimar el background depende de la eficiencia del detector. Esta corrección es muy importante ya que si se sobrestima un sumidero se verá demasiado grande, y si se subestima puede no detectarse. Típicamente, se buscan fuentes más que sumideros, pero aquí es el caso contrario.

Para cada periodo de integración directa, el mapa de referencia es la suma del producto de la distribución normalizada de llegada local  $E_{\Delta t}(h, \delta)$  y la tasa de cuentas del detector  $R(t)$ . Después de cada periodo de integración la eficiencia del mapa en coordenadas locales se convierte en un mapa del cielo en coordenadas ecuatoriales  $(\alpha, \delta)$ , multiplicada por cada tasa de eventos  $R(t)$ .

$$\langle N(\alpha, \delta) \rangle = \sum_{\Delta t} \sum_{t=0}^{2\pi} R_{\Delta t}(t) E_{\Delta t}(HA, \delta) \quad (5.5)$$

Un periodo de integración de 2 horas, es suficiente para tener la estadística necesaria en la estimación del background. En estos periodo de integración se maximiza el número de eventos usados en estimar el background, mientras se minimizan los

errores sistemáticos que surgen de los cambios en la eficiencia del detector, manteniendo la tasa de fluctuaciones baja debido a fenómenos atmosféricos y relacionados al tiempo. Los efectos de variación temporal en la tasa de cuentas de los RC o de la geometría del detector, aparece tanto en el mapa de referencia, como en el de datos, cancelándolos cuando se comparan para producir mapas de significancia o intensidad relativa.

### 5.1.3. Suavizado (“Smoothing”)

Para mejorar las pequeñas señales esperadas en los mapas (que suelen ser más finamente pixelados que la resolución angular de HAWC), los datos y mapas de referencia se suavizan. En esta tesis, se aplica un suavizado simple de “sombrero de copa” (*top-hat*), en el que el valor del pixel  $i$  representa la suma de los pixeles circundantes dentro de un radio  $r$ . Idealmente, el radio de suavizado debe ser de la misma escala que la característica de interés, lo que correlaciona el conteo de eventos agrupados de una manera que preserve la extensión angular característica mientras amplifica su señal. Por ejemplo, se sabe que para la sombra de la Luna, un radio de suavizado de  $1^\circ$  es suficiente para aumentar 5 veces la significancia observada, mientras que para el Sol se aplica un smoothing de  $2^\circ$ .

### 5.1.4. Significancia

La significancia es una estimación estadística resultante de calcular la distribución gaussiana (o campana de Gauss, como también se le conoce) donde el centro de la distribución señala la zona de mayor probabilidad.

La desviación estándar o sigma ( $\sigma$ ) es una medida usada para cuantificar la variación o dispersión de un conjunto de datos. Una baja desviación estándar indica que los datos tienden a encontrarse cerca de la media, mientras que una desviación estándar alta indica que los datos se distribuyen en un rango más amplio de valores. Al hacer los cálculos para una distribución normal se estima que una desviación estándar tiene probabilidad de 68.27 %. Por consiguiente, se tiene que  $2\sigma$  de probabilidad representa el 95.45 %, tres desviaciones estándar indican 99.73 %, y así sucesivamente. En materia de ciencia, para decir que un resultado es confiable y poder declarar el descubrimiento de una fuente, por convención el valor mínimo necesario es de  $5\sigma$ , representando el 99.997 % de cuentas en el evento, siendo este el valor mínimo esperado.

En este caso, la significancia se refiere al exceso resultante al hacer la diferencia entre los datos del evento y el fondo. Esta aproximación se realiza con el método

de Li y Ma, (1983), que corrige la exposición relativa ( $\alpha_{Li-Ma}$ ) entre los datos y los mapas de fondo estimados. Siendo la significancia dada por:

$$S = \sqrt{2N_{on} \ln \left( \frac{1 + \alpha_{Li-Ma}}{\alpha_{Li-Ma}} \frac{N_{on}}{N_{on} + N_{off}} \right) + 2N_{off} \ln \left( \frac{(1 + \alpha_{Li-Ma})N_{off}}{\alpha_{Li-Ma}} \right)} \quad (5.6)$$

$$\alpha_{Li-Ma} = \frac{\Delta\Omega}{\Delta\theta \Delta t 15^\circ \text{hr}^{-1} \cos\delta} \quad (5.7)$$

donde  $N_{on}$  es el número de cuentas de la señal en un bin y  $N_{off}$  es el background estimado para el mismo bin;  $\alpha_{Li-Ma}$  es la exposición relativa dada por la ecuación 5.7, que se define como la relación de tiempo en la fuente respecto al tiempo fuera de la fuente (que es el tiempo de acumulación del background), esto nos ayuda a encontrar la incertidumbre del mapa de referencia.

La significancia de Li & Ma se puede usar reemplazando la observación fuera de la fuente ( $N_{off}$ ) con los conteos del mapa de referencia calculados mediante el MID (descrito anteriormente), dividido por la exposición relativa (Ecuación 5.9).

$$N_{on} = N(\alpha, \delta) \quad (5.8)$$

$$N_{off} = \langle N(\alpha, \delta) \rangle / \alpha_{Li-Ma} \quad (5.9)$$

Para un conjunto de datos con estadística muy grande y una señal pequeña, sabemos que podemos utilizar el método Li & Ma, de esto se tiene que si queremos maximizar la significancia es posible hacer una aproximación donde se considera el cociente de la señal contra la raíz cuadrada del background; obteniendo finalmente que la significancia se puede expresar como:

$$S(\alpha, \delta) = \frac{N_i}{\sqrt{\langle N_i \rangle}} \quad (5.10)$$

### 5.1.5. Intensidad relativa

La intensidad relativa es una medida imparcial para determinar la intensidad de la señal respecto a la intensidad relativa del fondo, dada una misma región. El mapa de intensidad relativa, se calcula de la siguiente manera:

$$\delta IR_i(\alpha, \delta) = \frac{\Delta N_i}{N_i} = \frac{N_i(\alpha, \delta) - \langle N_i(\alpha, \delta) \rangle}{\langle N_i(\alpha, \delta) \rangle} \quad (5.11)$$

donde  $\langle N_i \rangle$  es la estimación de las cuentas del fondo y  $N_i$  las cuentas observadas en el bin  $i$  con la ascensión recta y declinación respectivas.

## 5.2. Mapas con PFSS

La dinámica de la configuración coronal del Sol está determinada por la evolución de su campo magnético. Determinar el campo magnético en 3D es crucial, pero es un gran problema a resolver actualmente. Existen diversas técnicas para modelar las líneas de campo magnético dentro de la atmósfera solar. Una de ellas es el modelo de PFSS utilizado en este trabajo para calcular el campo magnético coronal.

### 5.2.1. Modelo de campo-potencial en la corona solar

Poco ha sido el progreso en el entendimiento de las bases físicas de varias estructuras morfológicas en el disco solar, en parte se debe a la ausencia de información de la forma y posición en 3D de las características coronales y su dinámica.

El problema de calcular el campo magnético sobre una superficie esférica, en general consiste en encontrar solución a la ecuación de Laplace, dado que es la ecuación que satisface las condiciones de frontera de esta aproximación en coordenadas esféricas. Una expansión del potencial magnético en armónicos esféricos nos permite tener una solución completa, esto equivale a encontrar los coeficientes del polinomio de Legendre, que son solución a la ecuación de Laplace. El método de los armónicos esféricos se aplica al caso del Sol, siendo posible usarlo para trazar las líneas de campo.

Existen diferentes métodos que describen el campo magnético fotosférico para determinar el campo magnético de la corona solar utilizando la aproximación del campo potencial (o libre de corrientes).

Al considerar la teoría del campo libre de corrientes, se supone la ausencia de campos eléctricos, lo que satisface que  $\nabla \times \mathbf{B} = 0$ , implicando que el campo magnético se conserva. Pero esta suposición solo es aplicable hasta distancias de  $2.5 R_{\odot}$ , ya



que a mayores distancias el viento solar distorsiona al campo magnético, haciendo que esta aproximación sea poco realista (Altschuler y Newkirk, 1969).

Desde 1969 (Altschuler y Newkirk, 1969) se concluyó que las corrientes sólo son apreciables durante periodos de desarrollo de una región activa. Por lo tanto la aproximación libre de corrientes debería ser válida en la corona interna a partir de  $\sim 0.2 R_{\odot}$  sobre la fotosfera. Otra suposición a considerar es que cualquier fluctuación en la fotosfera que tienen escalas de tiempo más cortas que una rotación solar no afecta significativamente a la configuración general del campo.

El campo magnético coronal se deduce por extrapolación a partir del campo fotosférico hacia arriba, de acuerdo a la aproximación del campo-potencial en la superficie-fuente (PFSS), en la que el campo en el volumen coronal se asume como potencial entre la fotosfera y una superficie fuente esférica localizada a un radio de  $2.5 R_{\odot}$ , como se representa en la figura 5.4. El campo magnético modelado se ve forzado a ser puramente radial en la superficie fuente, aproximando el efecto dinámico del viento solar sobre el campo magnético de la corona alta.

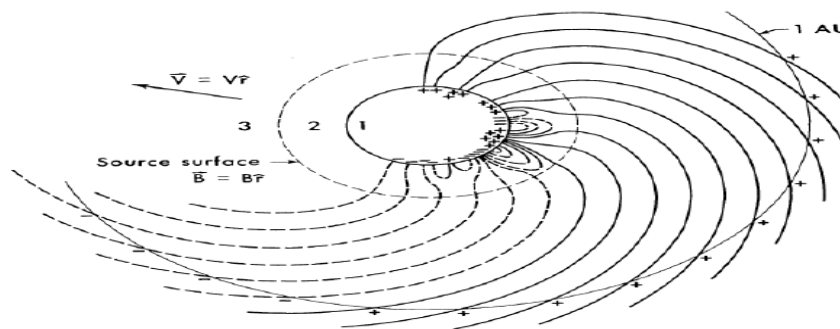


FIGURA 5.4: Representación del modelo de superficie fuente. En la región 1 se mide el campo magnético fotosférico. En la región 2 es donde se ubican las líneas de campo cerradas (loops), el campo en esta región se calcula a partir de la teoría potencial. Las corrientes que fluyen alrededor de la superficie fuente eliminan a la componente transversal del campo magnético, y el viento solar extiende el campo magnético de la superficie fuente al espacio interplanetario. Este campo magnético, puede entonces ser observado por naves espaciales a 1 UA. El campo magnético en la región 3 es prácticamente radial. (Schatten, Wilcox y Ness, 1969)

### 5.2.2. Modelo PFSS

Potential Field Source Surface (PFSS) es un modelo de campo potencial que provee una descripción aproximada y calcula el campo magnético de la corona solar,

desarrollado por Mark Derosa y Karel Schrijver de LMSAL<sup>2</sup> (Laboratorio Astrofísico y Solar Lockheed Martin). Proporciona modelos de campo magnético precalculados de la corona solar. Basados en extrapolaciones del campo potencial de superficie-fuente (PFSS) aplicadas a los datos del magnetograma de superficie (Figura 5.5), calculados como parte del pronosticador LMSAL. Para una discusión mas detallada del método, y demás usos del software consultar DeRosa y Schrijver, (*Magnetic Field Line Rendering Package for SolarSoft*).

Se requieren 2 sub-paquetes para trabajar este programa (en IDL):

- Paquete pfss. Trata los datos del PFSS calculados según LMSAL.
- Paquete Esférico (“spherical”). Para visualizar las líneas de campo (desde cualquier campo vectorial en coordenadas esféricas).

Los datos de campo vectorial están en coordenadas esféricas. El modelo incluye el cálculo de coeficientes armónicos esféricos y campos magnéticos en 3D. Nos da información del campo magnético en un rango de distancia entre la fotosfera y la superficie-fuente localizada a  $2.5 R_{\odot}$ , que es la distancia tomada para los mapas que aquí se trabajan.

El software facilita el análisis global del campo magnético del Sol, al calcular y generar las trayectorias de un conjunto de líneas de campo sobre la superficie fuente (Figura 5.4) mostradas en una imagen.

Usa una base de datos en línea de los modelos de campo magnético de la corona, con muestreos cada 6 horas, desde julio de 1996 hasta la actualidad. Se realiza extrapolación del campo fotosférico, de acuerdo a la aproximación de PFSS, donde el campo en la corona se asume como potencial entre la fotosfera y la superficie fuente. El campo magnético modelado es radial en la superficie (en  $r=R_{\odot}$ ), para aproximar el efecto del viento solar sobre el campo magnético de la corona alta.

En realidad el programa es muy accesible y fácil de utilizar. Se requiere calcular y visualizar el campo magnético coronal de cierta rotación, se elige la fecha (año, mes, día) y tiempo (UT) de interés. El modelo de campo magnético coronal se basa en los mapas de rotaciones Carrington del campo magnético de la fotosfera, usando magnetogramas de SOHO/MDI<sup>3</sup>. El campo en sus tres componentes han sido precalculados y almacenados en LMSAL, tales datos se descargarán, y en ellos se tiene el campo magnético, con un muestreo horizontal de la corona de  $1^{\circ}$ .

Después se crea un mapa en forma rectangular de la superficie del campo magnético (magnetograma) y una proyección orográfica de la rotación Carrington en cuestión, vista desde la Tierra como se muestra en la figura 5.5, donde se marcan

<sup>2</sup>LMSAL: Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory

<sup>3</sup>Michelson Doppler Imager

puntos color blanco y negro, indicando la fuente y el sumidero, determinados por la polaridad del campo magnético. Es importante mencionar en este punto, que la línea de visión predeterminada en que se proyecta la imagen del disco desde la Tierra son en coordenadas de latitud B0 y longitud Carrington L0, pero se puede cambiar el ángulo de visión.

Posterior a esto se obtiene la imagen de campo en 3D, donde se visualizan las líneas de campo. El número de líneas puede variar según se requiera, en este caso se eligió graficar 500 líneas. Aquí las líneas blancas indican un campo magnético cerrado, las líneas color verde y magenta indican campos abiertos, con polaridad positiva y negativa respectivamente (ver Figura 5.6). Asimismo es posible visualizar la existencia de regiones activas, donde podemos encontrar una o más manchas solares. Teniendo así una idea general de cuan activo es el Sol en un periodo de tiempo.

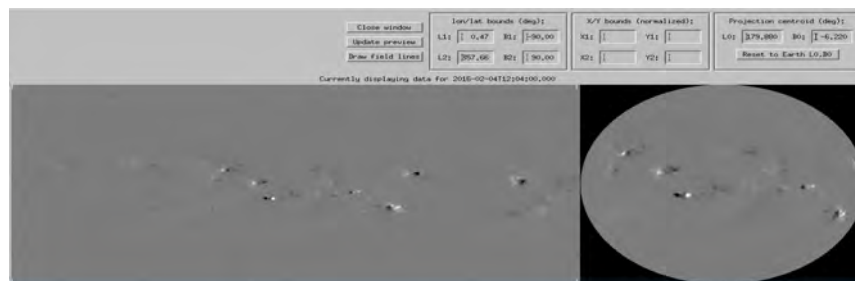


FIGURA 5.5: Ejemplo de un magnetograma obtenido con el programa de PFSS, donde L0 y B0 son las coordenadas de longitud y latitud respectivamente del centroide de proyección deseado, de acuerdo a la proyección ortográfica. Se muestra el campo magnético en la fotosfera del Sol, indicando polaridades opuestas en negro y blanco. Aquí se tiene el magnetograma del rotación 2173 en la que se puede apreciar la basta cantidad de manchas solares en la zona ecuatorial del Sol, mostrando una gran actividad solar en este periodo.

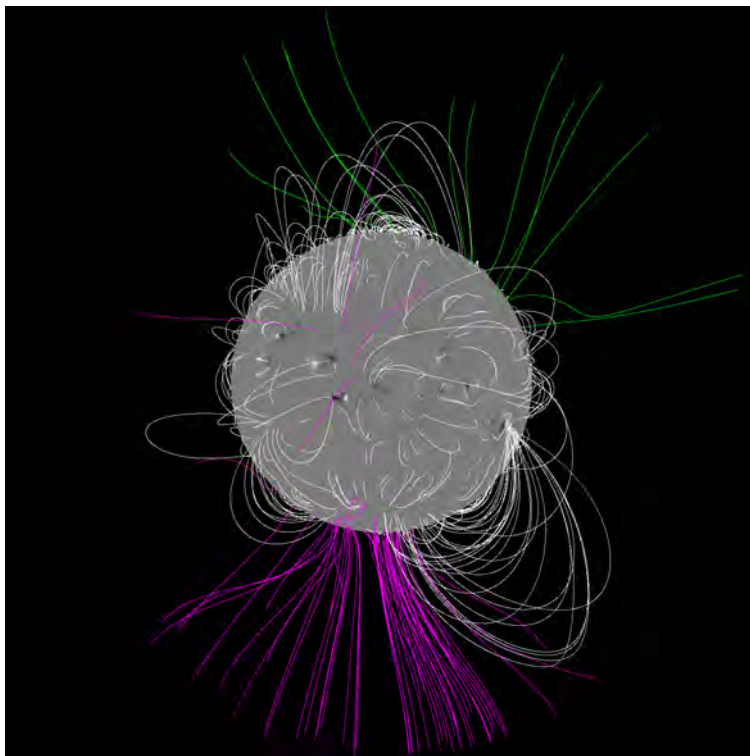


FIGURA 5.6: Mapa de la esfera solar en 3D, donde se muestran las líneas de campo magnético según el modelo de PFSS, indicando las líneas de campo cerradas y abiertas con polaridad positiva (color verde) y negativa (color magenta).



## Capítulo 6

# Mapas de la Sombra del Sol

Estudiar al Sol podría resultar algo común, pero al observar el flujo de RC en la dirección Sol-Tierra, resulta muy interesante estudiar el déficit que se produce en el flujo de la radiación cósmica. Considerando que las trayectorias de estas partículas son afectadas por el campo magnético solar, encontramos que puede ser posible estudiar al campo coronal mediante la sombra que resulta al deflectar los RC.

Al igual que la Luna, el Sol es un obstáculo al flujo de RC (ver figura 6.1) produciéndose un déficit observable en la Tierra, a este déficit le llamamos "sombra". Para el caso de la Luna, el campo magnético es despreciable y los RC no son perturbados esperando una sombra ideal de  $0.5^\circ$  de diámetro. En cambio, debido a que el Sol tiene un fuerte campo magnético y muy variable, los RC son dispersados fuertemente, observándose un efecto en el cambio del perfil geométrico de la sombra del Sol, considerando que el tamaño angular del Sol visto desde la Tierra también es de  $0.5^\circ$  de diámetro.

Como hemos discutido en capítulos anteriores, conocer el campo magnético cercano al Sol, es decir, distancias menores de  $10 R_\odot$  (donde ninguna nave espacial puede acercarse) resulta ser complicado y la sombra del Sol, es de gran ayuda para saber acerca del campo coronal del Sol. Además la sombra también es importante en relación al comportamiento dipolar del Sol, por lo que se debe llevar un seguimiento a través de su ciclo de actividad. Cuando el Sol esta en fase de gran actividad la configuración del campo magnético es más turbio (multipolar), mientras que en la fase de baja actividad, el campo magnético solar se vuelve más simétrico entre el hemisferio norte y el hemisferio sur del Sol (dipolar).

El sistema de coordenadas usado en los mapas de la sombra del Sol, son las coordenadas ecuatoriales con ejes  $(\alpha - \alpha_{Sun} + 180^\circ, \delta - \delta_{Sun} + 180^\circ)$  o simplemente  $(\Delta\alpha, \Delta\delta)$  centrando la posición del Sol y con un campo de visión de  $-5^\circ$  a  $5^\circ$  en ambos ejes.

Con los mapas obtenidos se pretende estudiar la evolución morfológica de la sombra del Sol y conocer el comportamiento del campo magnético de la corona

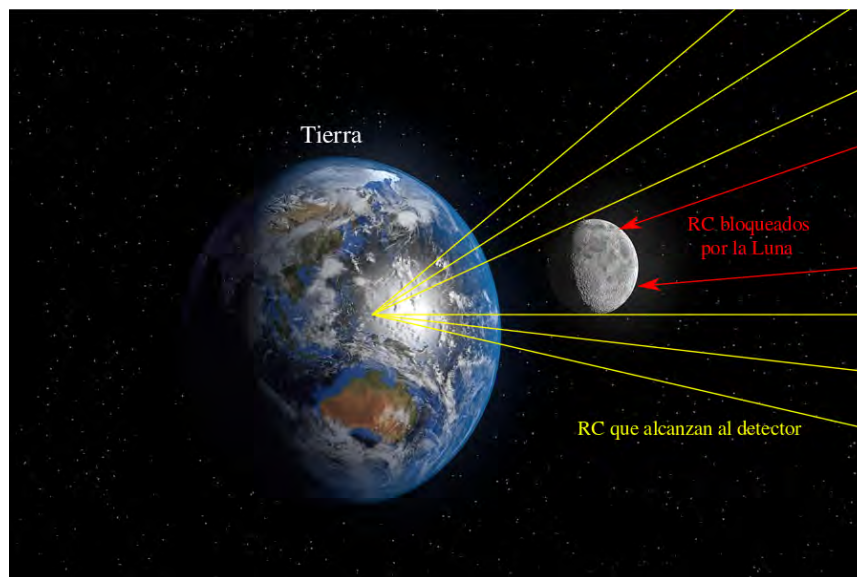


FIGURA 6.1: Representación de la Luna bloqueando el flujo de RC, provenientes del espacio hacia la Tierra produciendo una sombra aparente.

solar, razón por la que los mapas aquí presentados son en ciclos de 27 días, es decir, por rotación Carrington.

Los primeros mapas que se presentan se realizaron de acuerdo a bins o cortes del 0 al 10, que corresponden a energías desde los 884 GeV hasta los 226 TeV, durante un tiempo largo de integración. Posteriormente se tienen los mapas de la sombra del Sol por Rotación Carrington, donde podemos ver la variación en la morfología de la sombra conforme el tiempo, además de su relación con la actividad del campo magnético en los mismos periodos de tiempo.

## 6.1. Mapas de la sombra del Sol por bin

En esta sección se presentan los mapas de la sombra del Sol por *bin*, así vamos a nombrarle a cada uno de los rangos o cortes de energía utilizados. Se tienen en total 11 bins, siendo el bin 0 de 884 GeV de energía y de 226 TeV el bin 10 como se muestra en la tabla 6.1, correspondiente al archivo de cortes de energía de Hampel-Arias, (2017), aquí utilizado. Cada uno de los mapas se realiza considerando el periodo a partir de enero 2016 a diciembre 2017, concerniente a las rotaciones Carrington presentadas en la tabla 1.1.

En estos mapas se utiliza una escala de grises, donde el intervalo de la escala de colores se preserva para cada tipo de mapa, de acuerdo al valor máximo de intensidad relativa o significancia. Además, como vimos anteriormente, para determinar si

TABLA 6.1: Número de bin correspondiente a cada nivel de energía.  
Fuente: Hampel-Arias, (2017)

Bin	Energía media (TeV)
0	0.884
1	1.4
2	2.5
3	4.3
4	7.3
5	12.4
6	20.5
7	33.4
8	52.6
9	85.4
10	226

un objeto celeste es una fuente se requiere un límite mínimo de 5 sigmas. Entonces tomamos esta referencia para los mapas de significancia tomando el límite a  $-5\sigma$ , recordando que el signo negativo se debe a que aquí se registra el déficit del flujo. Para energías del bin 0 y 1, no se alcanza este valor, por lo que es necesario colocar el límite a  $1\sigma$ , aunque este valor es aún insuficiente para obtener la sombra del Sol, como vemos en los respectivos mapas de la figura 6.2. De esta misma figura, vemos que también para el caso de los mapas de intensidad relativa coincide que para energías de hasta 2.5 TeV se tiene poca o nula relevancia estadística ya que no se obtiene una sombra o alguna otra forma definida en la dirección del Sol.

Para los mapas de intensidad relativa se tomó como base de referencia la máxima intensidad registrada aplicando este límite a todos los bins, y así encontrar el cambio en intensidad relativa para cada bin. En este tipo de mapas, la sombra se define a partir de 7 TeV de energía, con valor de  $IR = -7 \times 10^{-3}$  (y  $S = -13.5\sigma$ ) mostrado en la figura 6.3. Como vemos la intensidad relativa aumenta conforme mayor es la energía, siendo la máxima para el bin 10 con un valor de  $-21 \times 10^{-3}$ , mientras que su valor en significancia es de  $-9.5\sigma$  (Figura 6.5).

En los mapas de significancia, es a partir del bin 3 (4.3 TeV) que se tiene una sombra definida con significancia en valor absoluto superior a los  $10\sigma$  e intensidad relativa de  $-4.9 \times 10^{-3}$ , mostrado en la figura 6.3. También en esta figura, se tiene el mapa del bin 5 con energía de 12.4 TeV, en que se tiene el máximo déficit con  $\sim -18\sigma$  pudiendo observar una sombra con morfología muy bien definida y concéntrica, con medio grado de desviación respecto a la coordenada (0,0) y obteniendo una intensidad relativa de  $-11 \times 10^{-3}$ .

La figura 6.4 muestra los bins del 6 al 8, donde se nota que la estructura de la



sombra es muy similar para ambos tipos de mapas, obteniendo un mayor parecido morfológico a 33 TeV de energía, con  $-13\sigma$  y  $-14 \times 10^{-3}$  de intensidad relativa. En la figura 6.5 al ver el mapa del bin 9, en comparación con los bins de alta energía, es notorio que la sombra obtenida se reduce en tamaño, esto también se ve reflejado en el valor de la significancia alcanzando los  $-8.2\sigma$  y en intensidad  $-17.2 \times 10^{-3}$ , para que la morfología de la sombra sea definida.

En general la sombra se concentra en una región de  $2^\circ \times 2^\circ$ . Los mapas donde se obtiene mayor significancia son los mapas con intervalo de energías entre 4 y 21 TeV (bins 4, 5 y 6). Mientras que para algunos de los bins más energéticos apenas alcanza a formarse la sombra en RC, aunque con un valor importante en la significancia e intensidad relativa. A diferencia de los bins altos, se tiene mayor cantidad de datos en rangos de energía menores y es relativamente más fácil obtener una sombra mejor definida. Justamente, en mapas como el del bin 5 es donde se puede apreciar de manera más clara como afecta a la sombra la desviación de los RC, pues con la escala de colores usada, tenemos que el mayor déficit se representa en la zona color azul con un radio de aproximadamente  $1^\circ$ , y conforme la variación del color hacia fuera de la sombra (del azul al rojo), es el registro de los RC de menor energía y es así como el radio de la sombra del Sol va aumentando, y también se va deformando, pues sabemos que la dispersión de partículas es mayor conforme disminuye la energía de la partícula.

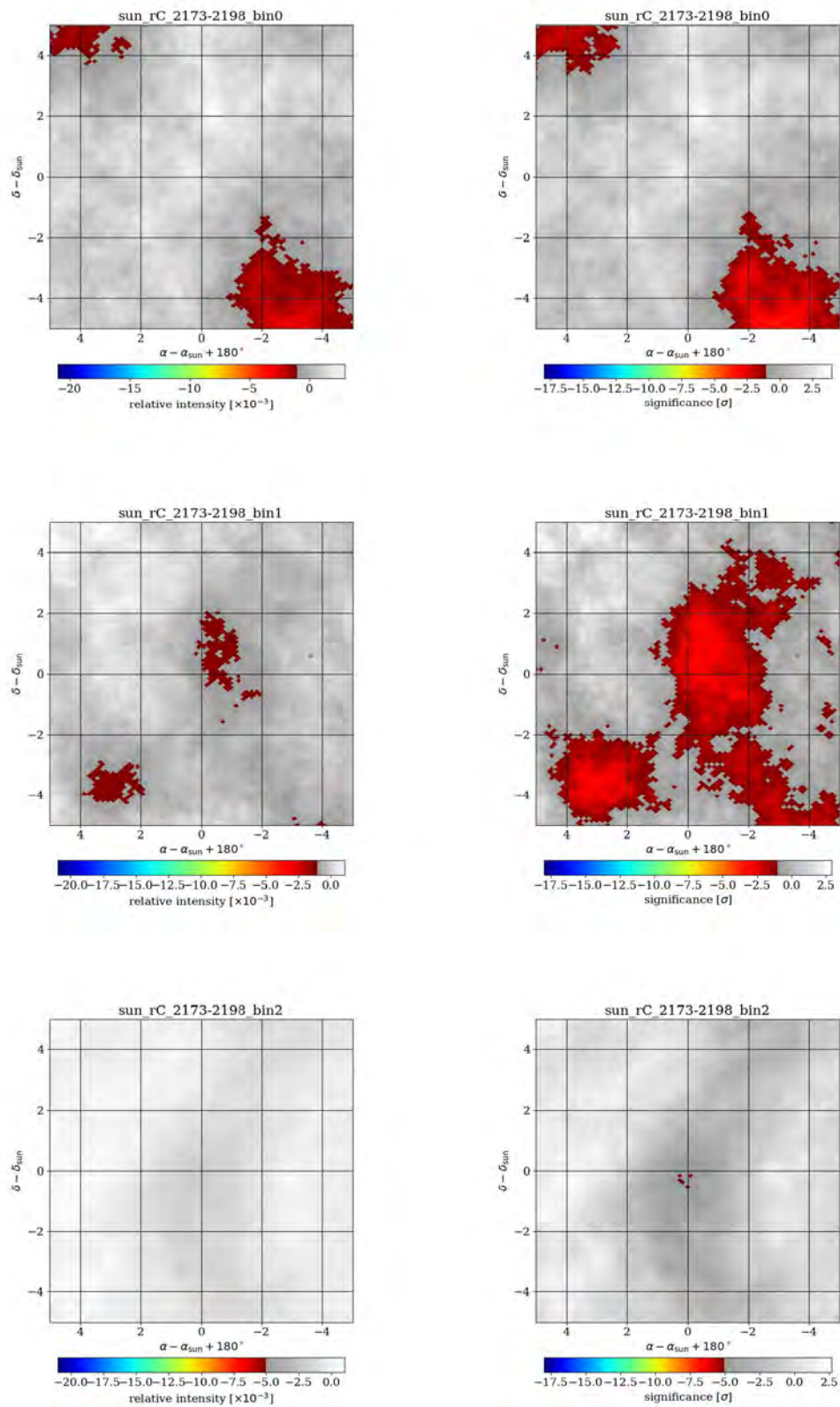


FIGURA 6.2: Mapas en Significancia (lado derecho) e Intensidad Relativa (lado izquierdo) de la sombra del Sol por bin de la rotación Carrington 2173 a la 2198. En los paneles superiores se tienen los mapas del bin 0, en los medios e inferiores el bin 1 y bin 2, respectivamente.

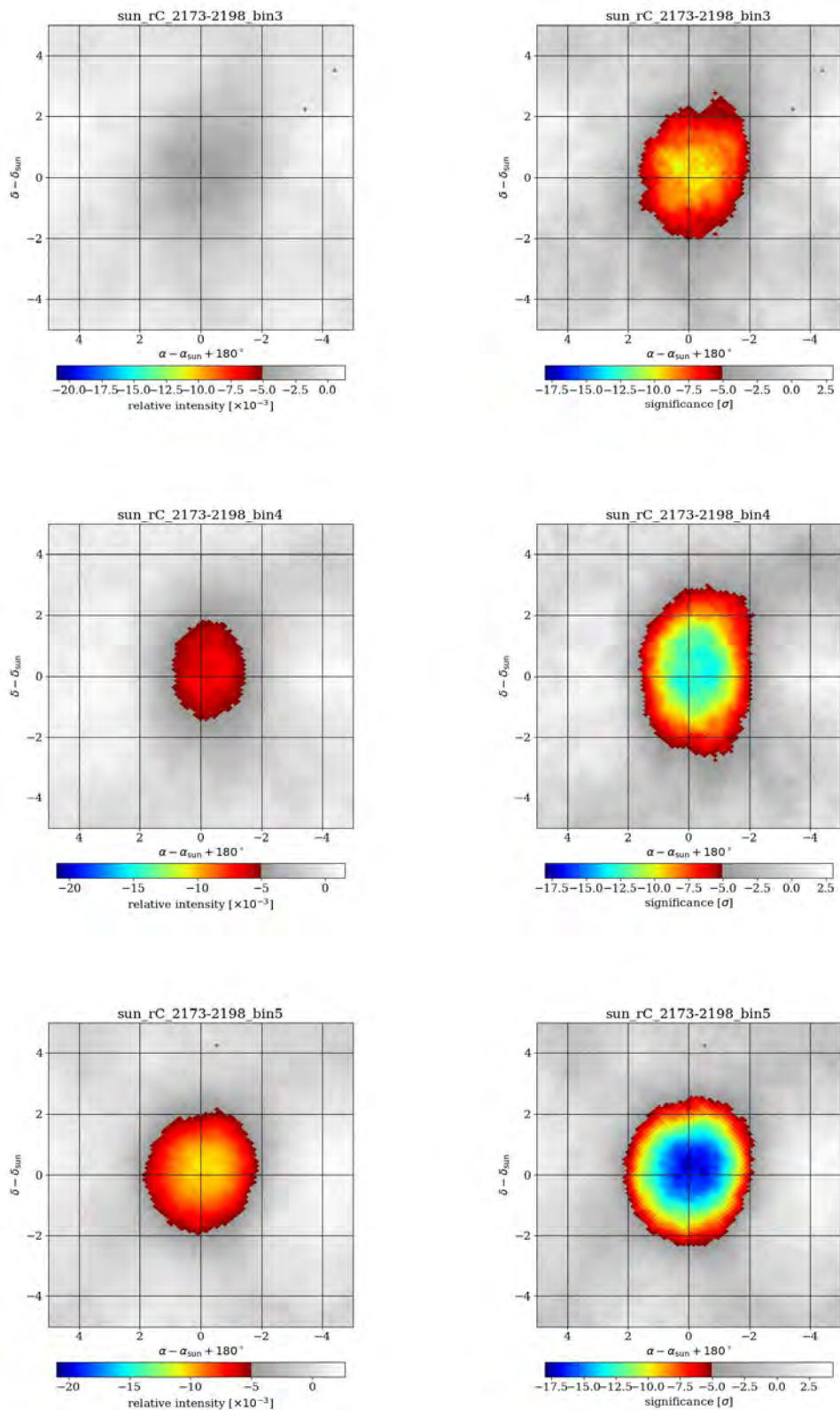


FIGURA 6.3: Mapas en Significancia (lado derecho) e Intensidad Relativa (lado izquierdo) de la sombra del Sol por bin de la rotación Carrington 2173 a la 2198. Se tienen los mapas del bin 3, bin 4 y bin 5; en los paneles superiores, medios e inferiores, respectivamente.

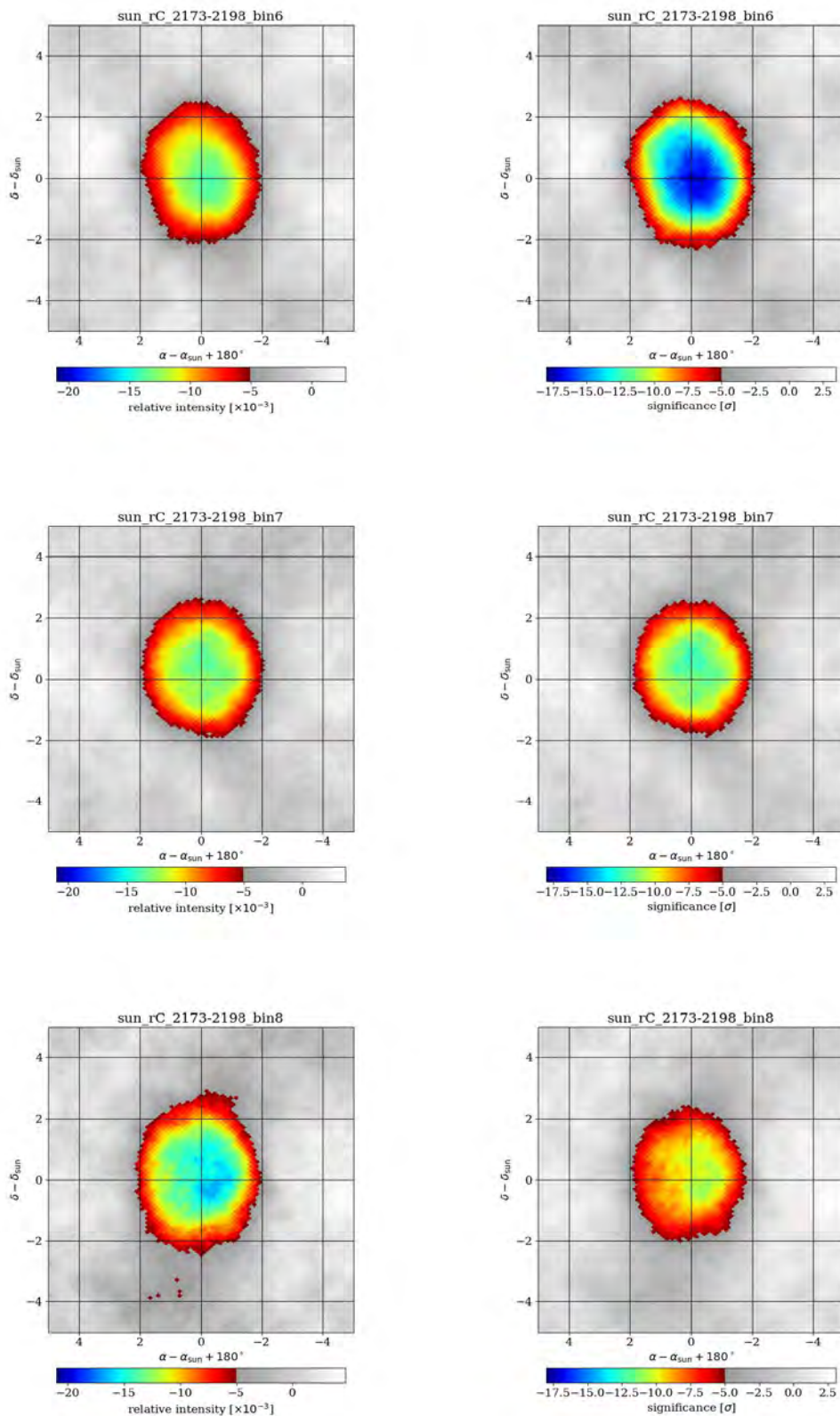


FIGURA 6.4: Mapas en Significancia (lado derecho) e Intensidad Relativa (lado izquierdo) de la sombra del Sol por bin de la rotación Carrington 2173 a la 2198. Se tienen los mapas del bin 6, bin 7 y bin 8; en los paneles superiores, medios e inferiores, respectivamente.



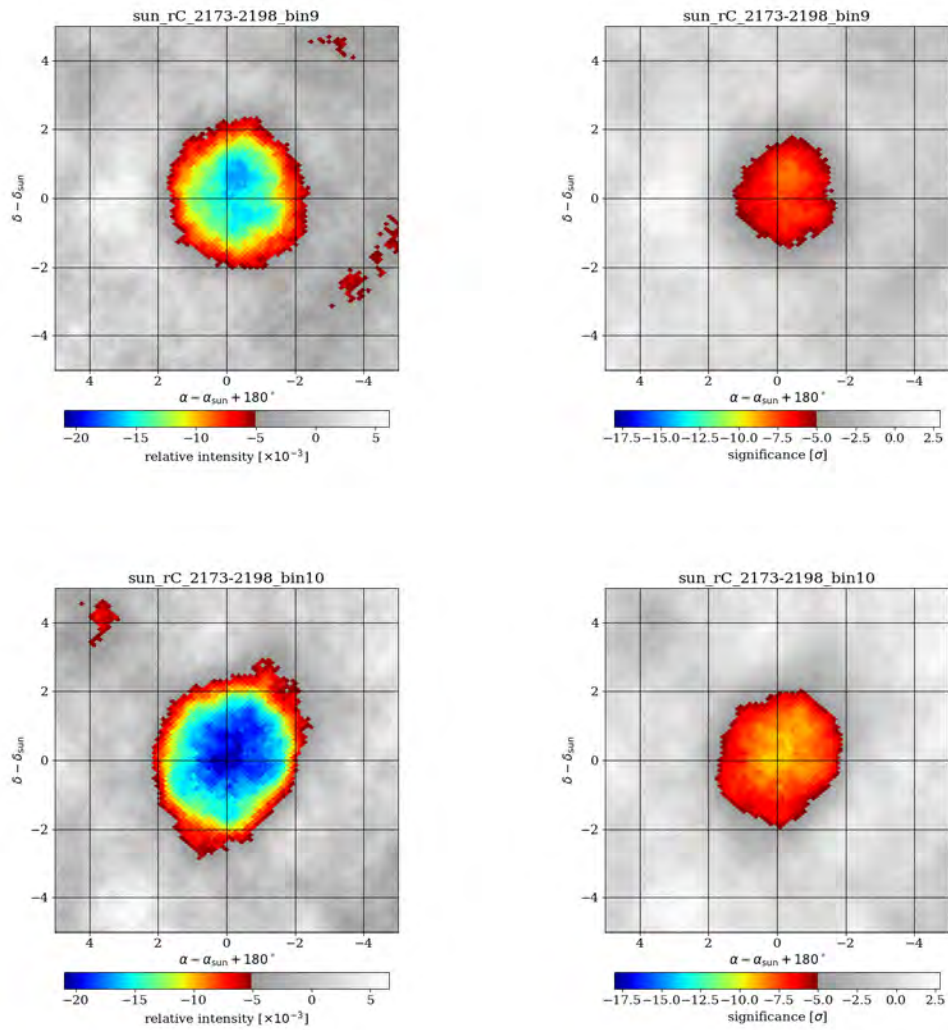


FIGURA 6.5: Mapas en Significancia (lado derecho) e Intensidad Relativa (lado izquierdo) de la sombra del Sol del bin 9 en los paneles superiores y del bin 10 en los inferiores. Tomando el periodo de la rotación Carrington 2173 a la 2198, que corresponde al periodo del 21 de enero 2016 al 30 de diciembre de 2017.

## 6.2. Mapas de la sombra del Sol de acuerdo a Rotaciones Carrington

Como vimos en la sección anterior, en los primeros tres bins se tienen resultados poco favorables, por tal motivo es conveniente que para los siguientes mapas, donde se tratarán los datos por rotación Carrington, se consideren sólo los bins correspondientes a energías mayores de los 4 TeV y así disminuir el ruido en los mapas. Por consiguiente, los mapas de la sombra del Sol que se presentan a continuación se hicieron integrando el intervalo de energías que corresponden desde el bin 3 al bin 10.

Las primeras dos columnas de los mapas por rotación Carrington muestran la sombra del Sol formada por el déficit de RC debido al obstáculo solar y al atravesar el campo magnético de la corona solar. Este campo se muestra en los mapas de la última columna. Teniendo entonces en la primer columna los mapas de intensidad relativa, en la columna central los mapas de significancia y en la tercer columna los mapas del campo magnético de la rotación correspondiente, donde se muestra una extrapolación de las líneas hasta  $2.5 R_{\odot}$  de campo abierto, representado de manera radial según el color su polaridad positiva en color verde o negativa de color magenta, mientras que para el campo cerrado se tienen líneas cerradas de color blanco.

El espacio entre las líneas da indicio del valor del campo. En las regiones en donde las líneas están muy juntas el campo magnético es muy fuerte, mientras que donde están muy separadas es pequeño. De aquí se deduce que la densidad de líneas es proporcional a la intensidad campo magnético. La gran cantidad de líneas de campo en estos mapas indican una alta intensidad del campo magnético, fenómeno que podemos observar en los mapas de las primeras la rotaciones Carrington.

Iniciamos los conjuntos de mapas con la rotación 2173 en las figuras 6.6a y 6.6b, con fecha de inicio del 21 de enero 2016, donde se tiene una forma indefinida que cubre prácticamente todo nuestro campo de visión, considerando que el ángulo cenital es muy grande en este periodo (ver figura 7.4b). En el mapa de campo magnético (Figura 6.6c) se tiene que algunas líneas de campo cerrado se extienden hasta distancias de 2 radios solares, indicando gran actividad magnética en este periodo.

En la siguiente rotación Carrington número 2174, se empieza a definir una sombra ubicada en el centro de los mapas de significancia e intensidad relativa, mejorando en la rotación Carrington 2175 (Figura 6.6). Asimismo, la sombra del Sol obtenida en los mapas de RC va mejorando a medida que avanzamos en el número de la rotación.

De las figura 6.7 y 6.8 vemos que las rotaciones Carrington 2177 y 2179 respectivamente, muestran una sombra del Sol bien definida en la región central del

mapa con alta significancia de  $\sim -8\sigma$  en ambas rotaciones, aunque desviada aproximadamente medio grado en dirección de  $-\delta$  y  $+\alpha$ . También vemos que el campo magnético es un poco intenso. Las rotaciones Carrington correspondientes a los meses entre septiembre y noviembre se muestran en la figura 6.9, aquí obtenemos una sombra pero no bien definida. En la rotación 2185 concerniente al mes de diciembre, vemos que la sombra desaparece, de hecho en el mapa de intensidad relativa no se obtienen datos (ver 6.10a) y por tanto los resultados en el mapa de significancia son poco confiables; se tiene el mismo caso para la rotación Carrington 2198 (ver 6.14d) correspondiente a la misma época del año.

La primer rotación del año 2017 comparada con la primer rotación del año 2016 presenta una gran mejora en la definición de su estructura morfológica como vemos en los paneles medios de la figura 6.10. En general esto ocurre para todas las rotaciones del segundo año de datos considerados en esta tesis, y si vemos los mapas de campo para estas rotaciones las regiones activas en la superficie disminuyen o desaparecen, así como las líneas de campo son más dispersas, disminuyendo la intensidad del campo magnético.

El mayor déficit de significancia e intensidad relativa, no sólo del año 2017 si no de todas las rotaciones Carrington aquí presentadas, se muestra en los paneles superiores de la figura 6.12, en la rC 2191 con valores de  $IR = -16.3 \times 10^{-3}$  y  $S = -14.5\sigma$ , que adicionalmente a obtener una sombra donde la región azul (de mayor déficit) esta muy bien definida. Su tamaño angular como en la mayoría de las rotaciones esta dentro de los  $4^\circ$  de diámetro. Sin embargo en este caso, el déficit máximo se concentra a medio grado de desviación del centro con radio de  $0.5^\circ$ , lo que ya es muy próximo al tamaño angular del Sol en ausencia de campo magnético.

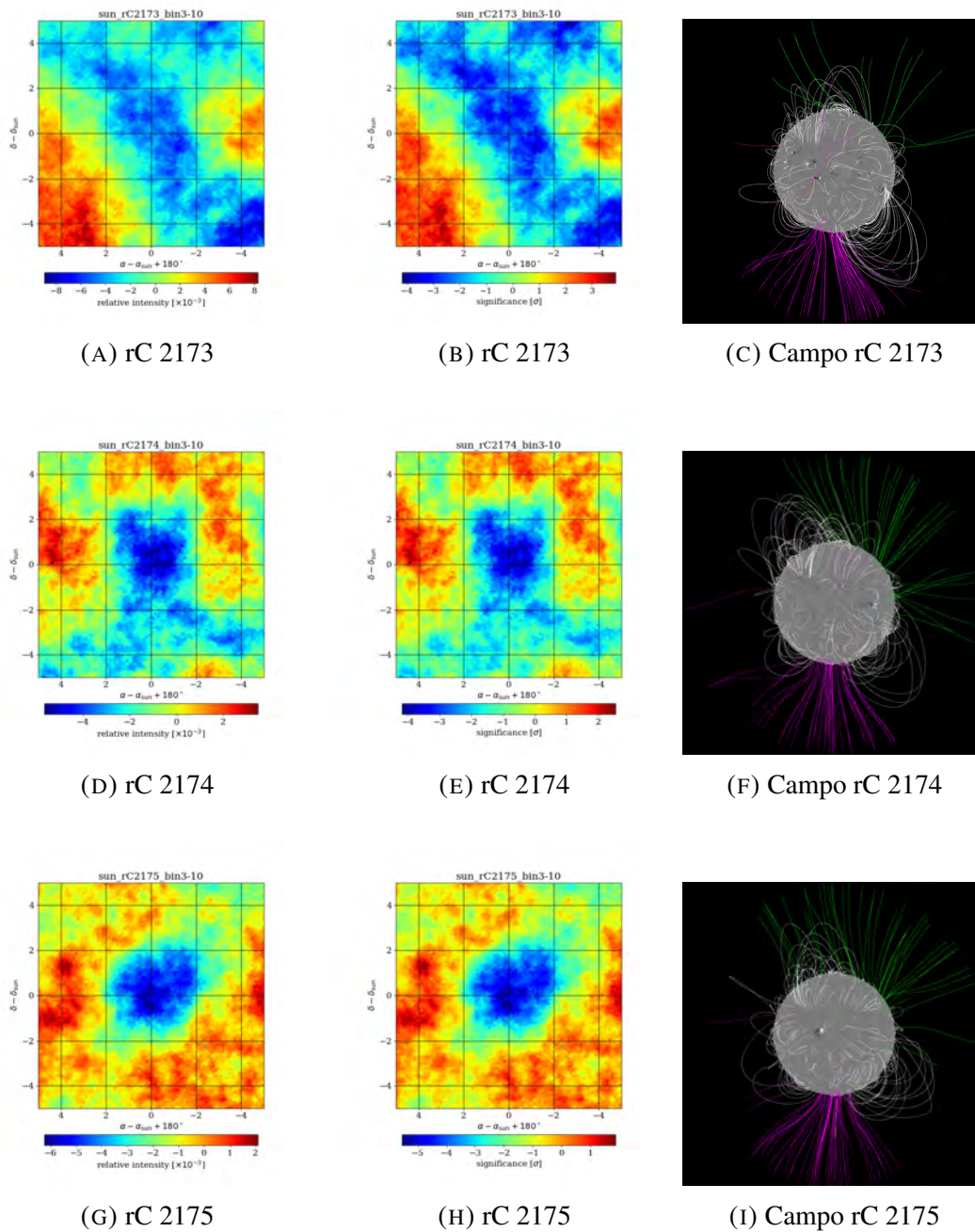


FIGURA 6.6: Mapas de la sombra del Sol de intensidad relativa (columna izquierda), de significancia (columna central) y del lado derecho, los mapas de la extrapolación del campo magnético coronal donde se indican las líneas de campo abierto con polaridad positiva en color verde y negativa en magenta, y representando al campo cerrado las líneas color blanco.



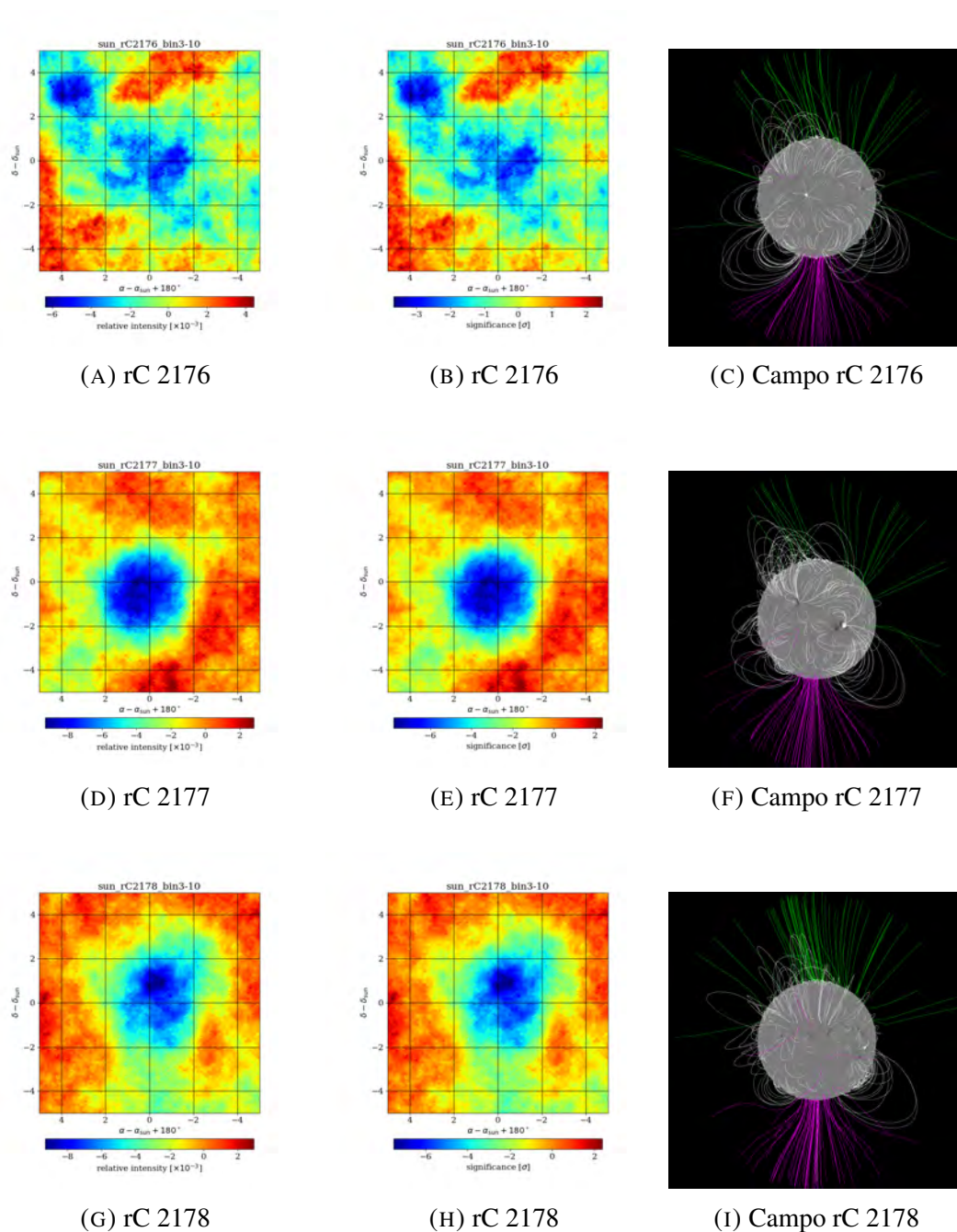


FIGURA 6.7: Mapas de la sombra del Sol de intensidad relativa (columna izquierda), de significancia (columna central) y del lado de derecho, los mapas de la extrapolación del campo magnético coronal donde se indican las líneas de campo abierto con polaridad positiva en color verde y negativa en magenta, y representando al campo cerrado las líneas color blanco.

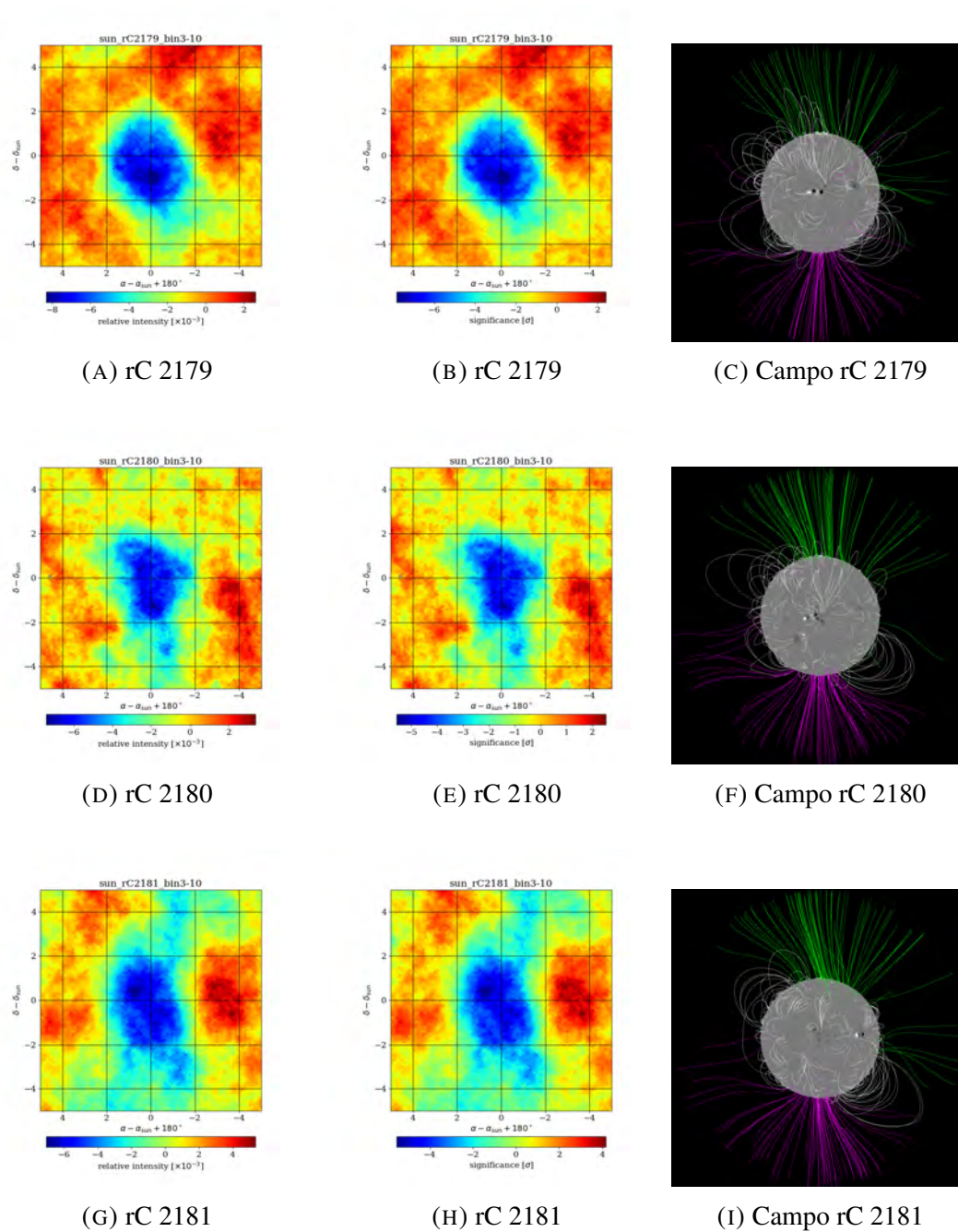


FIGURA 6.8: Mapas de la sombra del Sol de intensidad relativa (columna izquierda), de significancia (columna central) y del lado derecho, los mapas de la extrapolación del campo magnético coronal donde se indican las líneas de campo abierto con polaridad positiva en color verde y negativa en magenta, y representando al campo cerrado las líneas color blanco.

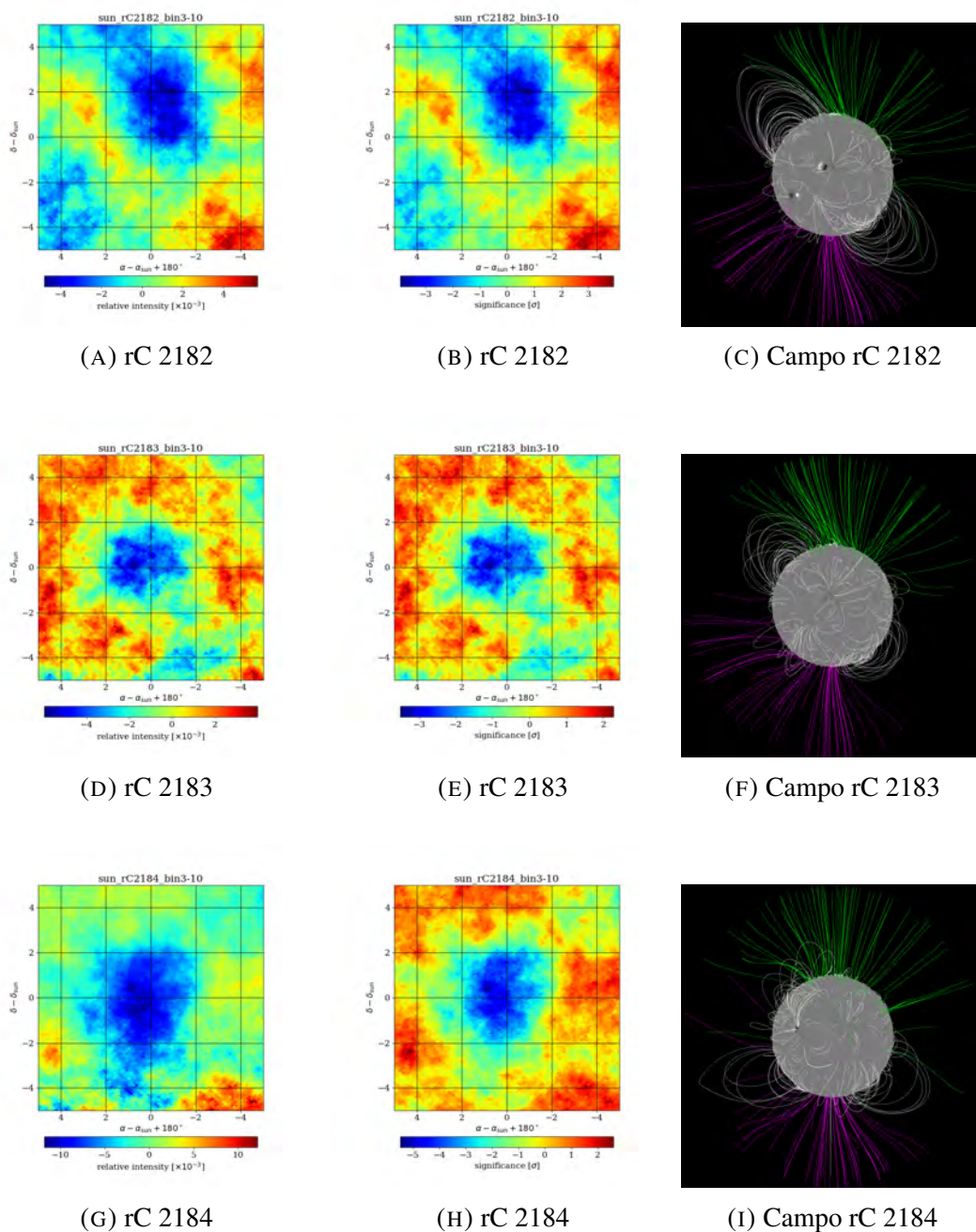


FIGURA 6.9: Mapas de la sombra del Sol de intensidad relativa (columna izquierda), de significancia (columna central) y del lado de derecho, los mapas de la extrapolación del campo magnético coronal donde se indican las líneas de campo abierto con polaridad positiva en color verde y negativa en magenta, y representando al campo cerrado las líneas color blanco.



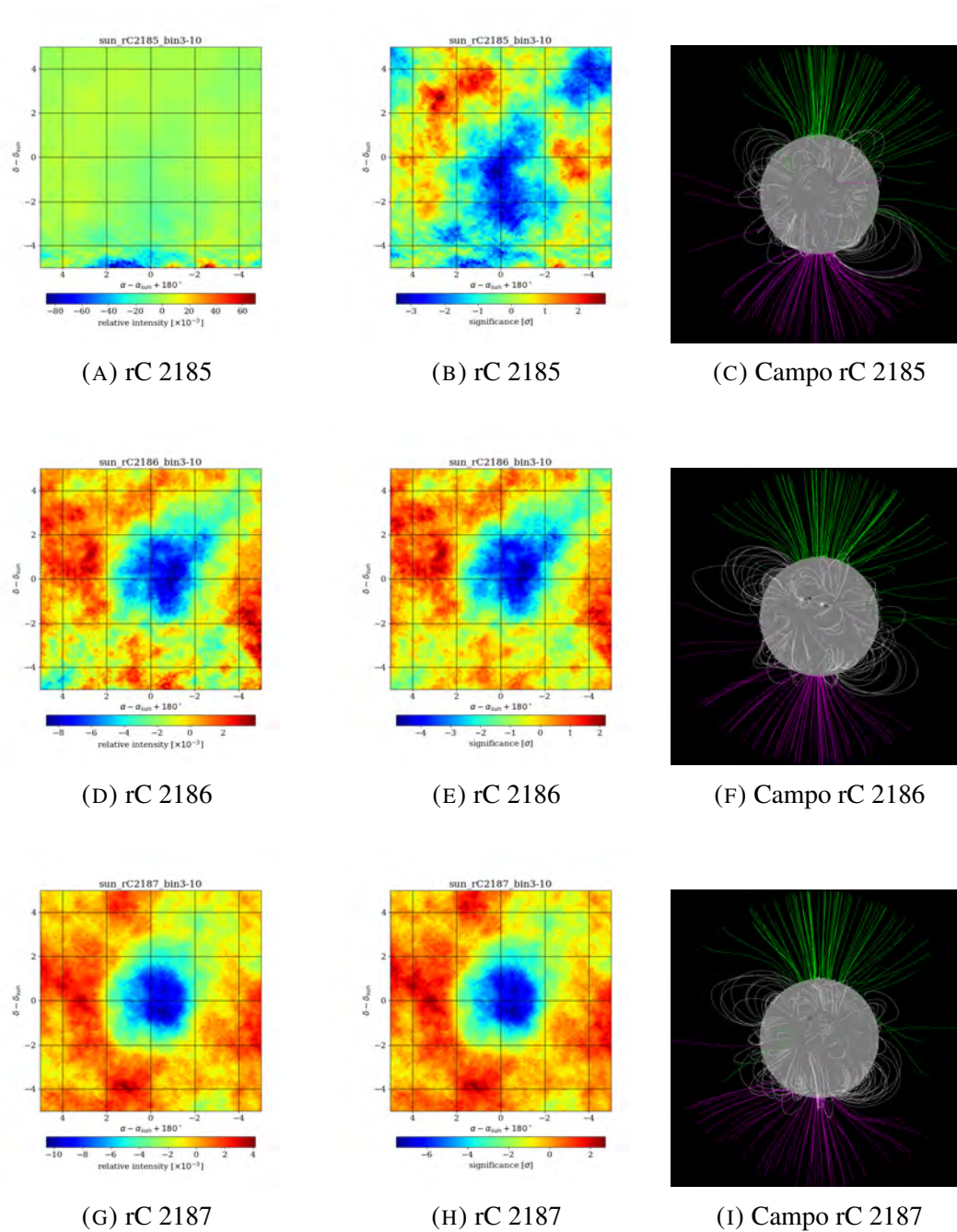


FIGURA 6.10: Mapas de la sombra del Sol de intensidad relativa (columna izquierda), de significancia (columna central) y del lado derecho, los mapas de la extrapolación del campo magnético coronal donde se indican las líneas de campo abierto con polaridad positiva en color verde y negativa en magenta, y representando al campo cerrado las líneas color blanco.

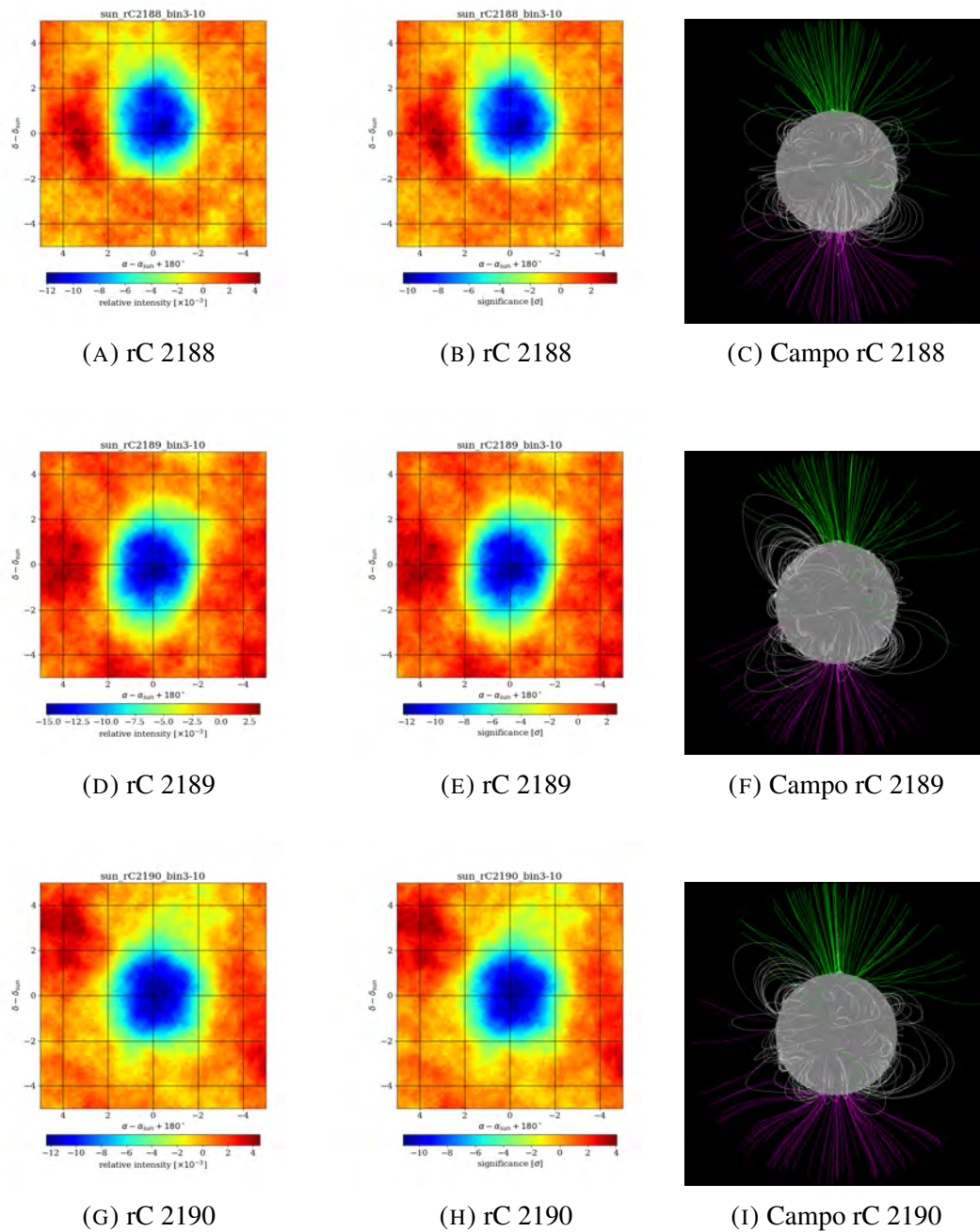


FIGURA 6.11: Mapas de la sombra del Sol de intensidad relativa (columna izquierda), de significancia (columna central) y del lado de derecho, los mapas de la extrapolación del campo magnético coronal donde se indican las líneas de campo abierto con polaridad positiva en color verde y negativa en magenta, y representando al campo cerrado las líneas color blanco.

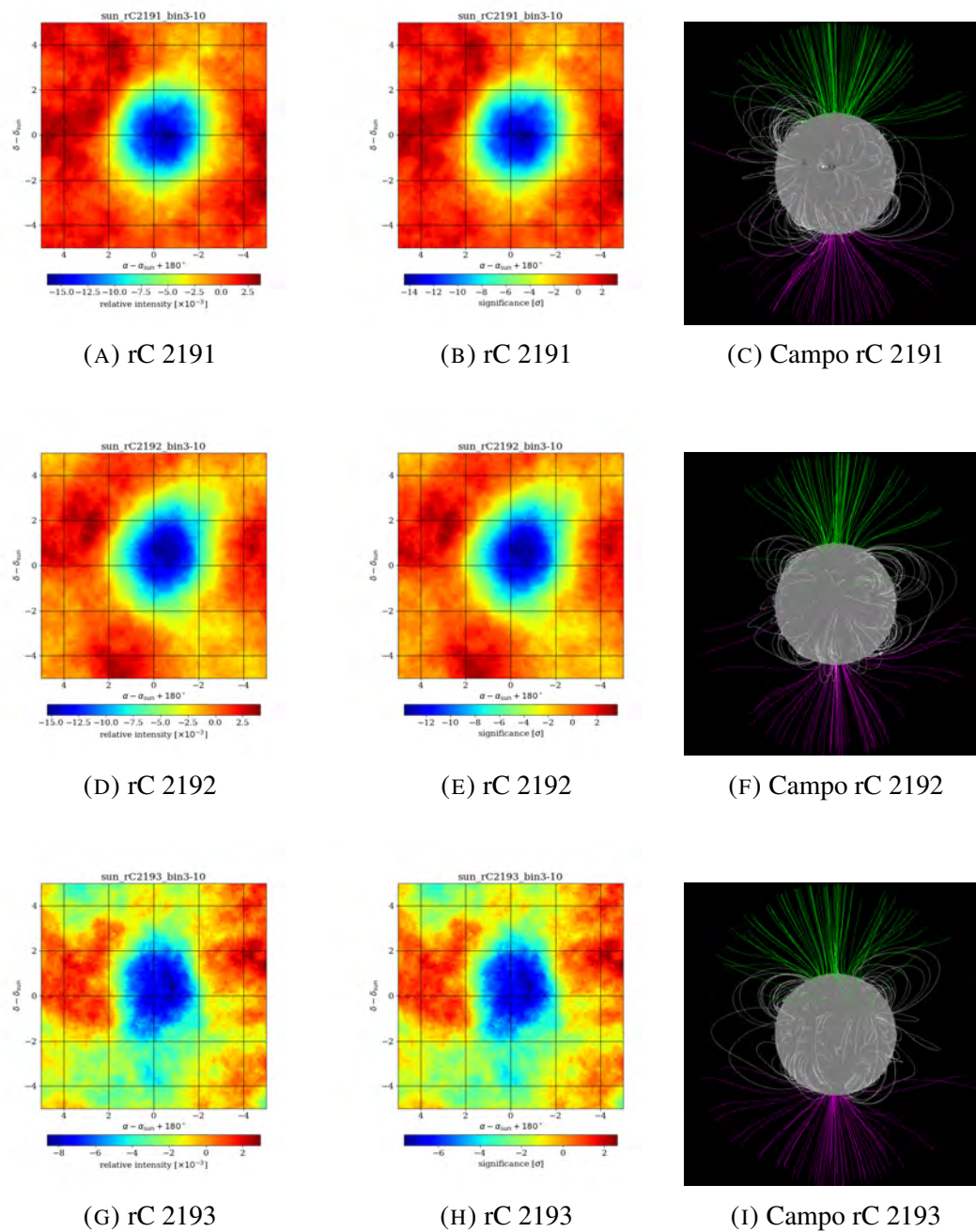


FIGURA 6.12: Mapas de la sombra del Sol de intensidad relativa (izquierda), significancia (centro) y los mapas de la extrapolación del campo magnético coronal (derecha) donde se indican las líneas de campo abierto con polaridad positiva en color verde y negativa en magenta, y representando al campo cerrado las líneas color blanco.



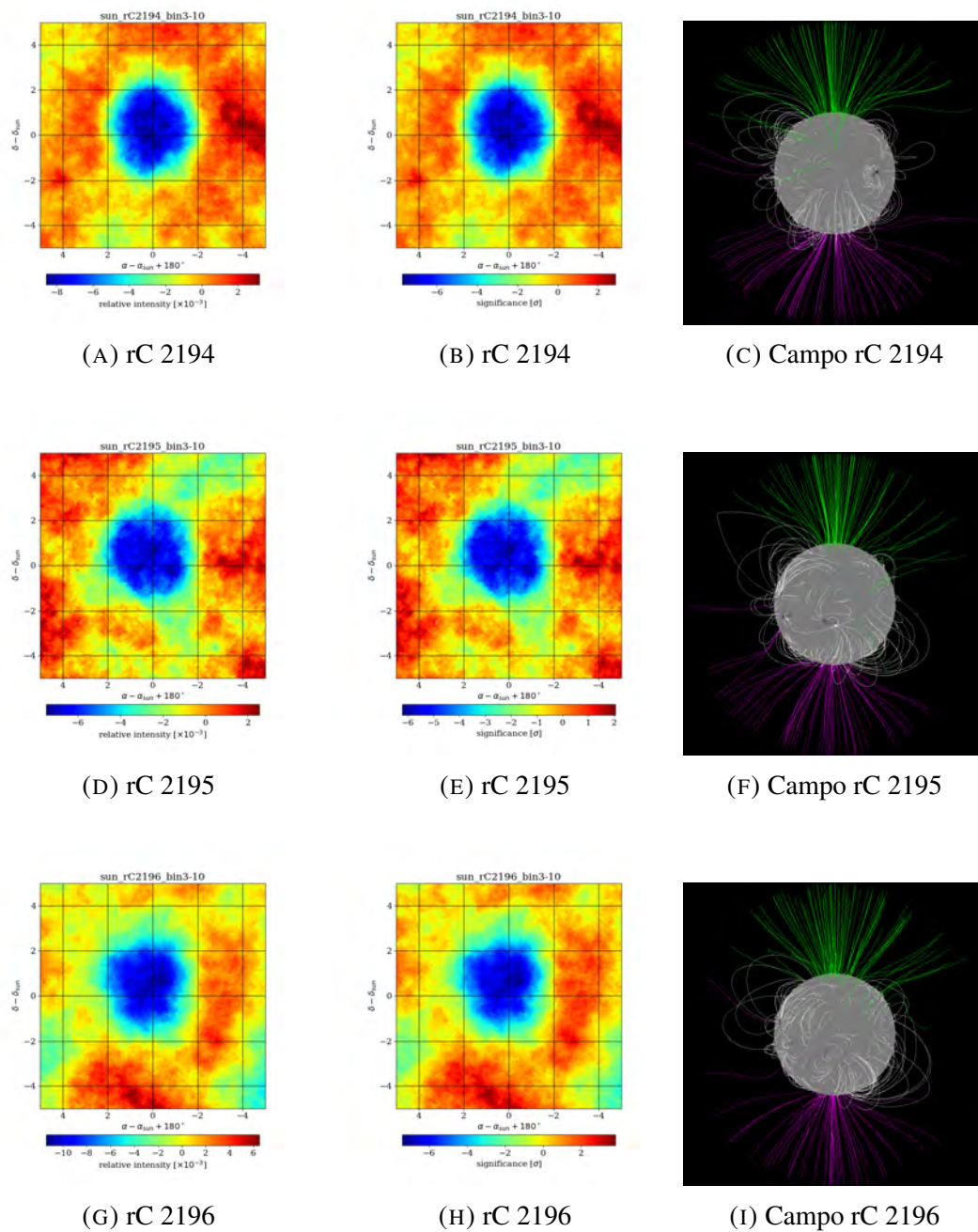


FIGURA 6.13: Mapas de la sombra del Sol de intensidad relativa (columna izquierda), de significancia (columna central) y del lado de derecho, los mapas de la extrapolación del campo magnético coronal donde se indican las líneas de campo abierto con polaridad positiva en color verde y negativa en magenta, y representando al campo cerrado las líneas color blanco.

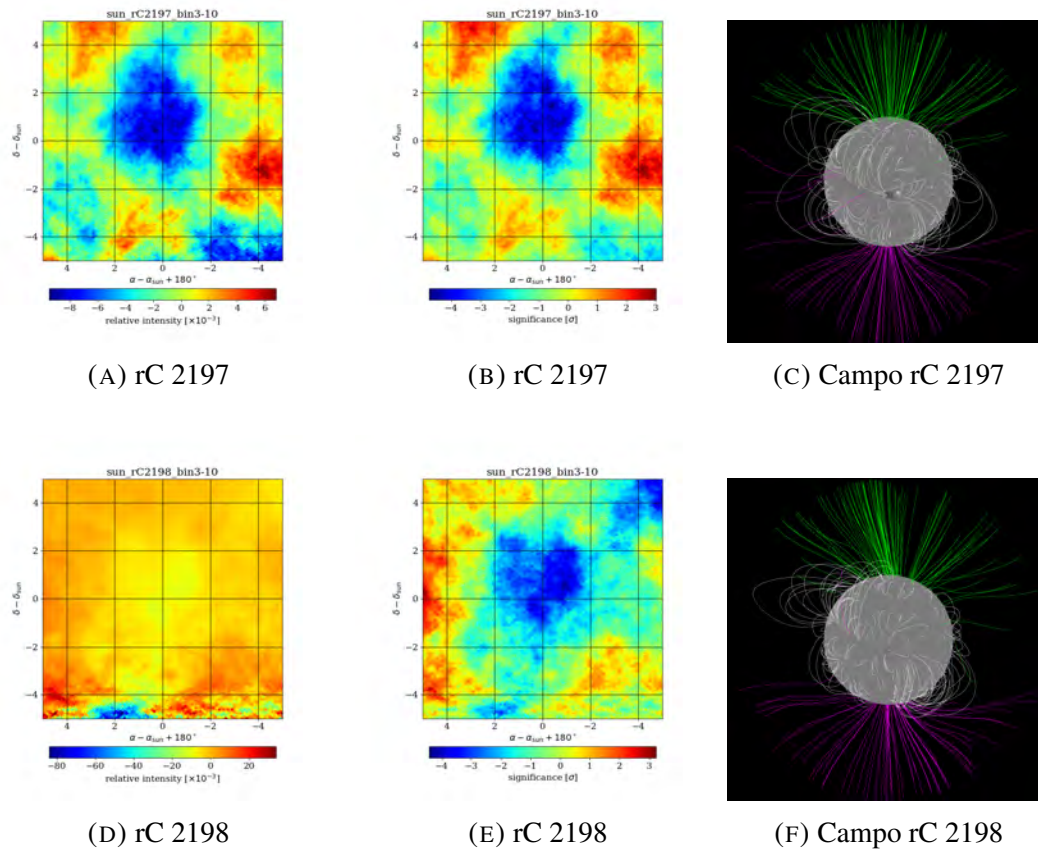


FIGURA 6.14: Mapas de la sombra del Sol de intensidad relativa (columna izquierda), de significancia (columna central) y del lado derecho, los mapas de la extrapolación del campo magnético coronal donde se indican las líneas de campo abierto con polaridad positiva en color verde y negativa en magenta, y representando al campo cerrado las líneas color blanco.



### 6.3. Mapas del campo magnético solar extrapolado

Los mapas presentados en esta sección muestran la evolución temporal de la magnitud del campo magnético en función de las rotaciones Carrington estudiadas en este trabajo, es decir, la secuencia de mapas desde enero de 2016 hasta diciembre de 2017. Se realizaron con datos de los mapas del modelo PFSS (mismos datos de los mapas de la tercer columna en las figuras de la sección anterior 6.2), pero ahora se presentan indicando la magnitud de campo a diferentes distancias respecto a la superficie solar, desde  $1R_{\odot}$  hasta  $2.5R_{\odot}$ .

Los colores de la escala de intensidad del campo magnético va del azul hacia el rojo, aumentando la magnitud del campo (dado en Gauss [G]). Mientras más intenso es el color rojo el valor del campo magnético aumenta, caso contrario si el color azul es más intenso entonces la magnitud del campo disminuye.

En la figura 6.15 tenemos el campo magnético a nivel de la superficie solar, obteniendo un rango de cientos Gauss de intensidad, variando de mayor a menor en la zona ecuatorial de los mapas, conforme se avanza en el número de rotación. A  $1.3R_{\odot}$  (Figura 6.16) el valor máximo del campo magnético oscila entre los 2 y 3 Gauss, para las primeras rotaciones Carrington, entre 2173 y 2179. En las rotaciones siguientes la magnitud del campo va disminuyendo desde 1.5 G hasta magnitudes iguales o menores de 1 G.

Para la secuencia de la figura 6.17, se tienen las mediciones del campo a  $1.5R_{\odot}$ , vemos que la magnitud disminuye progresivamente, desde  $\sim 0.8$  G en enero 2016 hasta  $\sim 0.2$  G. Desde junio (rC 2178) hacia al final del 2017 el decrecimiento va de  $\sim 0.5$  G hasta 0.1 G aproximadamente. A esta distancia de la superficie, empieza a ser más evidente el variación de campo magnético, comparando las rotaciones Carrington analizadas, como veremos en la figura 7.6 del capítulo siguiente.

La figura 6.18 muestra el conjunto de mapas de las rotaciones Carrington, donde las magnitudes del campo magnético varían desde 0.3 G hasta  $10^{-2}$  G para el periodo de finales del 2017. En la distancia límite tomada, el campo magnético es menor en comparación con distancias cerca de la superficie solar, pues en la serie de rotaciones a  $2.5R_{\odot}$  de la figura 6.19, la magnitud del campo magnético se encuentra en el intervalo de  $10^{-1}$  G a  $10^{-3}$  G.

Cuando se dice que existe un decrecimiento en la intensidad del campo magnético, se refiere particularmente a la zona de bajas latitudes o ecuatorial [ $-60^{\circ}$ ,  $+60^{\circ}$ ]. Pues en la zona de altas latitudes o polar (de  $-90^{\circ}$  a  $-60^{\circ}$  y de  $+60^{\circ}$  y  $+90^{\circ}$ ), el campo magnético tiende a aumentar para las diferentes distancias, como se verá en la gráfica 7.7.

Es notorio que el campo magnético aumenta cerca de una orden de magnitud en

la rC 2195, para las diferentes distancias solares. Correspondiente a un decrecimiento de significancia e intensidad relativa en este periodo, mostrado en la figura 7.3 del capítulo siguiente.

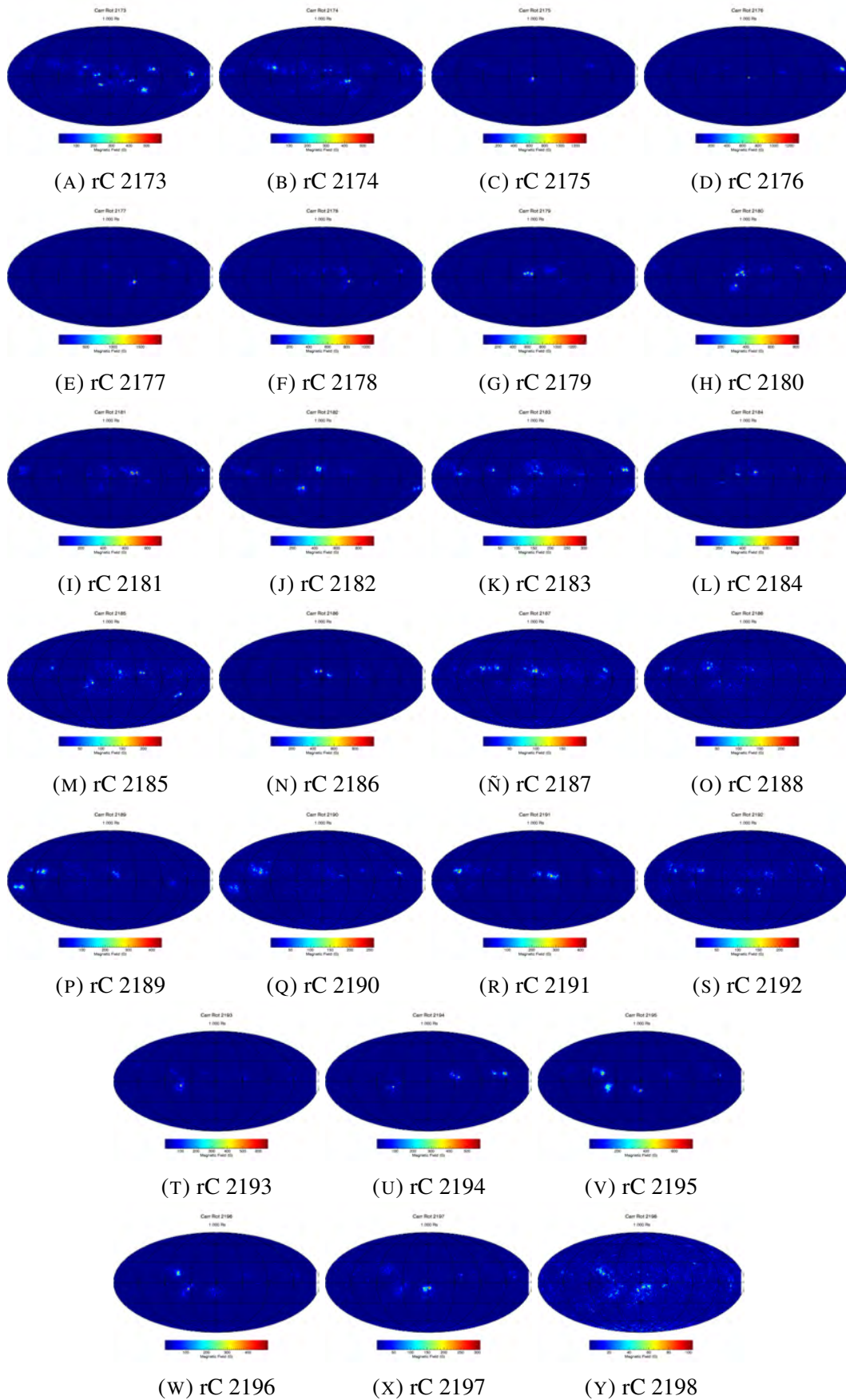


FIGURA 6.15: Mapas del campo magnético de las Rotaciones Carrington a  $1.0R_{\odot}$

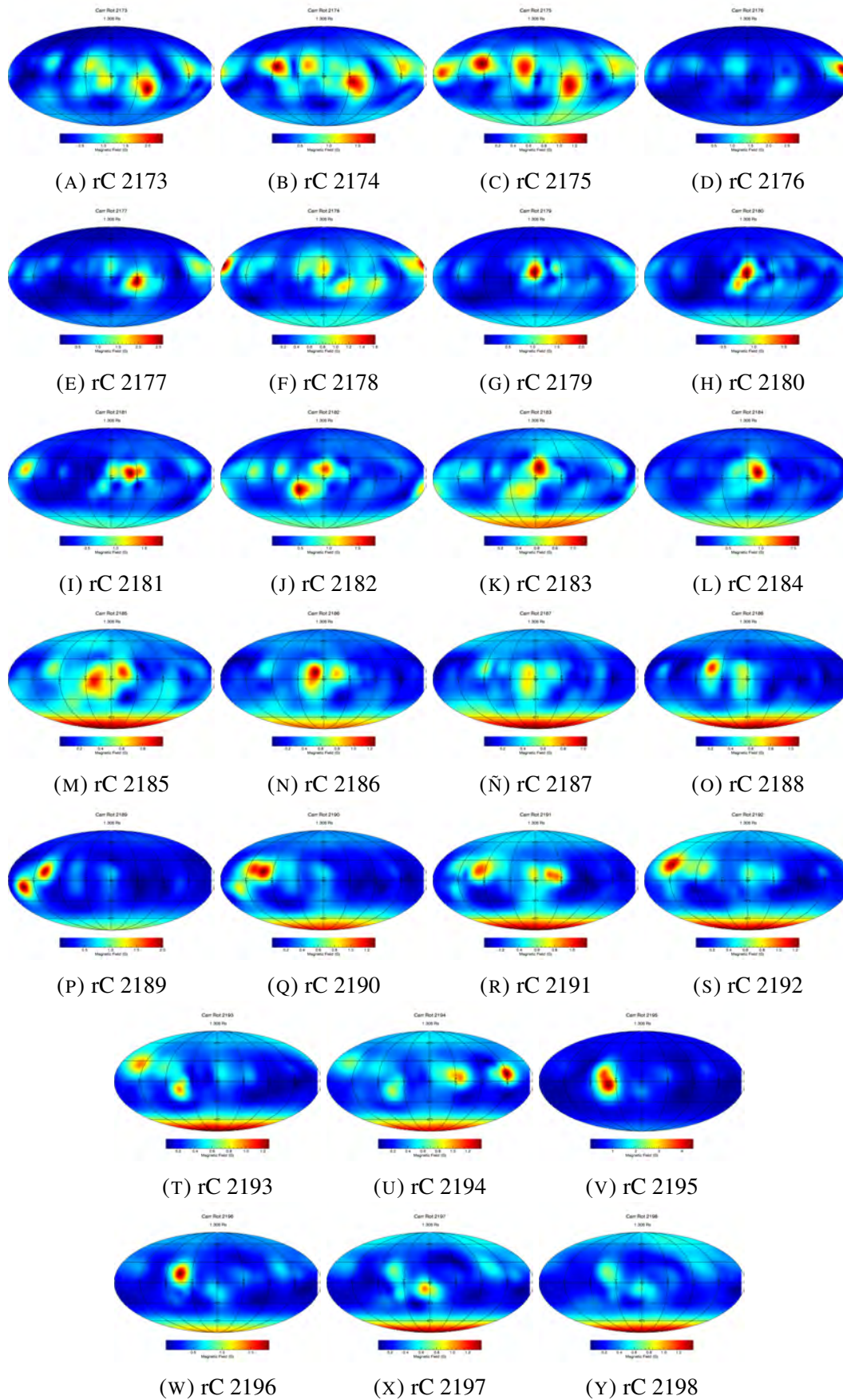


FIGURA 6.16: Mapas del campo magnético de las Rotaciones Carrington a  $1.3R_{\odot}$



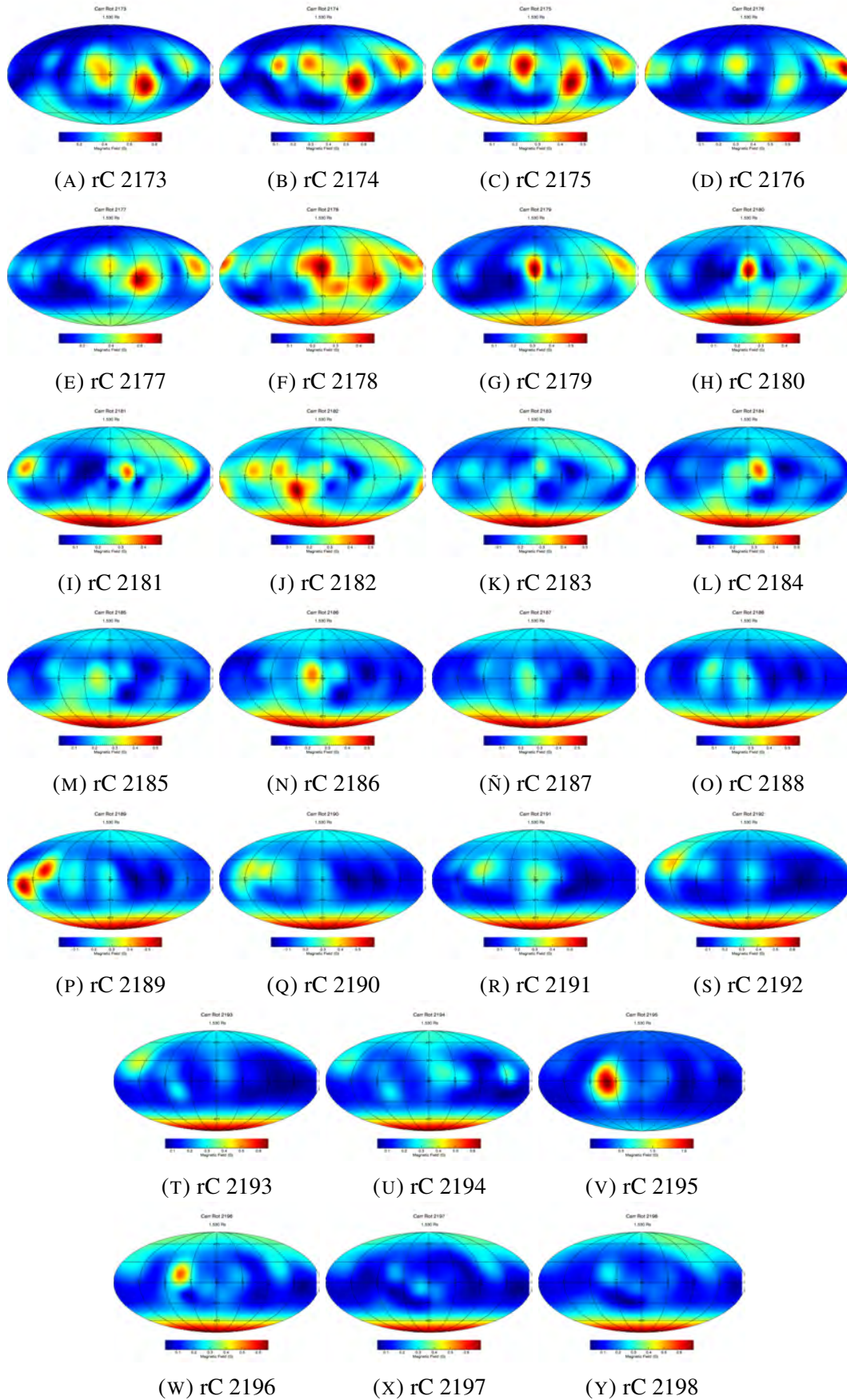


FIGURA 6.17: Mapas del campo magnético de las Rotaciones Carrington a  $1.5R_{\odot}$

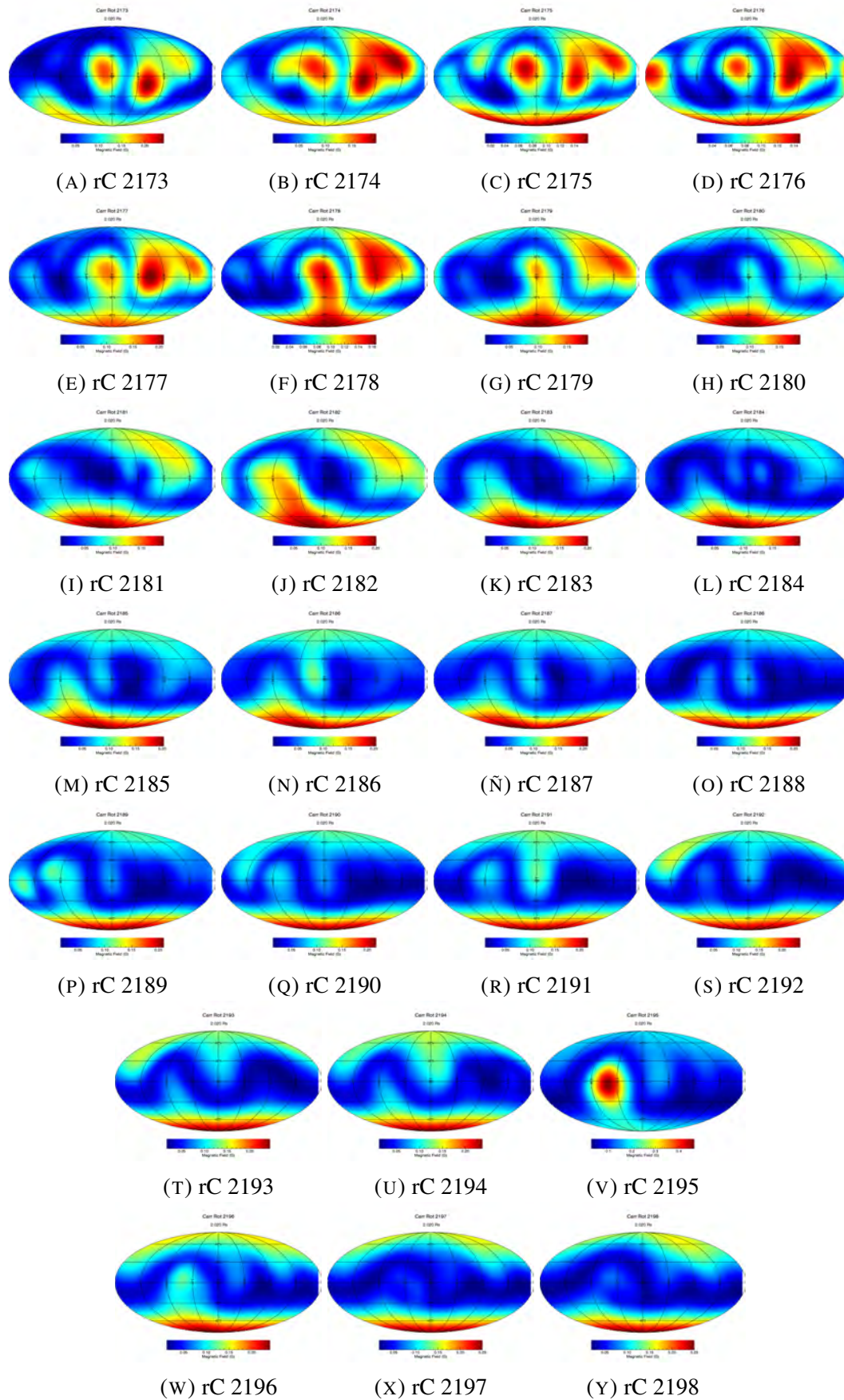


FIGURA 6.18: Mapas del campo magnético de las Rotaciones Carrington a  $2R_{\odot}$



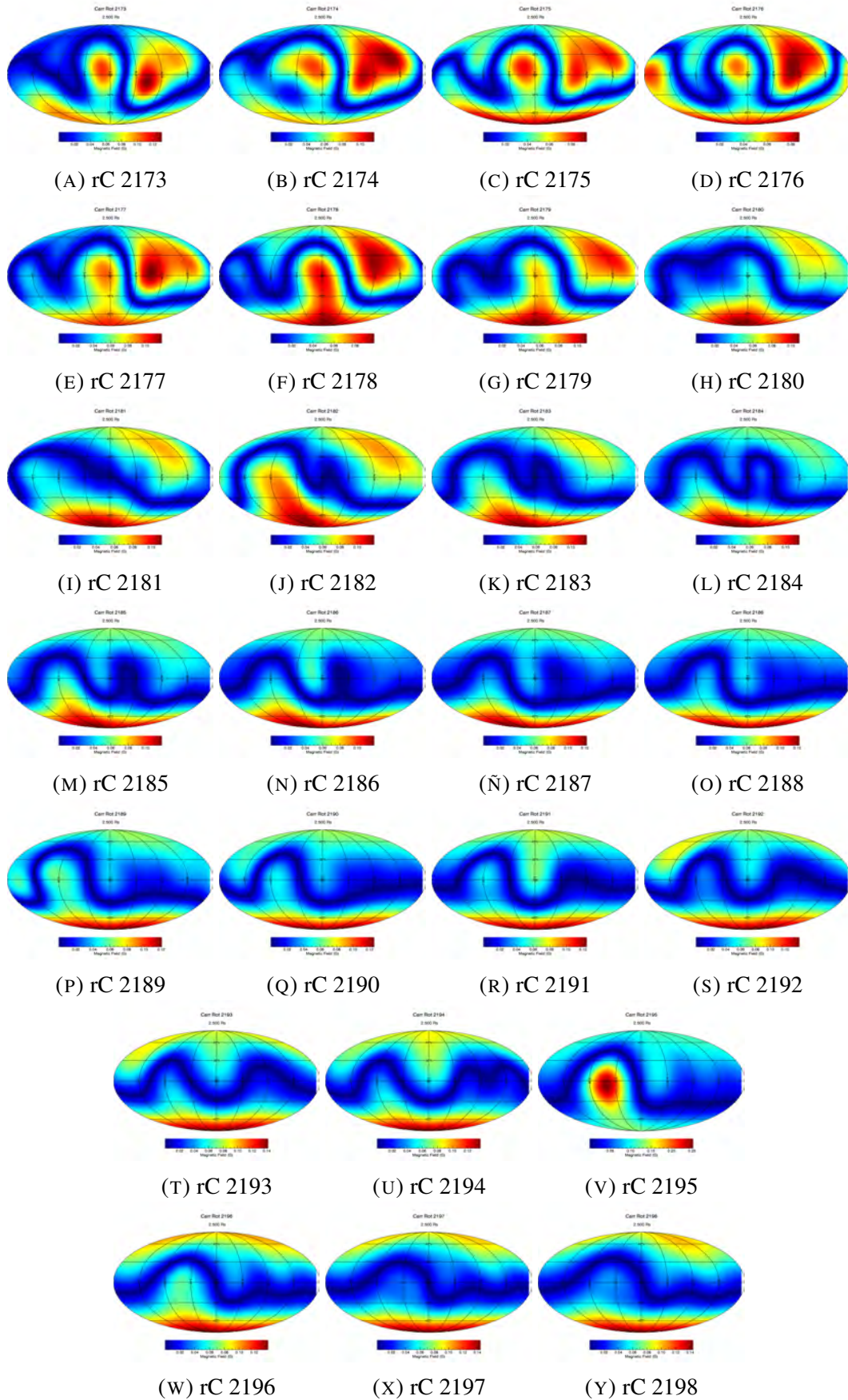


FIGURA 6.19: Mapas del campo magnético de las Rotaciones Carrington a  $2.5R_{\odot}$

## Capítulo 7

### Análisis

El análisis de los datos de HAWC con los que se realizaron los mapas de la sombra del Sol, fueron registrados en el periodo de enero del 2016 a Diciembre del 2017 (702 días). Durante este intervalo de tiempo, el número de eventos de cascadas iniciadas por RC con los que se realizaron los mapas en función de la energía, fue del orden de  $10^9$  a  $10^{10}$ , esto se muestra en el espectro de la figura 7.1. Así mismo, para los mapas de las rotaciones Carrington se registraron en promedio  $10^9$  eventos de EAS.

De la gráfica 7.1 se puede deducir que los RC con energía de 2.5 TeV (bin 2) son los que tienen mayor probabilidad de ser detectados. El flujo de RC disminuye al aumentar la energía, por lo tanto, se requiere una gran área efectiva y largos tiempos de integración para observar una sombra definida a altas energías (bines mayores al 7) similar a la obtenida en bins de energía media entre 10 y 20 TeV.

A pesar de que se tiene menor número de eventos producidos por los RC de alta energía, son suficientes como para detectarlos y observar de manera indirecta su comportamiento al atravesar el campo magnético solar. Pues de acuerdo a los mapas de la sombra del Sol a energías mayores de 30 TeV, es posible corroborar que estas partículas viajan en forma tal que su trayectoria no es afectada por el campo magnético del Sol, obteniendo una sombra bien definida de radio angular más pequeño que la sombra obtenida a energías menores.

Desafortunadamente no se tiene buena resolución para eventos con energías menores a 2 TeV y, a pesar de la gran cantidad de eventos registrados, no es suficiente para obtener un valor de significancia relevante y con ello una sombra definida a tales energías. A partir de la significancia que se obtiene en cada tránsito, es posible hacer un estimado de cuál sería el tiempo mínimo de observación para obtener una significancia de al menos  $5\sigma$  para energías de  $\sim 1.4\text{TeV}$  (bin 1). Tomando que para un periodo de observación de 700 días, la significancia es de  $3\sigma$ , obtenemos  $0.11\sigma/\text{tránsito}$ , lo que implica que para obtener un mapa de  $5\sigma$  es necesario un periodo de observación de 2000 días a esta energía.



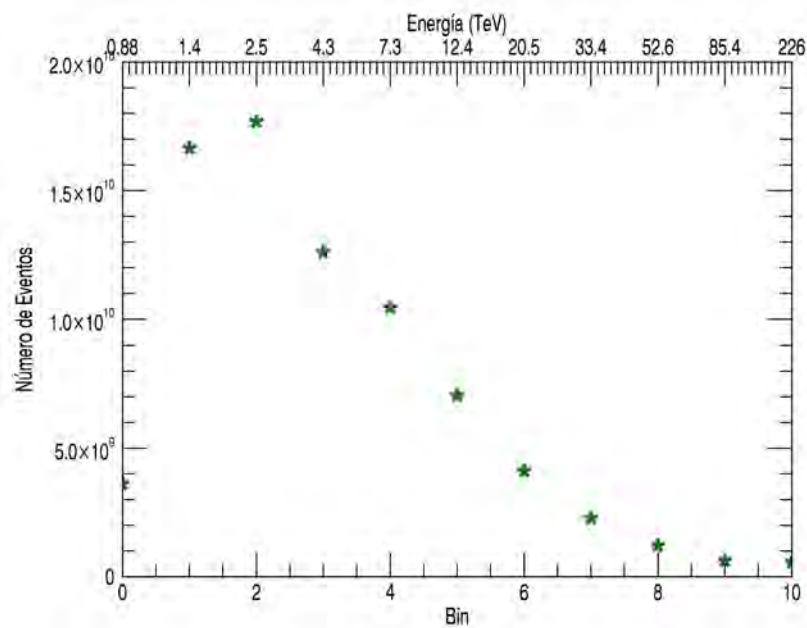
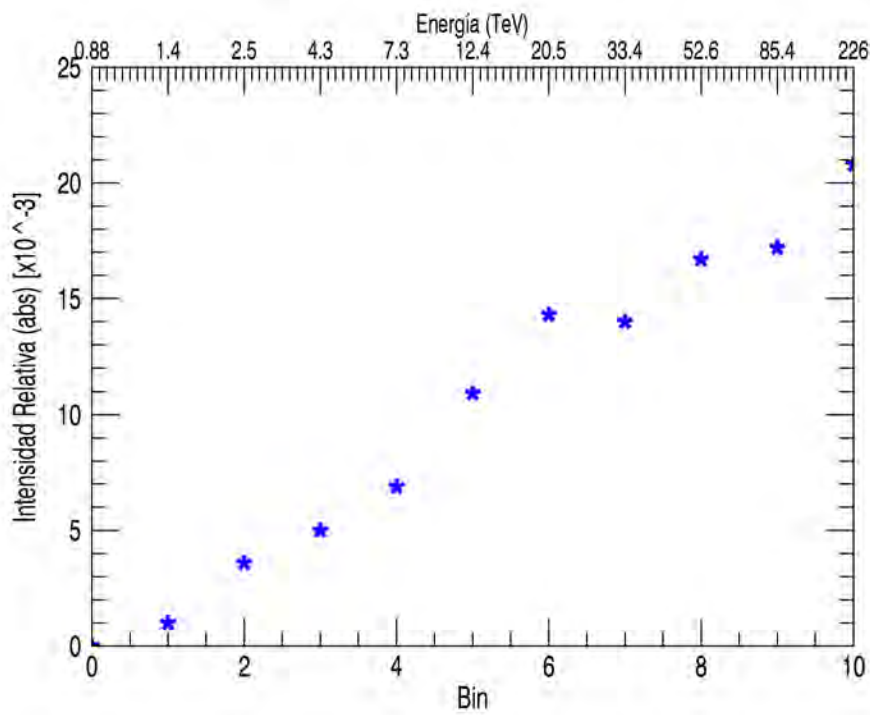


FIGURA 7.1: Gráfica donde se muestran los eventos registrados para cada bin y su energía correspondiente dada en TeV.

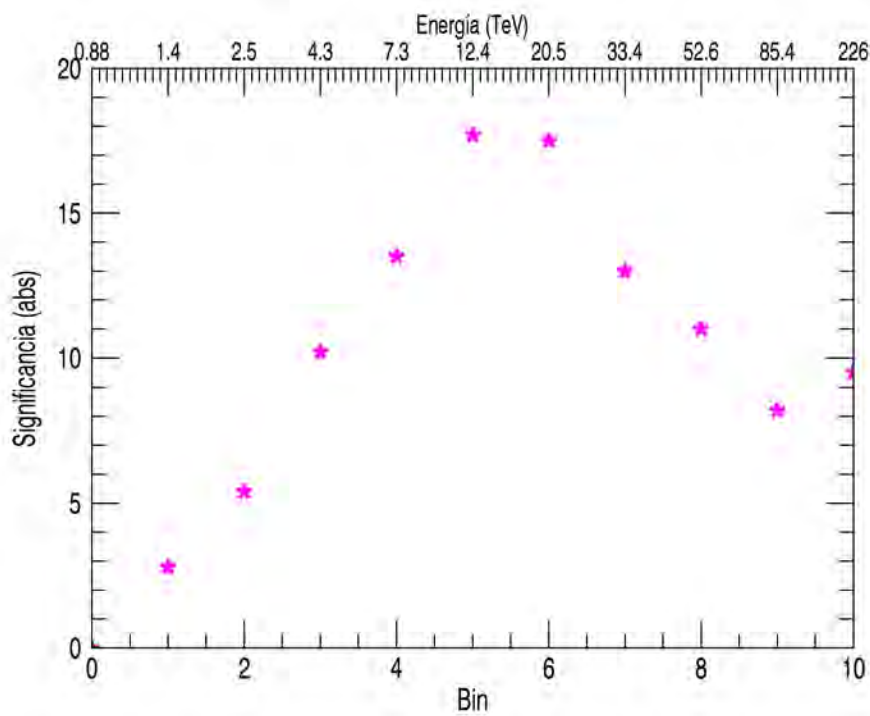
Las partículas de más baja energía de la radiación cósmica se ven más afectadas al interactuar con un campo magnético. Este fenómeno se observó en los mapas para las energías más bajas que fueron presentados en el capítulo anterior, pues la sombra es mucho más difusa en ellos. Estos resultados se muestran en la gráfica de la figura 7.2b donde se tiene que para los bins con energías menores a 2.5 TeV la significancia es de apenas  $5\sigma$ . Conforme avanzamos a energías mayores, la significancia aumenta, pero solo hasta el bin 6, a partir del cual empieza un decrecimiento para los bins de alta energía (correspondiente a energías mayores de 20 TeV). Aquí podemos ver que la significancia en función de la energía tiene un comportamiento semi-gaussiano, con un máximo en 12.4 TeV. Sin embargo, en la gráfica de intensidad relativa mostrada en la figura 7.2a, vemos que el comportamiento es creciente conforme aumenta la energía, obteniéndose el máximo déficit ( $IR = -21 \times 10^{-3}$ ) en el bin de mayor energía (bin 10).

De acuerdo a la significancia que se obtiene de los mapas de la sombra de Sol por bin, podemos decir que las energías mejor observadas por HAWC están entre los 12 y 20 TeV, es decir, para los bins 5 y 6 (ver Figura 7.2b).

El déficit tanto de intensidad relativa como de significancia para los datos por rotación Carrington se muestran en las gráficas 7.3a y 7.3b respectivamente. En el eje horizontal se tiene la variación temporal y en el eje vertical el déficit resultante de los mapas obtenidos previamente.



(A) Intensidad Relativa por bin



(B) Significancia por bin

FIGURA 7.2: Considerando el periodo total de rotaciones Carrington, del 21 de Enero 2016 al 22 de Diciembre 2017. (A) Intensidad Relativa por bin, notándose un comportamiento creciente conforme aumenta el número de bin. (B) Significancia por bin, siendo los bins 5 y 6, los de mayor déficit.

Aquí podemos notar que se tienen dos ciclos en el periodo de observación, con un primer máximo entre las rotaciones 2177-2178 correspondientes al periodo de Mayo a julio del 2016. El segundo máximo se encuentra en un periodo parecido (Mayo-Junio) del año 2017, concerniente a las rotaciones 2191 y 2192.

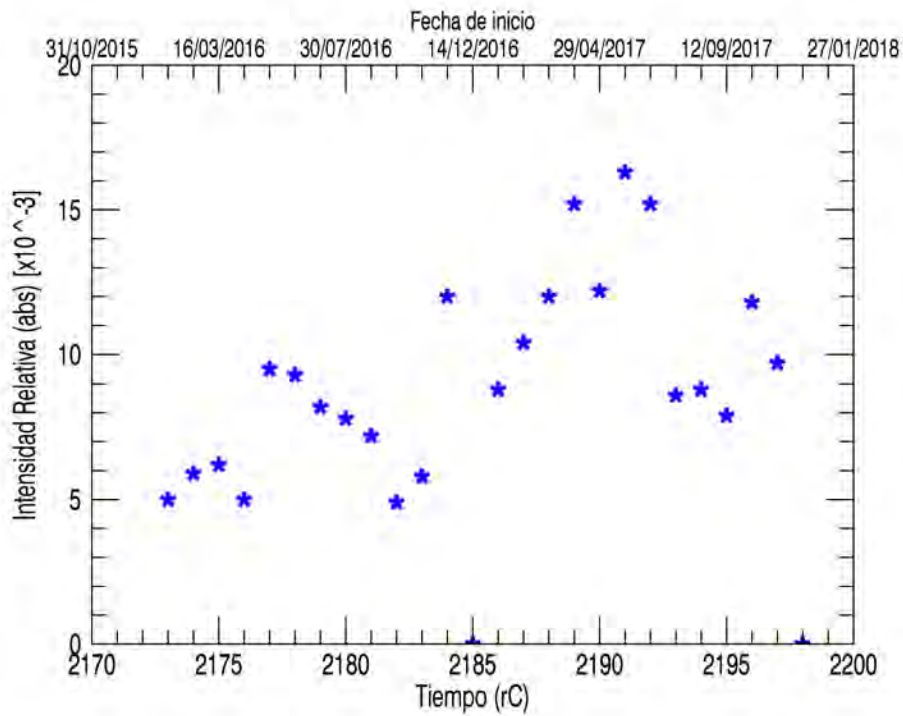
El segundo máximo es mayor que el primero (Figura 7.3, lo que tiene relación con una disminución en la intensidad del campo magnético registrado. Pues como vemos en la figura 7.6, donde se grafica la intensidad del campo magnético (en Gauss) para diferentes radios solares, y se puede apreciar un suave decrecimiento en la intensidad que se acentúa de un año al otro.

Por ejemplo, si comparamos las rotaciones 2177 y 2191 que pertenecen a un periodo similar del año (además de que presentan mejor sombra en los mapas de la sección 6.2), el campo de una respecto a la otra disminuye sin importar la distancia respecto a la superficie solar. Considerando solamente la zona ecuatorial del Sol, ya que en la zona polar las primeras rotaciones tienen campo menor que las últimas rotaciones presentadas.

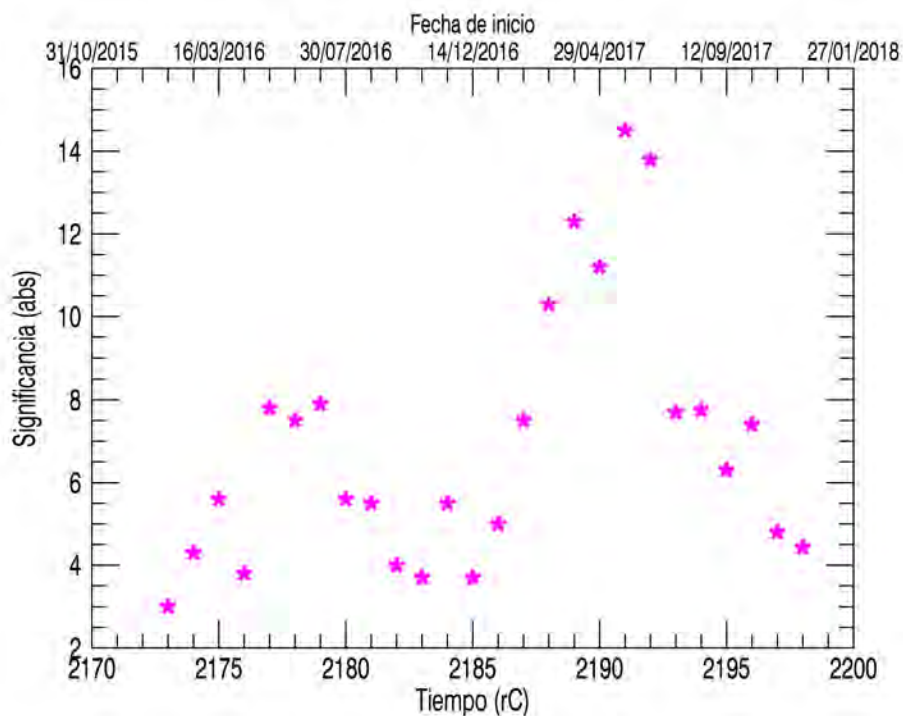
Un punto importante es que aunque para hacer lo mapas se consideren datos por rotaciones Carrington, en algunos casos no se tienen los datos completos para cada periodo. Por ejemplo, la rotación número 2176 es a partir del 12 de Abril al 9 de Mayo de 2016, completando un periodo de 27 días, pero no se tienen datos desde el 21 de Abril al 5 de Mayo, del mismo año. Por lo que sólo se tienen 13 días reales de datos aproximadamente, siendo este uno de los casos más relevantes. Esto se ve reflejado en las gráficas de significancia e intensidad relativa con una disminución del déficit. En la misma situación se tienen las rotaciones 2180, 2181 y 2190. Con estos resultados podemos establecer un límite mínimo de 15 días de datos, necesarios para obtener un mapa de la sombra del Sol adecuado con valores de déficit estadísticamente relevantes, considerando condiciones de observación aceptables. En promedio se cuenta con 24 días de datos por rotación.

La rC 2177 comprende del 10 de Mayo al 6 de Junio del 2016, obteniendo  $S = -8\sigma$  e  $IR = -9.5 \times 10^{-3}$ . La sombra es este periodo definida debido a la ubicación del Sol sobre el zenith ( $< 2^\circ$ ) tanto en significancia como en intensidad relativa teniendo el valor más alto del año 2016. En la gráfica de la figura 7.4b, también vemos que para la rC 2179 la posición del Sol esta muy cerca de los  $0^\circ$  sobre el zenith, correspondiente a su forma definida en los mapas de la sección anterior, obteniendo alta significancia como se muestra en la gráfica 7.3b.

Existe una región hacia las rotaciones 2182 y 2193 que presenta un salto brusco, de manera más evidente en el ciclo del año 2017, pero también se presenta en el ciclo del 2016 (específicamente en la gráfica de la figura 7.3a), aunque en menor medida. Esto se asocia a un pequeño aumento de la intensidad del campo magnético en estos



(A) Intensidad Relativa en función del tiempo y por Rotación Carrington



(B) Significancia en función del tiempo y por Rotación Carrington

FIGURA 7.3: Intensidad Relativa y Significancia de cada una de las Rotaciones Carrington, considerando las energías relativas a los bins del 3 al 10.

periodos, como vemos en las gráficas de la figura 7.6.

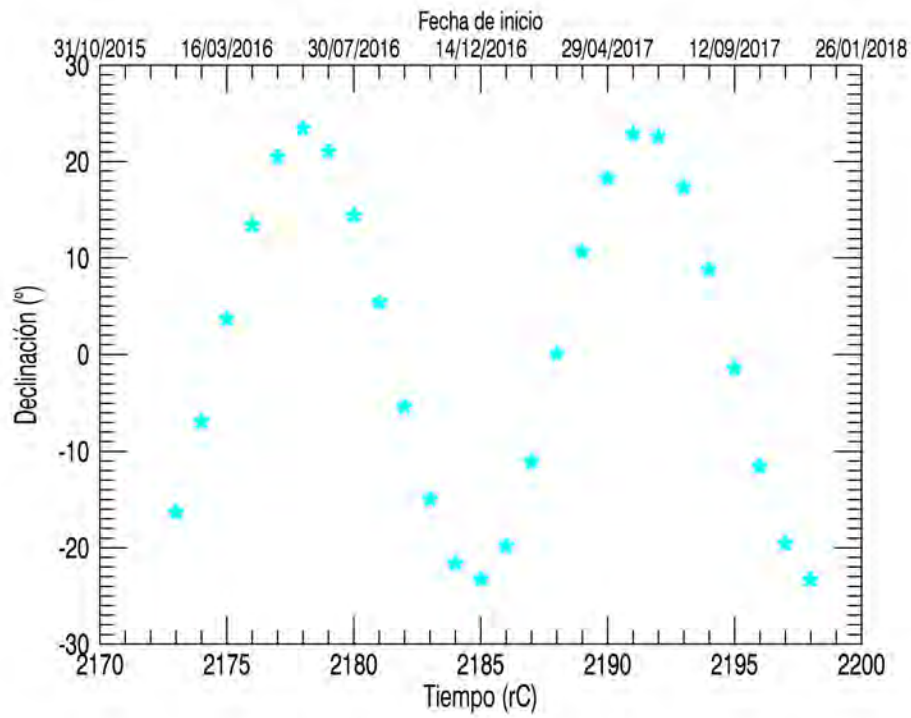
Se esperaba que la tendencia de los resultados tanto de significancia como de intensidad relativa tuviesen un comportamiento similar, y en efecto al graficar los resultados respecto al tiempo, de acuerdo a las rotaciones Carrington obtenemos este comportamiento entre ambos.

Por otro lado, con los mapas realizados en periodos de 27 días, estamos evaluando el campo magnético solar mediante la deflexión de los RC en función de la posición relativa que tenemos respecto al Sol y los movimientos terrestres (traslación y bamboleo<sup>1</sup>). Al graficar el tiempo (2016-2017) en función de la declinación se obtienen los límites dentro de los cuales HAWC es capaz de observar el Sol. Esto se muestra en la figura 7.4a y en ella podemos ver que la mayor afectación se tiene en época de invierno, que corresponde a las rotaciones 2184-2186 y 2197-2198 de nuestro análisis. La sombra que se obtiene para estas rotaciones es más difusa comparada con las obtenidas en las rotaciones correspondientes a verano, que como vemos en las gráficas del déficit, es la mejor época para observar la actividad solar. A manera de anticorrelación, tenemos la posición de observación del Sol respecto al ángulo cenital, pues como vemos en la gráfica de la figura 7.4b, desde la rotación 2176 hasta rC 2180 y de rC 2190 a rC 2193, el ángulo es igual o menor a los  $5^\circ$ . Mientras que para las rotaciones anteriormente mencionadas de la época invernal la ubicación del Sol queda en el límite del campo de visión de HAWC, lo cual causa mayor ruido, y baja estadística de la significancia y la indefinición de la sombra. Al relacionar estas gráficas con las de déficit podemos establecer límites adecuados de observación para el Sol. Sabemos que uno de los límites de observación en declinación para HAWC es de  $-26^\circ$ , sin embargo para el Sol se tiene que el límite inferior de observación es a  $\delta = -20^\circ$ . Para una buena detección de RC en la dirección del Sol, el ángulo cenital máximo es de  $\sim 20^\circ$ . De aquí también podemos ver, con las rC 2185 y rC 2198 correspondientes a periodos del mes de Diciembre (las de menor declinación), que es más notorio este efecto en la intensidad relativa.

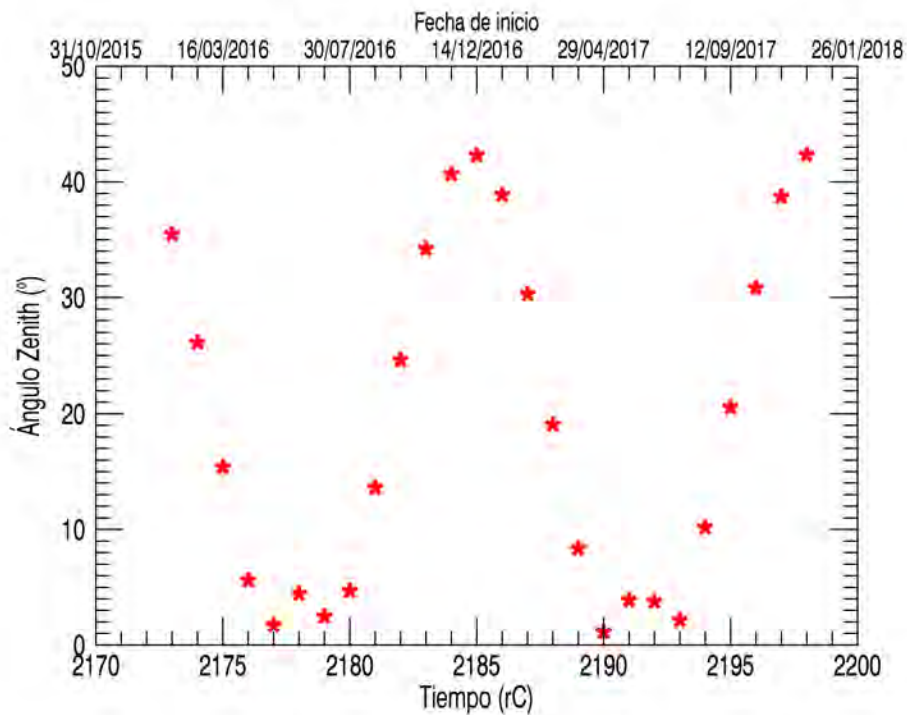
En la figura 7.5 se muestra el radio de giro de las partículas calculado a partir de su energía (en TeV) y la intensidad del campo magnético (en Gauss). Como vemos en esta gráfica, el radio de giro de las partículas con energías menores a los 4 TeV es más pequeño que para energías mayores, entonces la desviación de las partículas con energías más pequeñas será mayor y tal vez ni siquiera las estemos detectando, teniendo como consecuencia mapas sin registro de una sombra definida en la dirección del Sol.

---

<sup>1</sup>EL bamboleo de Chandler, es una pequeña variación en el eje de la Tierra, en que los polos se mueven de manera oscilatoria. Su periodo de rotación es de 26,000 años.



(A) Declinación



(B) Zenith

FIGURA 7.4: Posición del Sol en (A) declinación y (B) en el zenith, en función del tiempo en periodos de las rotaciones Carrington utilizadas.



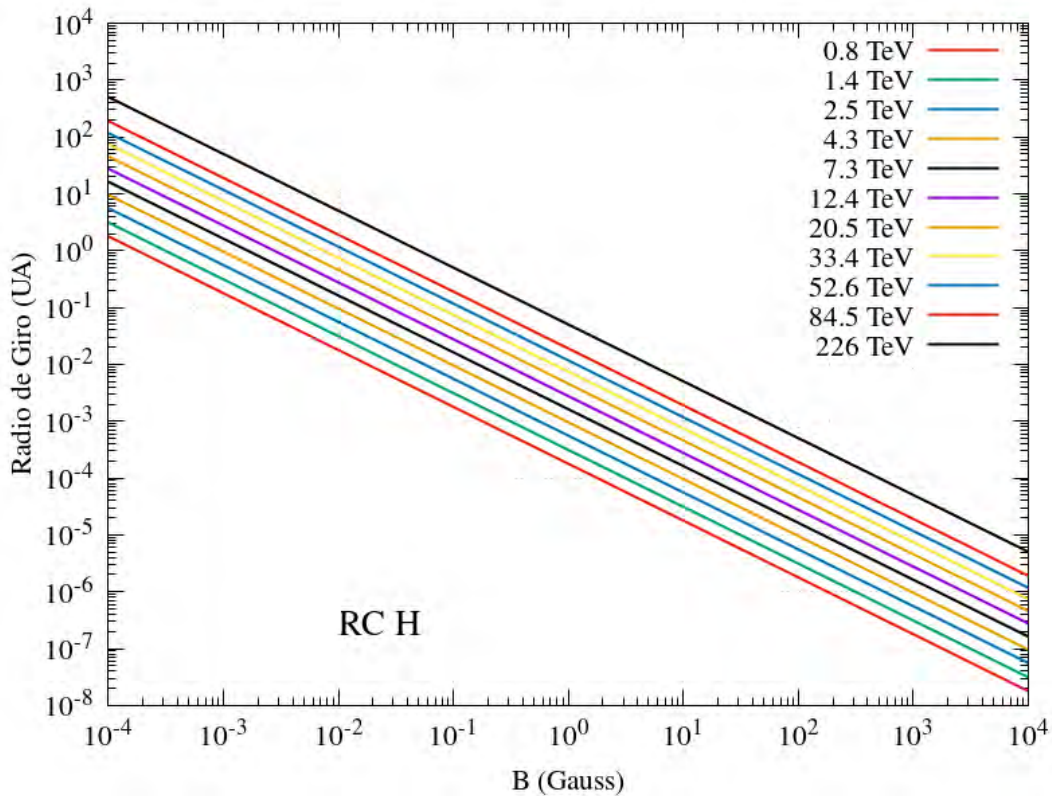


FIGURA 7.5: Gráfica donde se muestra el radio de giro de partículas (protones) a las diferentes energías utilizadas.

Respecto a las gráficas de la figura 7.6, se tiene el campo magnético en función del tiempo a diferentes distancias en el intervalo de  $1R_{\odot}$  a  $2.5R_{\odot}$ , donde se manejan intensidades de campo magnético entre  $10^2$  y  $10^{-3}$  Gauss. Con ayuda de las gráficas en las figuras 7.5 y 7.6, vemos que para que un RC tenga desviaciones de 1 UA la energía mínima que debe tener es de 4.3 TeV en el límite inferior de la atmósfera solar ( $1R_{\odot}$ ) donde se ha calculado la intensidad del campo. Y es esta la energía a partir de la que se considera para hacer los mapas de las rotaciones Carrington pues es el número de bin en el que se obtiene una forma más simétrica y definida de la sombra del Sol.

A  $1.3R_{\odot}$  el campo magnético mínimo es de 0.1 G. Después a  $1.5R_{\odot}$  observamos campos de hasta 0.02 G. Luego, a partir de distancias de  $2R_{\odot}$  es donde se obtiene un radio de giro de 1 UA, pero sólo para partículas con energías de  $\sim 52$  TeV. En general, a esta distancia, la magnitud del campo magnético es entre  $10^{-2}$  y  $10^{-3}$  gauss (en la región ecuatorial del Sol), así que para altas energías (desde el bin 6) ya se tiene un radio de giro mayor a la unidad astronómica. Por ejemplo, para un RC de 84.5 TeV de energía que atraviese un campo magnético de  $10^{-3}$  G, su radio de giro sería  $\sim 30$  UA.

Para RC con energías de 4.3 TeV hasta 226 TeV, que pasan a distancias entre 2 y  $2.5R_{\odot}$ , el radio de giro calculado es desde 1 UA hasta decenas de UA. Haciendo referencia los mapas de RC, las energías a las cuales el radio de giro es mayor a 1 UA, coincide con los mapas de energía donde se obtiene la sombra del Sol más definida y concéntrica. Con lo que podemos decir que la trayectoria de esas partículas es más directa hacia la Tierra, y comprobar la relación entre la desviación de los RC al atravesar un campo magnético, este caso el de la corona solar hasta  $2.5R_{\odot}$ .

Aunque pueden parecer no muy grandes los cambios en las magnitudes del campo coronal, si hay un comportamiento decreciente respecto al tiempo como se puede apreciar de manera más evidente en la gráfica de la figura 7.7. En esta gráfica se presenta la mediana del campo magnético desde la superficie solar hasta  $2.5 R_{\odot}$ , para los siguientes casos: todas las latitudes en cuadros azules, latitudes ecuatoriales círculos verdes y altas latitudes en triángulos rojos. Siendo considerada la zona ecuatorial, la intensidad máxima del campo magnético es de 13 G para la rC 2173 y la mínima es de  $\sim 8$  G en la rC 2186; lo que representa una disminución del 40% aproximadamente.

Además hay que considerar que para ver cambios muy destacados del campo, se tiene que observar todo un ciclo magnético del Sol, que es de 22 años (ver Figura 2.9) y aquí solo se están analizando 2 años.



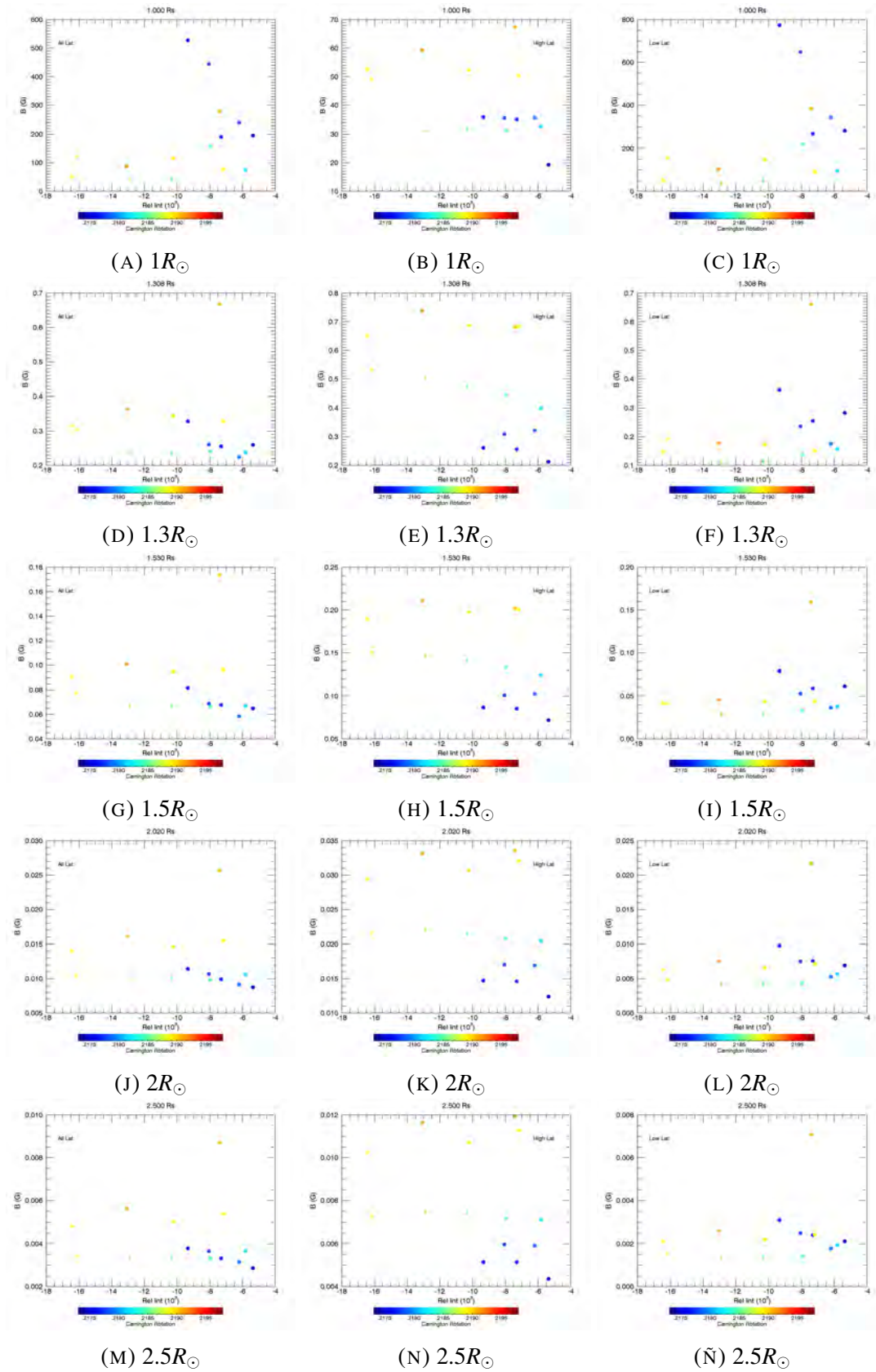


FIGURA 7.6: Gráficas del campo magnético de las Rotaciones Carrington a diferentes  $R_{\odot}$  y latitudes; en la primer columna se consideran todas las latitudes, en la segunda altas latitudes y las bajas latitudes en la tercer columna.

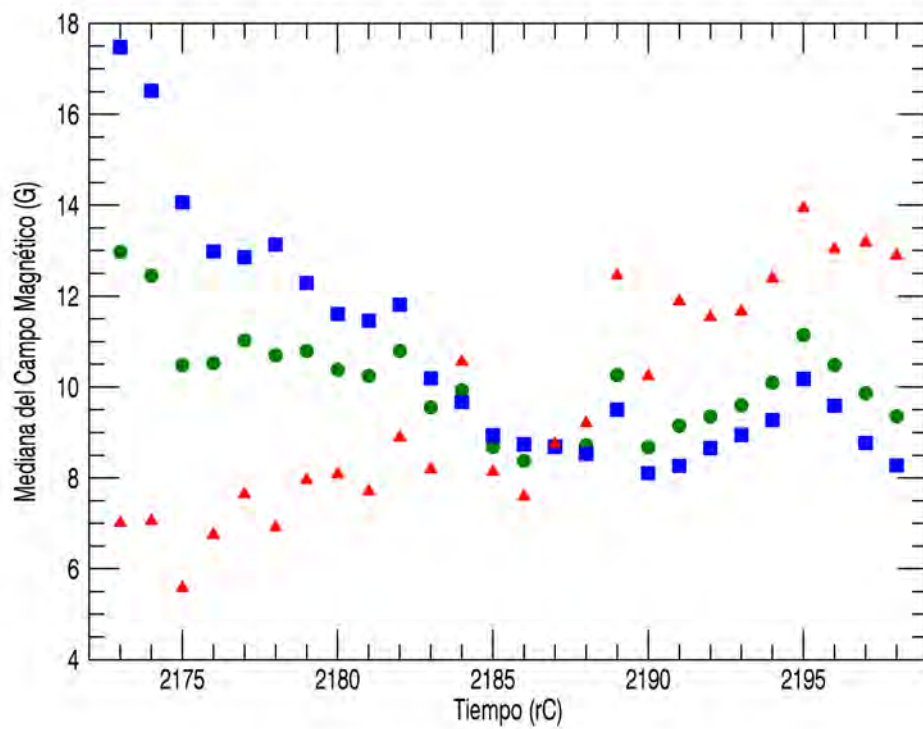


FIGURA 7.7: Campo magnético considerando la mediana de la magnitud a partir de  $1 R_{\odot}$  a  $2.5 R_{\odot}$ , para cada una de las rotaciones Carrington. En color verde (círculo) se tienen los datos en todas las latitudes, en cuadrados azules los datos de la zona ecuatorial y con triángulos color rojo se representan los datos de la magnitud en los polos.



## Capítulo 8

# Conclusiones

Se construyeron mapas de significancia e intensidad relativa del déficit de los RCG que se produce cuando el flujo de estos rayos es atrapado o desviado por el Sol y su campo magnético. Esto nos permitió realizar un análisis preliminar de la relación entre la dispersión de la sombra solar a diferentes energías y el campo magnético coronal, y su evolución temporal a lo largo de las 26 rotaciones Carrington presentadas.

Para construir mapas de la sombra del Sol se requiere una gran cantidad de eventos y por lo tanto a altas energías es necesario integrar durante mucho tiempo. Desafortunadamente, la calibración de HAWC a bajas energías no está terminada y por lo tanto actualmente no nos permite conocer la morfología y evolución del campo magnético de la corona del Sol en periodos de tiempo menor al de las rotaciones Carrington.

En general, la sombra del Sol en los mapas obtenidos tiene un radio angular menor a  $2^\circ$ , con déficits menores a  $-5\sigma$ . Para energías menores a 2.5 TeV no se obtiene una sombra definida, mientras que para RC con energías que van desde 4.3 TeV hasta los cientos de TeV, que es el intervalo de energías utilizado en esta Tesis, la sombra obtenida alcanza  $\sim 1.7^\circ$  de radio angular. Además de estar muy bien definida, la sombra del Sol se encuentra centrada con desviaciones entre  $0.5^\circ$  y  $1^\circ$ . Lo anterior nos permite concluir que los resultados obtenidos son buenos.

También podemos concluir que para mejorar el estudio de la sombra del Sol se deben considerar los eventos provenientes de ángulos zenitales menores a  $20^\circ$ .

Por otro lado, se obtuvieron mapas sinópticos con líneas de campo magnético y su extrapolación coronal. Encontrando indicios de una correlación entre la morfología de la sombra a diferentes energías, y la distribución del campo magnético en la corona solar.

Existe variación en la intensidad del campo magnético conforme pasa el tiempo en términos del ciclo solar. De esta forma, considerando las rotaciones Carrington que van desde enero 2016 hasta diciembre 2017, encontramos una máxima disminución del campo magnético a bajas latitudes es del 40%.

Cualitativamente se ve que existe una dependencia entre la intensidad y morfología de la sombra del Sol con la intensidad del campo magnético coronal. Para cuantificar esta relación necesitamos observaciones de HAWC por periodos más largos comparables con el ciclo solar y/o mejorar la calibración de las observaciones a bajas energías.

En general, en este trabajo mostramos que es posible explorar el campo magnético coronal mediante la morfología de la sombra que produce el Sol en el flujo de RCG y sentamos las bases para desarrollar un análisis más detallado en un futuro cercano.

## Bibliografía

- [1] A. A. Abdo et al. «A Measurement of the Spatial Distribution of Diffuse TeV Gamma-Ray Emission from the Galactic Plane with Milagro». En: *The Astrophysical Journal* 688, 1078-1083 (dic. de 2008), págs. 1078-1083. DOI: [10.1086/592213](https://doi.org/10.1086/592213). arXiv: [0805.0417](https://arxiv.org/abs/0805.0417).
- [2] A. A. Abdo et al. «Discovery of Localized Regions of Excess 10-TeV Cosmic Rays». En: *Physical Review Letters* 101.22, 221101 (nov. de 2008), pág. 221101. DOI: [10.1103/PhysRevLett.101.221101](https://doi.org/10.1103/PhysRevLett.101.221101). arXiv: [0801.3827](https://arxiv.org/abs/0801.3827).
- [3] A. U. Abeysekara et al. «Extended gamma-ray sources around pulsars constrain the origin of the positron flux at Earth». En: *Science* 358 (nov. de 2017), págs. 911-914. DOI: [10.1126/science.aan4880](https://doi.org/10.1126/science.aan4880). arXiv: [1711.06223](https://arxiv.org/abs/1711.06223) [astro-ph.HE].
- [4] A. U. Abeysekara et al. «Observation of the Crab Nebula with the HAWC Gamma-Ray Observatory». En: *The Astrophysical Journal* 843, 39 (jul. de 2017), pág. 39. DOI: [10.3847/1538-4357/aa7555](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa7555). arXiv: [1701.01778](https://arxiv.org/abs/1701.01778) [astro-ph.HE].
- [5] A. U. Abeysekara et al. «On the sensitivity of the HAWC observatory to gamma-ray bursts». En: *Astroparticle Physics* 35 (2012), págs. 641-650. DOI: [10.1016/j.astropartphys.2012.02.001](https://doi.org/10.1016/j.astropartphys.2012.02.001). arXiv: [1108.6034](https://arxiv.org/abs/1108.6034) [astro-ph.HE].
- [6] A. U. Abeysekara et al. «The 2HWC HAWC Observatory Gamma-Ray Catalog». En: *The Astrophysical Journal* 843, 40 (jul. de 2017), pág. 40. DOI: [10.3847/1538-4357/aa7556](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa7556). arXiv: [1702.02992](https://arxiv.org/abs/1702.02992) [astro-ph.HE].
- [7] A. U. Abeysekara et al. «VAMOS: A pathfinder for the HAWC gamma-ray observatory». En: *Astroparticle Physics* 62 (mar. de 2015), págs. 125-133. DOI: [10.1016/j.astropartphys.2014.08.004](https://doi.org/10.1016/j.astropartphys.2014.08.004). arXiv: [1408.3477](https://arxiv.org/abs/1408.3477) [astro-ph.IM].
- [8] R. Alfaro et al. «Search for Very-high-energy Emission from Gamma-Ray Bursts Using the First 18 Months of Data from the HAWC Gamma-Ray Observatory». En: *The Astrophysical Journal* 843, 88 (jul. de 2017), pág. 88. DOI: [10.3847/1538-4357/aa756f](https://doi.org/10.3847/1538-4357/aa756f). arXiv: [1705.01551](https://arxiv.org/abs/1705.01551) [astro-ph.HE].
- [9] H. Alfvén. *Cosmical electrodynamics*. 1950.

- [10] M. D. Altschuler y G. Newkirk. «Magnetic Fields and the Structure of the Solar Corona. I: Methods of Calculating Coronal Fields.» En: *Solar Physics* 9 (1969), págs. 131-149. DOI: [10.1007/BF00145734](https://doi.org/10.1007/BF00145734).
- [11] M. Amenomori. «Observation of the Sun's Shadow by High Energy Cosmic Rays in a Quiet Phase of Solar Activity». En: *International Cosmic Ray Conference* 7 (1999), pág. 206.
- [12] M. Amenomori y Tibet AS- $\gamma$  Collaboration. «Performance of the Tibet air shower array for search for gamma-ray point sources.» En: *International Cosmic Ray Conference* 2 (ago. de 1991), págs. 704-707.
- [13] M. Amenomori et al. «A Study of the Shadowing of Galactic Cosmic Rays by the Sun in a Quiet Phase of Solar Activity with the Tibet Air Shower Array». En: *The Astrophysical Journal* 541 (oct. de 2000), págs. 1051-1058. DOI: [10.1086/309479](https://doi.org/10.1086/309479). eprint: [astro-ph/0008159](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0008159).
- [14] M. Amenomori et al. «Cosmic-ray deficit from the directions of the Moon and the Sun detected with the Tibet air-shower array». En: *Physical Review D (Particles and Fields)* 47 (abr. de 1993), págs. 2675-2681. DOI: [10.1103/PhysRevD.47.2675](https://doi.org/10.1103/PhysRevD.47.2675).
- [15] M. Amenomori et al. «Direct Evidence of the Interplanetary Magnetic Field Effect on the Cosmic-Ray Shadow by the Sun». En: *The Astrophysical Journal* 415 (oct. de 1993), pág. L147. DOI: [10.1086/187054](https://doi.org/10.1086/187054).
- [16] M. Amenomori et al. «Shadowing of Cosmic Rays by the Sun Through the Interplanetary Magnetic Field». En: *International Cosmic Ray Conference* 4 (1993), pág. 215.
- [17] M. Amenomori et al. «Variation of Sun shadow in the Solar Cycle 23 observed with the Tibet air shower array». En: *Advances in Space Research* 38 (ene. de 2006), págs. 936-941. DOI: [10.1016/j.asr.2006.04.023](https://doi.org/10.1016/j.asr.2006.04.023).
- [18] J. Angelo. *Nuclear Technology*. 2004.
- [19] T. Antoni et al. «The cosmic-ray experiment KASCADE». En: *Nuclear Instruments & Methods in Physics Research, Section A: Accelerators, Spectrometers, Detectors, and Associated Equipment* 513.3 (2003), págs. 490-510. DOI: [10.1016/S0168-9002\(03\)02076-X](https://doi.org/10.1016/S0168-9002(03)02076-X).
- [20] R. Atkins et al. «Observation of TeV Gamma Rays from the Crab Nebula with Milagro Using a New Background Rejection Technique». En: *The Astrophysical Journal* 595 (oct. de 2003), págs. 803-811. DOI: [10.1086/377498](https://doi.org/10.1086/377498). eprint: [astro-ph/0305308](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0305308).



- [21] H. D. Babcock. «The Sun's Polar Magnetic Field.» En: *The Astrophysical Journal* 130 (sep. de 1959), pág. 364. DOI: [10.1086/146726](https://doi.org/10.1086/146726).
- [22] H. D. Babcock y W. C. Livingston. «Changes in the Sun's Polar Magnetic Field.» En: *Science* 127 (mayo de 1958), pág. 1058.
- [23] A. Balogh et al. «The Heliospheric Magnetic Field Over the South Polar Region of the Sun.» En: *Science* 268 (mayo de 1995), págs. 1007-1010. DOI: [10.1126/science.268.5213.1007](https://doi.org/10.1126/science.268.5213.1007).
- [24] B. Bartoli et al. «EAS age determination from the study of the lateral distribution of charged particles near the shower axis with the ARGO-YBJ experiment.» En: *Astroparticle Physics* 93 (jul. de 2017), págs. 46-55. DOI: [10.1016/j.astropartphys.2017.06.003](https://doi.org/10.1016/j.astropartphys.2017.06.003). arXiv: [1707.01412](https://arxiv.org/abs/1707.01412) [astro-ph.HE].
- [25] B. Baughman et al. *HAWC-111 Crab Analysis: Results and Systematics Discussion*. Inf. téc. University of Zurich, Department of Informatics, ene. de 2015.
- [26] L. F. Burlaga et al. «Magnetic fields at the solar wind termination shock.» En: *Nature* 454 (jul. de 2008), págs. 75-77. DOI: [10.1038/nature07029](https://doi.org/10.1038/nature07029).
- [27] H. Çakmak. «Computer-aided measurement of the heliographic coordinates of sunspot groups.» En: *Experimental Astronomy* 38 (nov. de 2014), págs. 77-89. DOI: [10.1007/s10686-014-9410-5](https://doi.org/10.1007/s10686-014-9410-5). arXiv: [1407.1626](https://arxiv.org/abs/1407.1626) [astro-ph.SR].
- [28] P. Carlson y A. de Angelis. «Nationalism and internationalism in science: the case of the discovery of cosmic rays.» En: *European Physical Journal H* 35 (abr. de 2011). DOI: [10.1140/epjh/e2011-10033-6](https://doi.org/10.1140/epjh/e2011-10033-6).
- [29] R. C. Carrington. «Notice of Publications, Mr. Carrington's Circumpolar Catalogue of 3735 Stars.» En: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 18 (nov. de 1857), pág. 23. DOI: [10.1093/mnras/18.1.23](https://doi.org/10.1093/mnras/18.1.23).
- [30] S.L. Freeland DeRosa M.L. y C.J. Schrijver. *Magnetic Field Line Rendering Package for SolarSoft*. URL: [www.lmsal.com/~derosa/pfsspack/](http://www.lmsal.com/~derosa/pfsspack/).
- [31] O. Enríquez-Rivera et al. «The Galactic cosmic-ray Sun shadow observed by HAWC.» En: *ArXiv e-prints* (ago. de 2015). arXiv: [1508.07351](https://arxiv.org/abs/1508.07351) [astro-ph.SR].
- [32] D. Fiorino et al. *HAWC Observatory Map Making Reference*. Technical Report. University of Wisconsin–Madison, USA, 2016. URL: <http://private.hawc.observatory.org/hawc.umd.edu/internal/doc.php?id=2128>.
- [33] N. Fraija y A. Marinelli. «Neutrino, gamma-ray, and Cosmic-ray fluxes from the core of the closest Radio galaxies.» En: *The Astrophysical Journal* 830.2 (2016).

- [34] N. Fraija et al. «Study of the PeV Neutrino,  $\gamma$ -rays and UHECRs around The Lobes of Centaurus A». En: *ArXiv e-prints* (2017). URL: <http://adsabs.harvard.edu/abs/2017arXiv170905766F>.
- [35] K. M. Górski et al. «HEALPix: A Framework for High-Resolution Discretization and Fast Analysis of Data Distributed on the Sphere». En: *The Astrophysical Journal* 622 (abr. de 2005), págs. 759-771. DOI: [10.1086/427976](https://doi.org/10.1086/427976). eprint: [astro-ph/0409513](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0409513).
- [36] G. E. Hale. «On the Probable Existence of a Magnetic Field in Sun-Spots». En: *The Astrophysical Journal* 28 (nov. de 1908), pág. 315. DOI: [10.1086/141602](https://doi.org/10.1086/141602).
- [37] Z. Hampel-Arias. *Sun's shadow maps*. Web page. 2017. URL: [hawclava.umd.edu/zhampel/hawc/website/MAPS/sunshadow.php](http://hawclava.umd.edu/zhampel/hawc/website/MAPS/sunshadow.php).
- [38] Zigmund Hampel-Arias. «Cosmic Rays Observations at the TeV Scale with the HAWC Observatoty». Tesis doct. University of Wisconsin - Madison, 2017.
- [39] A. Haungs et al. «KCDC - The KASCADE Cosmic-ray Data Centre». En: *The Astrophysical Journal* 632 (2015). DOI: [10.1088/1742-6596/632/1/012011](https://doi.org/10.1088/1742-6596/632/1/012011). URL: <http://adsabs.harvard.edu/abs/2015JPhCS.632a2011H>.
- [40] He Huihai. «LHAASO Project: detector design and prototype». En: *International Cosmic Ray Conference* 7 (2009), pág. 206.
- [41] T. B. Humensky y the VERITAS Collaboration. «VERITAS Observations of Supernova Remnants and Pulsar Wind Nebulae in the Fermi Era». En: *ArXiv e-prints* (dic. de 2009). arXiv: [0912.4304](https://arxiv.org/abs/0912.4304) [[astro-ph](https://arxiv.org/abs/astro-ph).GA].
- [42] Michael L'Annunziata. *Handbook of Radioactivity Analysis*. 3rd. Academic Press, 2012. ISBN: 9780123848741.
- [43] H. C. Li et al. «Study on single-channel signals of water Cherenkov detector array for the LHAASO project». En: *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A* 854 (mayo de 2017), págs. 107-112. DOI: [10.1016/j.nima.2017.02.055](https://doi.org/10.1016/j.nima.2017.02.055). arXiv: [1702.02783](https://arxiv.org/abs/1702.02783) [[physics.ins-det](https://arxiv.org/abs/physics.ins-det)].
- [44] T.-P. Li e Y. Q. Ma. «Analysis methods for results in gamma-ray astronomy». En: *The Astrophysical Journal* 272 (1983), págs. 317-324. DOI: [10.1086/161295](https://doi.org/10.1086/161295).
- [45] M. S. Longair. *High Energy Astrophysics*. 2nd. Cambridge University, 1992.
- [46] A. J. Meadows. *Early solar physics*. 1970.
- [47] H. Moraal. «Cosmic-Ray Modulation Equations». En: *Space S* (2013), págs. 299-319. DOI: [10.1007/s11214-011-9819-3](https://doi.org/10.1007/s11214-011-9819-3).

- [48] K. Nakamura y et al (Particle Data Group). *Review 24, Cosmic Rays*. Vol. 37. 2010.
- [49] E. N. Parker. «Dynamical Theory of the Solar Wind». En: *Space Science Reviews* 4 (sep. de 1965), págs. 666-708. DOI: [10.1007/BF00216273](https://doi.org/10.1007/BF00216273).
- [50] E. N. Parker. «Dynamics of the Interplanetary Gas and Magnetic Fields.» En: *The Astrophysical Journal* 128 (nov. de 1958), pág. 664. DOI: [10.1086/146579](https://doi.org/10.1086/146579).
- [51] E. N. Parker. «The passage of energetic charged particles through interplanetary space». En: *Planetary and Space Science* 13 (ene. de 1965), págs. 9-49. DOI: [10.1016/0032-0633\(65\)90131-5](https://doi.org/10.1016/0032-0633(65)90131-5).
- [52] J. Paton y B. McInnes. «Auroral activity during 1956». En: *The Observatory* 77 (dic. de 1957), págs. 252-253.
- [53] G. Petrie et al. «Modeling the Global Coronal Field with Simulated Synoptic Magnetograms from Earth and the Lagrange Points L<sub>3</sub>, L<sub>4</sub>, and L<sub>5</sub>». En: *Solar Physics* 293 (2018). DOI: [10.1007/s11207-018-1306-5](https://doi.org/10.1007/s11207-018-1306-5).
- [54] R. Porter. *The biographical dictionary of scientists*. 1994.
- [55] M. S. Potgieter. «Solar Modulation of Cosmic Rays». En: *Living Reviews in Solar Physics* 10, 3 (jun. de 2013), pág. 3. DOI: [10.12942/lrsp-2013-3](https://doi.org/10.12942/lrsp-2013-3). arXiv: [1306.4421](https://arxiv.org/abs/1306.4421) [physics.space-ph].
- [56] Marius Potgieter, ed. *Acceleration of galactic electrons at the solar wind termination shock and Voyager 1 observations*. Vol. 60. 2017.
- [57] G. Pühlhofer y the H. E. S. S. collaboration. «H.E.S.S. highlights». En: *ArXiv e-prints* (ene. de 2018). arXiv: [1801.06074](https://arxiv.org/abs/1801.06074) [astro-ph.HE].
- [58] C. Rivièrè et al. *HAWC Observatory Data Format Documentation*. Inf. téc. Nov. de 2015. URL: [https://private.hawc-observatory.org/hawc.umd.edu/internal/db/2266\\_08.pdf](https://private.hawc-observatory.org/hawc.umd.edu/internal/db/2266_08.pdf).
- [59] K. H. Schatten, J. M. Wilcox y N. F. Ness. «A model of interplanetary and coronal magnetic fields». En: *Solar Physics* 6 (mar. de 1969), págs. 442-455. DOI: [10.1007/BF00146478](https://doi.org/10.1007/BF00146478).
- [60] Michon Scott y David Hathaway. *Sunspots at Solar Maximum and Minimum*. [urlhttps://earthobservatory.nasa.gov/IOTD/view.php?id=37575](https://earthobservatory.nasa.gov/IOTD/view.php?id=37575). Accedido 01-04-2018. 2009.
- [61] Raymond A. Serway, Clement J. Moses y Curt A. Moyer. *Modern Physics*. 3rd. Cambridge University, 2005.

- [62] E. J. Smith y A. Balogh. «Ulysses observations of the radial magnetic field». En: *Geophysical Research Letters* 22 (1995), págs. 3317-3320. DOI: [10.1029/95GL02826](https://doi.org/10.1029/95GL02826).
- [63] Todor Stanev. *High Energy Cosmic Rays*. 2010.
- [64] E. C. Stone et al. «An asymmetric solar wind termination shock». En: *Nature* 454 (jul. de 2008), págs. 71-74. DOI: [10.1038/nature07022](https://doi.org/10.1038/nature07022).
- [65] The HAWC Collaboration. «The HAWC Gamma-Ray Observatory: Observations of Cosmic Rays». En: *ArXiv e-prints* (sep. de 2013). arXiv: [1310.0072](https://arxiv.org/abs/1310.0072) [astro-ph.HE].
- [66] W. T. Thompson. «Coordinate systems for solar image data». En: *Astronomy and Astrophysics* 449 (abr. de 2006), págs. 791-803. DOI: [10.1051/0004-6361:20054262](https://doi.org/10.1051/0004-6361:20054262).
- [67] Brad Timerson. *Beginning Dates of Carrington Rotation Number*. A.L.P.O. Ago. de 2015.
- [68] University of Utah. *Cosmic Ray Spectra*. URL: <https://www.physics.utah.edu/~whanlon/spectrum.html>.
- [69] V. Vasileiou, R. W. Ellsworth y A. Smith. «Photocathode-Uniformity Tests of the Hamamatsu R5912 Photomultiplier Tubes Used in the Milagro Experiment». En: *International Cosmic Ray Conference* 4 (2008), págs. 813-816. arXiv: [0711.1910](https://arxiv.org/abs/0711.1910).
- [70] Y. Zhang et al. «New prototype scintillator detector for the Tibet AS $\gamma$  experiment». En: *Journal of Instrumentation* 12 (nov. de 2017), P11011. DOI: [10.1088/1748-0221/12/11/P11011](https://doi.org/10.1088/1748-0221/12/11/P11011). arXiv: [1712.06661](https://arxiv.org/abs/1712.06661) [astro-ph.IM].
- [71] H. Zhou et al. *Making HAWC Maps with Map-Maker*. Inf. téc. Michigan Technological University, USA., oct. de 2013. URL: [https://private.hawcobservatory.org/hawc.umd.edu/internal/db/2249\\_02.pdf](https://private.hawcobservatory.org/hawc.umd.edu/internal/db/2249_02.pdf).