



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO**

**POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA  
INSTITUTO DE GEOFÍSICA**

**INTERACCIÓN DE RAYOS CÓSMICOS GALÁCTICOS CON EL  
CAMPO MAGNÉTICO DE LA CORONA SOLAR OBSERVADA  
POR HAWC**

**T E S I S**

**QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:  
MAESTRA EN CIENCIAS DE LA TIERRA**

**PRESENTA:  
FÍS. PAULINA M. COLÍN FARIAS**

**Tutor:  
DR. ALEJANDRO LARA SÁNCHEZ  
INSTITUTO DE GEOFÍSICA**

Ciudad Universitaria, CD.MX., MARZO 2022



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  
Universidad Nacional Autónoma de México  
Posgrado en Ciencias de la Tierra  
Instituto de Geofísica  
Física  
411092168
  
2. Datos del tutor.  
Dr  
Alejandro  
Lara  
Sánchez  
Instituto de Geofísica
  
3. Datos del sinodal 1  
Dr  
Ernesto José María  
de la Salette  
Belmont  
Moreno  
Instituto de Física
  
4. Datos del sinodal 2  
Dr  
José Rubén  
Alfaro  
Molina  
Instituto de Física
  
5. Datos del sinodal 3  
Dra  
María Magdalena  
González  
Sánchez  
Instituto de Astronomía

6. Datos del sinodal 4  
Dr  
Alberto  
Flandes  
Mendoza  
Instituto de Geofísica

Datos de la tesis.

INTERACCIÓN DE RAYOS CÓSMICOS GALÁCTICOS CON EL  
CAMPO MAGNÉTICO DE LA CORONA SOLAR OBSERVADA POR HAWC

97 p.

2022

# Agradecimientos

El misterio de lo desconocido, querer explicación de todo y la curiosidad por saber qué hay más allá en el Universo, es lo que me llevó a estudiar física. Elegí una carrera poco común y desafiante en muchos sentidos. Sin embargo, al mismo tiempo muy hermosa y gratificante, en conocimiento principalmente, así como todo lo que conlleva, por ejemplo los congresos, incluso los altibajos en la investigación misma, pero sobre todo las personas que he conocido.

Por lo que hoy, después de años de estudio, exámenes y demás, estoy muy contenta de poder presentar este trabajo y finalmente graduarme de la maestría en el área de física espacial, quiero agradecer y dedicar esta tesis a todas aquellas personas que he encontrado o me han encontrado en este camino, a ratos complicado y en otros no tanto, me han apoyado, acompañado y aprendido, no sólo en tema de ciencia o escucharme hablar del Sol (infinitas veces), sino dándome ánimos o echándome porras para levantarme de nuevo y seguir hasta alcanzar mis objetivos. Creo que no hay mejor retribución hacia ellos que ver la culminación de este nivel, sé que estarán orgullosos y tan emocionados como yo.

Asimismo agradezco a mis profesores y particularmente a mi Comité Tutor; el Dr. Rogelio Caballero López, de quién me llevo mucho aprendizaje y a la Dra. Rosa Tatiana Niembro Hernández, quién además de ser una verdadera maestra en todos los aspectos, es una gran investigadora y amiga.

De manera especial quiero agradecer a mis sinodales Magda González, Ernesto Belmont, Rubén Alfaro y Alberto Flandes. Les doy gracias por su tiempo, dedicación y ayuda en la culminación de este escrito. Además del apoyo y el aprendizaje más allá de este trabajo, dentro y fuera del ambiente escolar. A mi asesor Alejandro Lara Sánchez, gracias por las enseñanzas. No sólo he aprendido del Sol, sino también de cómo sobrevivir en este camino de la investigación.

Agradezco a la colaboración HAWC por su en general, tanto económicamente al ayudarme a participar en diversos congresos que me han ayudado a formarme como investigadora, así como a los compañeros por su guía y consejos. Igualmente quiero agradecer a CONACyT su apoyo económico sin el cual no podría haber estudiado esta maestría o hubiera sido mucho más difícil. Por último quiero agradecer al Posgrado de Ciencias de la Tierra y al Instituto de Geofísica, lugar dónde estuve laborando por más de dos años (desde mi tesis de licenciatura), por proporcionarme un espacio de trabajo y dejarme ser parte partícipe de esta comunidad.



# Índice general

<b>Resumen</b>	<b>1</b>
<b>1. Rayos Cósmicos Galácticos</b>	<b>3</b>
1.1. Breve historia . . . . .	3
1.2. Espectro de energía . . . . .	4
1.3. Origen . . . . .	6
1.4. Cascadas Atmosféricas . . . . .	8
1.5. Propagación de Rayos Cósmicos Galácticos en la heliosfera . . . . .	11
<b>2. Atmósfera solar</b>	<b>13</b>
2.1. Estructura solar . . . . .	13
2.1.1. Fotosfera . . . . .	14
2.1.2. Cromosfera . . . . .	15
2.1.3. Corona . . . . .	15
2.2. Actividad solar . . . . .	17
2.2.1. Ciclo solar . . . . .	17
2.2.2. Manchas solares . . . . .	18
2.2.3. Rotaciones Carrington . . . . .	18
2.3. Campo magnético solar . . . . .	21
2.3.1. Campo magnético fotosférico . . . . .	23
2.3.2. Campo magnético coronal . . . . .	23
2.3.3. Modelo de campo potencial PFSS . . . . .	24
<b>3. Interacción partículas - campo magnético</b>	<b>27</b>
3.1. Movimiento de partículas en un campo homogéneo . . . . .	28
3.2. Partículas en un campo dipolar . . . . .	29
3.3. Modelo de la trayectoria de partículas . . . . .	30
<b>4. Observatorio HAWC</b>	<b>33</b>
4.1. Características generales . . . . .	33
4.1.1. Efecto Cherenkov . . . . .	33
4.2. Sistema de Adquisición . . . . .	36
4.3. Reconstrucción de eventos . . . . .	37
4.4. Selección de datos y cortes de calidad . . . . .	38
4.4.1. Cortes de energía . . . . .	40
4.5. Producción de mapas . . . . .	40
4.5.1. Método de Integración Directa (MID) . . . . .	41
4.5.2. Significancia . . . . .	42

4.5.3. Intensidad relativa . . . . .	43
4.6. Sombra de la Luna . . . . .	43
<b>5. Estudios previos de la Sombra del Sol en RC</b>	<b>45</b>
5.1. Experimento Tibet-AS . . . . .	45
5.2. Observaciones IceCube . . . . .	48
<b>6. Resultados y Análisis</b>	<b>53</b>
6.1. Sombra de la Sol . . . . .	53
6.1.1. Evolución temporal del déficit . . . . .	53
6.1.2. Evolución del déficit en función de la energía . . . . .	59
6.2. Relación con el campo magnético . . . . .	62
6.3. Simulación de la interacción partícula-campo . . . . .	65
<b>Conclusiones</b>	<b>67</b>
<b>A. Mapas de la Sombra del Sol</b>	<b>69</b>
A.1. Por rotación . . . . .	69
A.2. Por bin de energía . . . . .	75
<b>B. Mapas de la Sombra de la Luna</b>	<b>81</b>
B.1. Por rotación . . . . .	81
B.2. Por bin de energía . . . . .	87
<b>Referencias</b>	<b>93</b>

# Índice de figuras

1.1.	Incremento de la ionización con la altura . . . . .	4
1.2.	Espectro de energía de los Rayos Cósmicos . . . . .	5
1.3.	Espectro de energía de diferentes tipos de RC . . . . .	7
1.4.	Esquema de una EAS . . . . .	8
1.5.	Cascada atmosférica por componentes . . . . .	9
1.6.	EAS de protón y fotón . . . . .	10
1.7.	Rayos Cósmicos y actividad solar . . . . .	12
2.1.	Estructura interna del Sol . . . . .	13
2.2.	Propiedades de la estructura solar . . . . .	14
2.3.	Estructuras en la superficie solar . . . . .	14
2.4.	Cromosfera solar . . . . .	15
2.5.	La corona solar . . . . .	16
2.6.	Actividad solar . . . . .	18
2.7.	Misión Ulyses . . . . .	22
2.8.	Rotación diferencial del Sol . . . . .	22
2.9.	Alfombra magnética del Sol . . . . .	23
2.10.	Diagrama campo magnético coronal . . . . .	24
2.11.	Esquema modelo PFSS . . . . .	25
2.12.	Extrapolación del campo magnético . . . . .	26
3.1.	Radio de giro . . . . .	29
3.2.	Diagrama de un campo magnético dipolar . . . . .	30
3.3.	Simulación de la trayectoria de una partícula . . . . .	31
4.1.	El observatorio HAWC . . . . .	34
4.2.	Radiación Cherenkov . . . . .	35
4.3.	Radiación Cherenkov en agua . . . . .	35
4.4.	Diagrama del sistema de adquisición de datos . . . . .	36
4.5.	Diagrama señal analógica . . . . .	37
4.6.	Distribución de EAS en HAWC . . . . .	38
4.7.	Ángulo cenital . . . . .	39
4.8.	Diagrama de la Sombra . . . . .	44
4.9.	Sombra de la Luna observada por HAWC . . . . .	44
5.1.	Sombra del Sol observada por HAWC . . . . .	46
5.2.	Detector Tibet-AS . . . . .	47
5.3.	La sombra del Sol observado por Tibet-AS . . . . .	48
5.4.	Sombra del Sol y la Luna (Tibet array) . . . . .	49
5.5.	Detector IceCube . . . . .	50

5.6. Sombra del Sol por IceCube . . . . .	51
6.1. Significancia de la Luna y el Sol . . . . .	54
6.2. Evolución temporal del Sol y Luna . . . . .	55
6.3. Ancho medio de la sombra . . . . .	56
6.4. Desviación angular por rotación . . . . .	56
6.5. Mapas anuales de la Luna . . . . .	57
6.6. Mapas anuales del Sol . . . . .	58
6.7. Evolución del déficit por energías . . . . .	60
6.8. Evolución del tamaño de la sombra por energías . . . . .	61
6.9. Desviación angular de la sombra por energías . . . . .	61
6.10. Campo magnético coronal . . . . .	63
6.11. Campo coronal a bajas latitudes . . . . .	63
6.12. Correlación déficit - campo magnético . . . . .	64
6.13. Desviación angular de RCG . . . . .	66
6.14. Simulación de las trayectorias de RCG . . . . .	66
A.1. Mapas de la sombra del Sol por rotación del 2016 . . . . .	70
A.2. Mapas de la sombra del Sol por rotación del 2017 . . . . .	71
A.3. Mapas de la sombra del Sol por rotación del 2018 . . . . .	72
A.4. Mapas de la sombra del Sol por rotación del 2019 . . . . .	73
A.5. Mapas de la sombra del Sol por rotación del 2020 . . . . .	74
A.6. Mapas de la sombra del Sol por energía 2016 . . . . .	76
A.7. Mapas de la sombra del Sol por energía 2017 . . . . .	77
A.8. Mapas de la sombra del Sol por energía 2018 . . . . .	78
A.9. Mapas de la sombra del Sol por energía 2019 . . . . .	79
A.10. Mapas de la sombra del Sol por energía 2020 . . . . .	80
B.1. Mapas de la sombra de la Luna del 2016 por rotación . . . . .	82
B.2. Mapas de la sombra de la Luna del 2017 por rotación . . . . .	83
B.3. Mapas de la sombra de la Luna del 2018 por rotación . . . . .	84
B.4. Mapas de la sombra de la Luna del 2019 por rotación . . . . .	85
B.5. Mapas de la sombra de la Luna del 2020 por rotación . . . . .	86
B.6. Mapas de la sombra de la Luna por energía 2016 . . . . .	88
B.7. Mapas de la sombra de la Luna por energía 2017 . . . . .	89
B.8. Mapas de la sombra de la Luna por energía 2018 . . . . .	90
B.9. Mapas de la sombra de la Luna por energía 2019 . . . . .	91
B.10. Mapas de la sombra de la Luna por energía 2020 . . . . .	92

# Índice de tablas

2.1. Rotaciones Carrington . . . . .	20
4.1. Bines de energía . . . . .	40
6.1. Significancia e Intensidad relativa por año . . . . .	54



# Resumen

Los rayos cósmicos galácticos (RCG) son partículas altamente energéticas que viajan isotrópicamente en el espacio con velocidades cercanas a la luz. Algunos de estos viajan en dirección hacia la Tierra y, cuando son bloqueados por algún objeto celeste como la Luna o el Sol se observa un déficit en su flujo y generan lo que se conoce como “sombra” en RCG del objeto celeste.

Las sombras de la Luna y el Sol han sido observadas por detectores de RCG desde principios de los 90’s, en particular por el arreglo experimental Tibet y más recientemente por los detectores HAWC e IceCube. En esta tesis se trabaja con datos del observatorio HAWC, que ha estado en funcionamiento continuo desde 2015 y cuyo objetivo principal es detectar partículas de rayos gamma y rayos cósmicos con energías en el intervalo de 100 GeV hasta 200 TeV.

Los RCG, al ser partículas eléctricamente cargadas interactúan con los campos magnéticos que encuentran a su paso, lo cuales desvían sus trayectorias. El grado de desviación depende tanto de la energía de la partícula como de la intensidad y dirección del campo magnético. En el caso de un campo magnético, mientras mayor es la energía de la partícula menor es el ángulo de desviación de su trayectoria. Si el campo magnético es estructurado, como el del Sol, que es el objeto de estudio de este trabajo, las variaciones en la dirección de los RCG que interactúan son más complejas.

El objetivo principal del presente trabajo es estudiar la interacción de RCG con el campo magnético de la atmósfera solar baja, desde la fotosfera hasta una altura de  $\sim 3$  radios solares. Para lograrlo, primero generamos mapas del déficit de RCG observados por HAWC en la posición del Sol durante cinco años (2016-2020), integrados tanto en periodos cortos (por rotación Carrington) como largos (anuales) en diferentes intervalos de energía, desde 2.5 hasta 226 TeV. Para cuantificar la información de los mapas de la sombra del Sol, aplicamos un ajuste gaussiano de dos dimensiones al déficit observado y analizamos su evolución temporal. Por otra parte, usamos el modelo PFSS (Potential Field Source Surface) para conocer la intensidad del campo solar a diferentes latitudes y alturas durante el periodo de estudio. Finalmente, simulamos la dinámica del paso de RCG de diferentes energías por un campo magnético dipolar semejante al del Sol en etapa de muy baja actividad.

A partir de este análisis encontramos que el déficit de la sombra del Sol en RCG, varía tanto en el tiempo como con la energía de las partículas (principalmente entre 10 y 30 TeVs). Además asociamos dichas variaciones a la actividad magnética de la corona solar en bajas latitudes. Asimismo, mediante simulaciones establecimos los límites de desviación de la trayectoria de los RCG dependiendo de su energía, distancia de interacción, e intensidad del campo magnético solar.



# Capítulo 1

## Rayos Cósmicos Galácticos

Los rayos cósmicos (RC) o llamados también radiación cósmica, son núcleos de átomos completamente ionizados que poseen una gran energía cinética y viajan en el espacio a una velocidad cercana a la de la luz. Aproximadamente el 90% de estas partículas subatómicas son protones (núcleos de Hidrógeno),  $\sim 9\%$  son partículas alfa ( $\alpha$ ) que consisten en núcleos de Helio y  $\sim 1\%$  núcleos de elementos más pesados como el carbono y el oxígeno, además de positrones, electrones y neutrinos.

Estas partículas son aceleradas en fuentes astrofísicas en diversas regiones del espacio exterior e inciden constantemente sobre la Tierra isotrópicamente. Su energía resulta ser muy alta, razón por la que al interactuar con la atmósfera terrestre producen un efecto llamado lluvia cósmica o cascada atmosférica extensa (EAS) debido a la producción de diversas partículas. A los RC que penetran e interactúan con la atmósfera terrestre se les llama RC primarios, y a los producidos en la cascada atmosférica se les conoce como partículas secundarias. La detección de las EAS nos permite obtener información sobre la energía, dirección y composición del rayo cósmico primario.

### 1.1. Breve historia

En 1909, Theodor Wulf desarrolló el primer electrómetro, que es un instrumento diseñado para medir la tasa de producción de iones dentro de un contenedor sellado, el cual después se utilizó para demostrar que los niveles de radiación ionizante son mayores a gran altitud al nivel del mar.

En 1912 Victor Hess usó un globo aerostático para elevar tres electrómetros Wulf de mayor precisión a una altitud de 5300 metros. Con este estudio encontró que la tasa de ionización se multiplicaba en comparación con la que podía medirse a nivel del suelo. Posteriormente, en un eclipse total de Sol Hess realizó otra medición en la cual descarta al Sol como fuente de radiación ionizante, concluyendo también que esta radiación tiene un enorme poder de penetración y que su origen proviene de fuentes localizadas en el espacio más allá del Sistema Solar.

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

En la figura 1.1, en la gráfica del lado izquierdo, se muestran los datos recolectados por Hess en 1912, y en la gráfica del lado derecho, los datos de W. Kolhörster durante

1913 y 1914, que obtuvo usando electroscopios en globos aerostáticos. En estas gráficas se observa que mientras mayor es la altitud, mayor es la radiación ionizante (Carlson y de Angelis, 2011).

Posteriormente se crea el contador Geiger-Muller, instrumento de detección que da un pulso cuando una partícula cargada atraviesa el dispositivo. Aunque no determina la energía de la partícula explícitamente se puede establecer el rango de energía según la penetración de la partícula. Este hecho significó un gran progreso en el descubrimiento de la naturaleza de los RC.

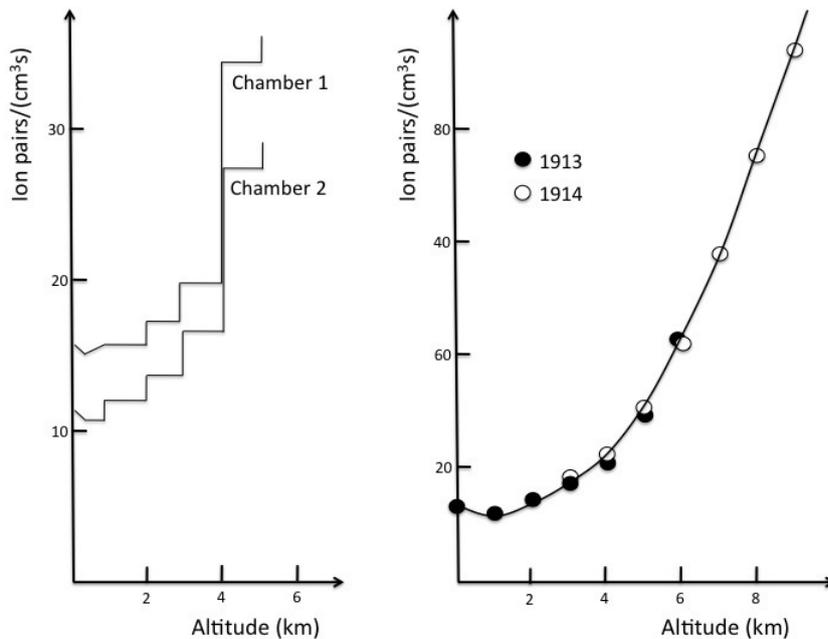


Figura 1.1: Incremento de ionización respecto a la altura medida por Hess (izquierda) y por Kolhörster (derecha).

## 1.2. Espectro de energía

El espectro de energía nos dice cómo está distribuido el valor del flujo respecto a la energía de las partículas. En general es posible describir su comportamiento con una ley de potencias:

$$I = \frac{dN}{dE} = AE^{-\alpha} \quad (1.1)$$

donde  $E$  es la energía por nucleón,  $N$  es el número de partículas y  $\alpha$  es el índice espectral.

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

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

Para partículas con energía de 1 TeV se tiene que el índice espectral ( $\alpha$ ) es  $\sim 2.7$ .

En la figura 1.2 se muestra el espectro de energía de RC, en donde podemos observar que los de baja energía son muy abundantes, pero conforme aumenta la energía la

## Cosmic Ray Spectra of Various Experiments

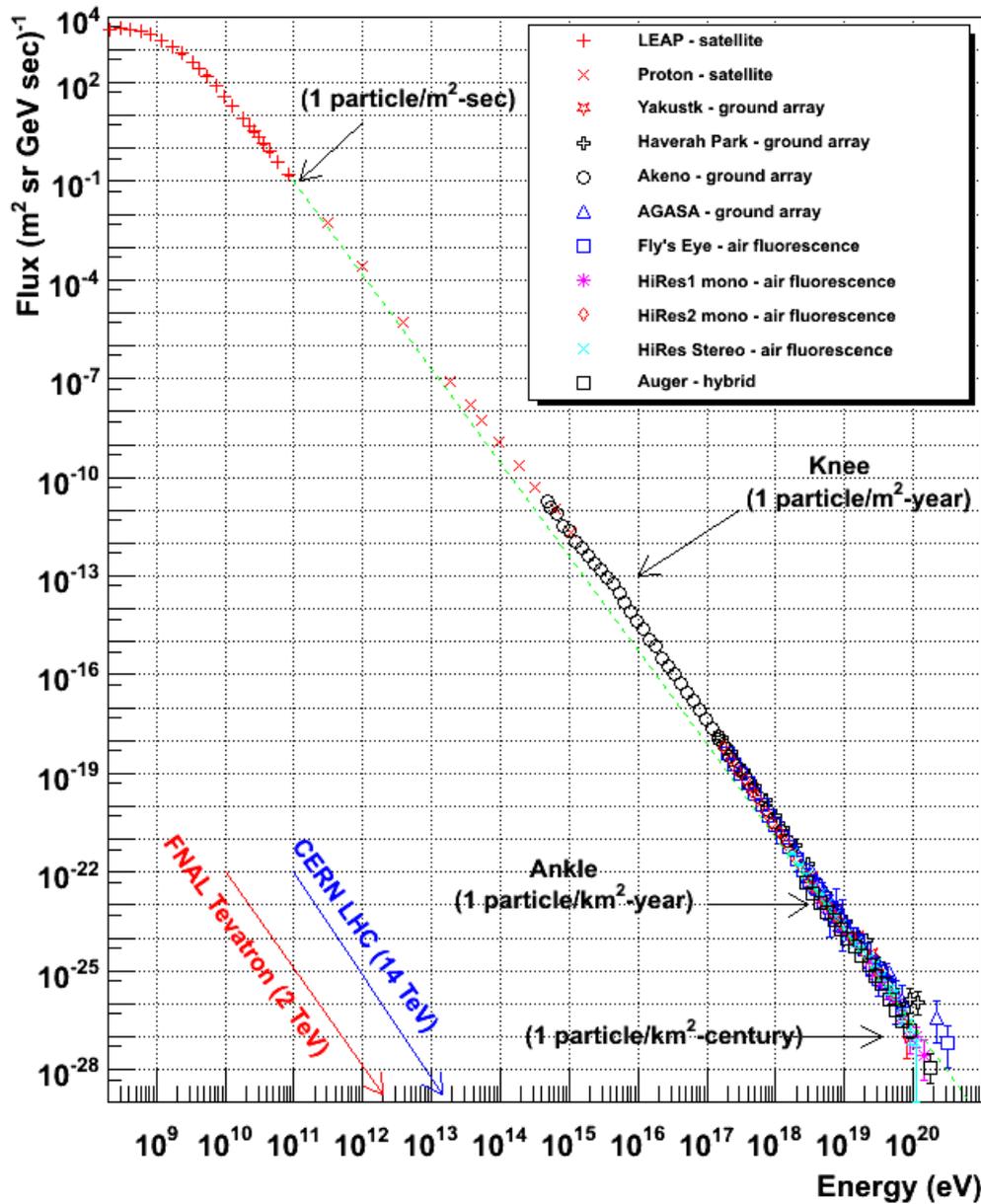


Figura 1.2: Espectro energético de RC compuesto por la observación de varios detectores. En el eje vertical se tiene el flujo de las partículas primarias (en unidades de área-ángulo sólido-energía-tiempo), en función de la energía desde  $10^8$  eV a  $10^{21}$  eV. La línea punteada color verde indica un ajuste promedio al flujo de RC. Fuente: University of Utah (2021).

abundancia del flujo disminuye de acuerdo al valor del factor  $\alpha$  de la ley de potencias. El espectro de RC abarca trece órdenes de magnitud, desde los  $10^8$  eV hasta los  $10^{21}$  eV aproximadamente. Se identifican dos puntos particulares donde cambia la pendiente del espectro de energía, conocidos como: “rodilla” (knee) y “tobillo” (ankle). Sus energías correspondientes son de  $10^{15}$  eV (1 PeV) y  $10^{18}$  eV, y sus flujos son de una partícula por

metro cuadrado al año y una partícula por kilómetro cuadrado al año, respectivamente para estas dos zonas. Hacia el final del espectro, la energía es igual o mayor a  $10^{20}$  eV, millones de veces más energía que las partículas producidas en el acelerador más potente construido por el ser humano. Cuando se tienen estas energías, el flujo detectado es de una partícula por  $\text{km}^2$  por siglo en la Tierra. En la primer zona (hasta la “rodilla”) se identifican Hidrógeno y Helio como los elementos dominantes. Asimismo, en este rango de energía es donde se encuentran los rayos cósmicos galácticos.

### 1.3. Origen

Hasta hoy el origen de los RC no es claro, pues los campos magnéticos en el medio interestelar desvían su dirección de modo que sus trayectorias ya no apuntan a su origen.

Dentro del Sistema Solar las partículas son moduladas por el viento y el campo magnético solar, además del campo geomagnético que afecta mayormente a los RC de baja energía. 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.

Aunque el origen de la radiación cósmica sigue siendo desconocido, dependiendo de las posibles fuentes se tiene la siguiente clasificación: Los rayos cósmicos galácticos (RCG o GCR por su acrónimo en inglés de "Galactic Cosmic Rays"), partículas que provienen de alguna fuente fuera del Sistema Solar, pero dentro de la galaxia; y los rayos cósmicos extragalácticos producidas fuera de la galaxia con energía superior a los  $10^{15}$  eV (ver Figura 1.3).

Puesto que las energías registradas de los RCG resulta ser mayor a  $10^{10}$  eV, se supone que deben ser acelerados en condiciones astrofísicas muy extremas. Algunas fuentes probables de RCG son la explosión de supernovas<sup>1</sup> o núcleos activos de galaxias<sup>2</sup> según datos de telescopios como el de Fermi. Por ahora, sólo se tiene certeza de que las explosiones de supernova son responsables de la aceleración inicial de gran parte de los RCG.

Para el caso de los rayos cósmicos que provienen de fuentes extra galácticas aún no se conocen los procesos astrofísicos que dan lugar a partículas tan energéticas. Uno de los observatorios con el objetivo de estudiar y determinar el origen e identidad de los rayos cósmicos ultra energéticos (de energía  $> 10^{18}$ eV) es el observatorio Pierre Auger (Barnhill, 2006)(Aab et al., 2020).

A veces puede confundirse a los RC con partículas energéticas provenientes del Sol, conocidas como PES (Partículas Energéticas Solares). Las PES están asociadas a eventos energéticos como ráfagas o eyecciones de masa coronal (EMC). Las partículas solares tienen energías del orden de  $10^9$  eV.

---

<sup>1</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>2</sup>AGN (Active Galactic Nuclei). Regiones compactas en el centro de una galaxia con un exceso de luminosidad. Su radiación es producida por acreción de materia debido a un agujero negro supermasivo.

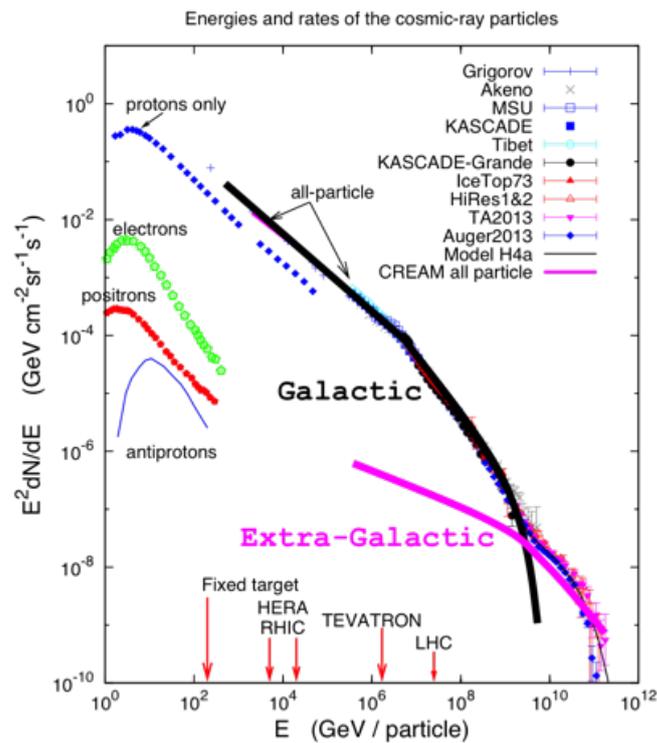


Figura 1.3: Flujo de partículas para diferentes especies en función de la energía en GeVs. Espectro de energía para todo tipo de partículas a partir de las observaciones de diversos experimentos, clasificando el tipo de RC. Entre 100 TeV y 1 EeV, existe una región de transición entre rayos cósmicos galácticos a extragalácticos, diferenciados por su tasa de flujo.

## 1.4. 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 esta generando nuevas partículas, como los piones. Estas nuevas partículas a su vez, interactúan de nuevo con los núcleos de la atmósfera originando más partículas que repiten el proceso en cadena. A esta producción de partículas le llamamos *cascada atmosférica extensa* (EAS del inglés *Extensive Air Shower*).

Las EAS son eventos muy energéticos descubiertos por Pierre Auger desde 1938 y estudiadas desde entonces. A lo largo del tiempo se han desarrollado teorías y métodos para su detección, evaluación e interpretación, así como simulaciones de éste fenómeno. Ahora se tiene mejor conocimiento de su composición, energía y desarrollo a través de la atmósfera.

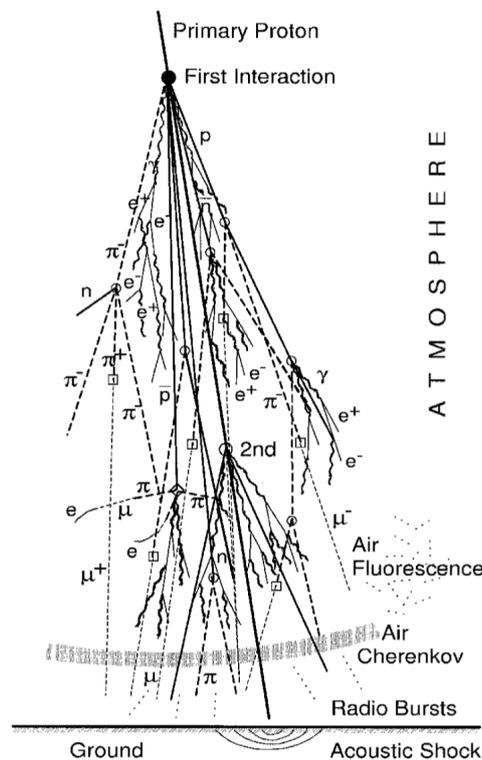


Figura 1.4: Diagrama de la posible desintegración de un rayo cósmico iniciado por un protón al interactuar con la atmósfera terrestre. Fuente: Grieder, 2010

Los integrantes principales en una cascada son: las partículas primarias y secundarias. Las primeras, son partículas cargadas y aceleradas que interactúan con la atmósfera y el campo magnético terrestre. Las partículas secundarias son el producto de la interacción de las partículas primarias con la atmósfera. El desarrollo general de una EAS cuando una partícula interactúa con la atmósfera terrestre lo podemos ver en la figura 1.4, donde se muestran las partículas más comúnmente detectadas en una cascada, las cuales pueden llegar al suelo e incluso generar una segunda EAS.

La extensión de la cascada depende principalmente de la energía de la partícula, se desarrolla longitudinalmente a lo largo de la dirección del vector del momento inicial de la partícula primaria, y se va ensanchando transversalmente debido a procesos de dispersión.

Al número de partículas producidas en una EAS en la atmósfera se le llama *tamaño de la cascada*, que está en función de la energía, el ángulo de incidencia y la altura de interacción con la atmósfera.

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

Las cascadas atmosféricas pueden ser clasificadas de acuerdo a los componentes de las partículas secundarias resultantes (Figura 1.5):

- **Componente electromagnética.** Electrones, positrones y fotones, siendo éstos últimos la fuente dominante de esta componente, 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.

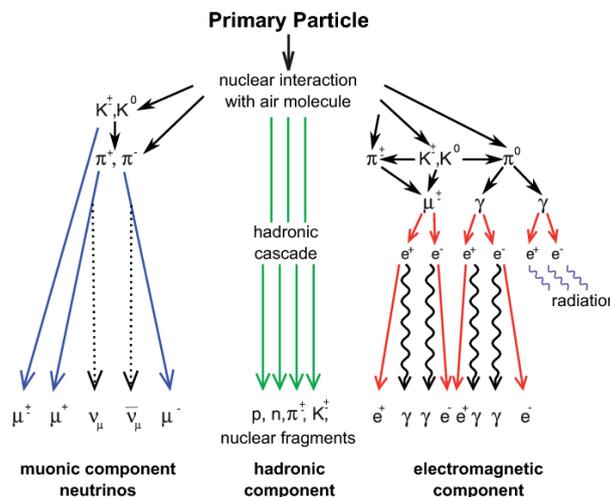


Figura 1.5: Diagrama de una cascada atmosférica; a partir de una partícula primaria al interactuar con la atmósfera obteniéndose los componentes principales: muónico (azul), hadrónico (verde) y electromagnético (rojo). Fuente: KCDC (Haungs et al., 2015).

La mayoría de las EAS son iniciadas por hadrones de RC primarios extremadamente energéticos ( $E \geq 10^{13}$  eV) (Grieder, 2010). Estas cascadas atmosféricas producen gran número de partículas secundarias ( $> 10^7$ ).

Los procesos de formación de las cascadas electromagnéticas y hadrónicas en la atmósfera difieren tanto en su forma como en su desarrollo. En la figura 1.6 se ejemplifica

cada una de estas EAS, cuya energía de la partícula primaria es de 1 TeV. En particular las cascadas iniciadas por fotones y hadrones tienen extensiones laterales muy diferentes. Las cascadas hadrónicas tienen un aspecto más ensanchado ya que la dispersión de las partículas en las regiones inferiores de la atmósfera son en su mayoría muones. Dependiendo de la energía, el radio de propagación de una cascada de fotones a nivel del mar sería hasta 5 o 10 veces menor que el radio de una cascada iniciada por un hadrón. La discriminación entre éstos tipos de cascadas esta fuertemente relacionado con la energía y su tamaño. La energía se conoce al medir el tamaño del radio de la cascada con una relación de  $E \sim r$ .

Por otra parte, sabemos que un RC primario interacciona varios kilómetros antes de llegar al suelo, y la cascada que genera se va absorbiendo a su paso por la atmósfera, por lo que, para detectar la mayor parte de la cascada de partículas debemos ubicar nuestro instrumento de medición a gran altura o realizar la medición en el espacio exterior. Además, si se pretende estudiar partículas de muy alta energía el número de eventos decrece, de modo que el área de detección debe ser muy extensa.

Desde la superficie terrestre, el estudio de RC primarios se realiza indirectamente a partir de la detección de las partículas secundarias generadas en las cascadas atmosféricas.

Actualmente existen diferentes técnicas que permiten caracterizar a la partícula primaria, es decir, conocer sus propiedades como la velocidad, energía y dirección. Entre estas técnicas se tiene la detección por fluorescencia y por producción de luz Cherenkov (que se describe detalladamente en la sección 4.1.1).

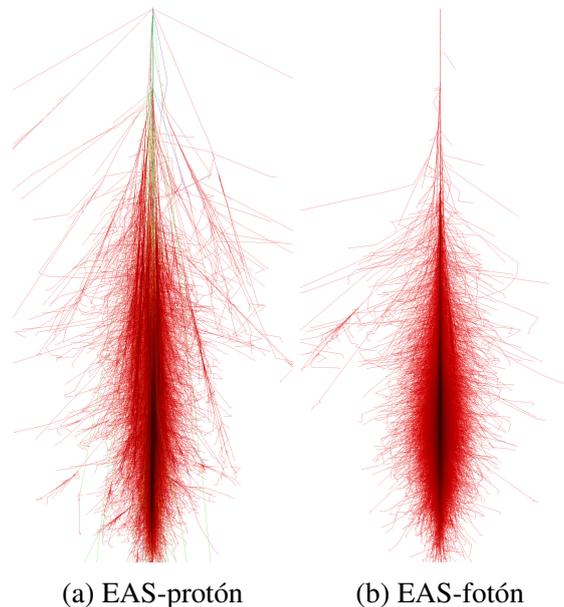


Figura 1.6: Simulación de cascadas atmosféricas iniciadas por un protón (a) y un fotón (b), con energía de 1 TeV. La componente predominante es la electromagnética (color rojo), en color azul la hadrónica y en color verde la componente muónica. Fuente: CORSIKA (software para la simulación de EAS inducidas por RC de alta energía) <https://www.iap.kit.edu/corsika/>.

## 1.5. Propagación de Rayos C3smicos Gal3cticos en la heliosfera

La heliosfera es la regi3n espacial que se encuentra bajo la influencia del viento solar y su campo magn3tico. Se compone principalmente de iones y electrones procedentes de la atm3sfera solar y se extiende m3s all3 de la 3rbita de Plut3n, cubriendo todo el sistema solar. A la frontera de la heliosfera se le conoce como heliopausa, que es la zona de intersecci3n entre las part3culas emitidas por el Sol (viento solar) y las part3culas del medio interestelar. Esta frontera se encuentra a  $\sim 122$  UA (Potgieter, Prinsloo y Strauss, 2017) de acuerdo a la informaci3n recibida de la nave Viajero<sup>3</sup> 1, sin embargo este l3mite depende de la velocidad y la presi3n del viento solar.

El campo magn3tico solar es transportado por el viento solar hasta la heliopausa, y este afecta a los RC al entrar a la heliosfera. A este fen3meno se le conoce como "*modulaci3n solar de los rayos c3smicos*". Las part3culas de menor energ3a ( $< \text{GeV}$ ) son mayormente moduladas, mientras que las m3s energ3ticas (TeV) pr3cticamente no sufren desviaci3n.

En 1965 Eugene N. Parker public3 un modelo f3sico que describe el transporte de los RC en el interior de la heliosfera (Potgieter, 2013), cuya ecuaci3n de transporte se expresa en 1.2 basada en mecanismos f3sicos de convecci3n, derivas, difusi3n y cambios de energ3a. Donde  $f(r, P, t)$  es la funci3n de distribuci3n de los RC ( $r$  es posici3n en 3D,  $P$  es rigidez,  $t$  es tiempo),  $\vec{V}$  es la velocidad del viento solar,  $\vec{v}_d$  la velocidad de deriva de la part3cula, y  $\vec{K}_s$  el tensor de difusi3n.

$$\frac{\partial f}{\partial t} = -(\vec{V} + \langle \vec{v}_d \rangle) \cdot \nabla f + \nabla \cdot (\vec{K}_s \cdot \nabla f) - \frac{1}{3}(\nabla \cdot \vec{V}) \frac{\partial f}{\partial \ln P} \quad (1.2)$$

La modulaci3n de los RCG en el Sistema Solar fue determinada a partir de una existente anticorrelaci3n entre las observaciones de los monitores de neutrones<sup>4</sup> (MN) y el n3mero de manchas solares ( $S_n$ ). Este comportamiento lo podemos ver en la figura 1.7, donde se muestra el comportamiento de ambos par3metros durante los 3ltimos ocho a3os. Determinando que el flujo de RCG var3a de acuerdo a la actividad solar.

---

<sup>3</sup>Las misiones espaciales *Viajero 1* y *Viajero 2*, lanzadas en 1977, son las que han llegado m3s lejos de la Tierra. El Viajero 1 cruz3 la heliopausa a mediados de 2012 (Webber y McDonald, 2013).

<sup>4</sup>Los monitores de neutrones (o Neutron Monitor en ingl3s), son detectores en tierra que miden eficientemente la cantidad de RC.

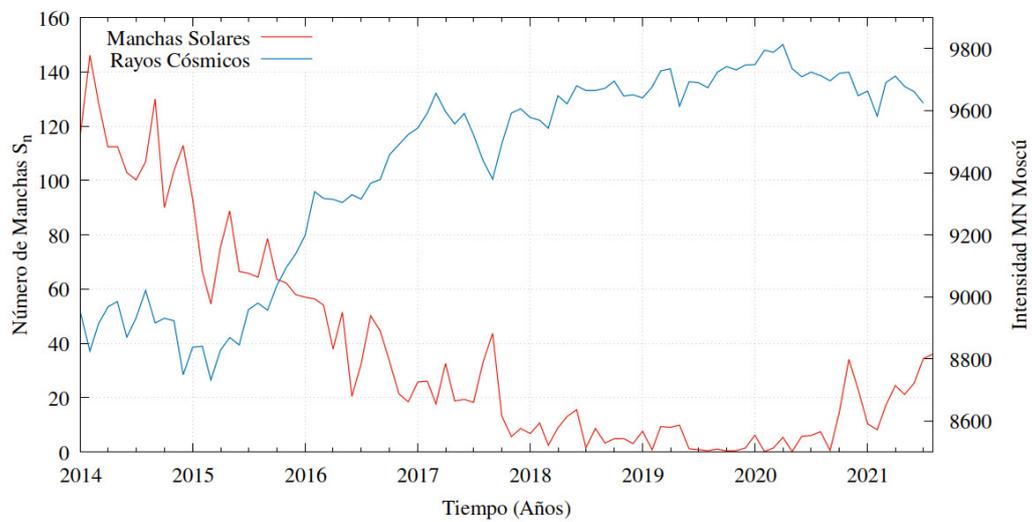


Figura 1.7: Efecto de la modulación solar del flujo de RC (curva azul) de acuerdo al ciclo de actividad del Sol medido con respecto al número relativo de manchas solares (curva roja).

Fuente (manchas solares): SILSO data World Data Center, Royal Observatory of Belgium, Brussels (<https://wwbis.sidc.be/silso/>); MN data: <http://cr0.izmiran.ru/mosc/>.

# Capítulo 2

## Atmósfera solar

La atmósfera representa la parte externa y visible del Sol, desde la fotosfera hasta la corona que se extiende a distancias más allá del Sistema Solar. Esta región es muy caliente y casi todo el gas se encuentra en estado de plasma, compuesto por partículas ionizadas.

### 2.1. Estructura solar

Las capas internas del Sol son aún poco conocidas, pero sí se sabe que existe un núcleo, responsable de la generación de grandes cantidades de energía, seguido de las zonas radiativa y de convección. La estructura interna del Sol está diferenciada en capas concéntricas como podemos ver en la figura 2.1, seguidas de la capa fotosférica o superficial, la cromosfera y corona. Estas últimas capas conforman la estructura solar externa. En la figura 2.2 se muestra la variación de características como la temperatura y densidad en las diferentes capas al inicio de la atmósfera solar.

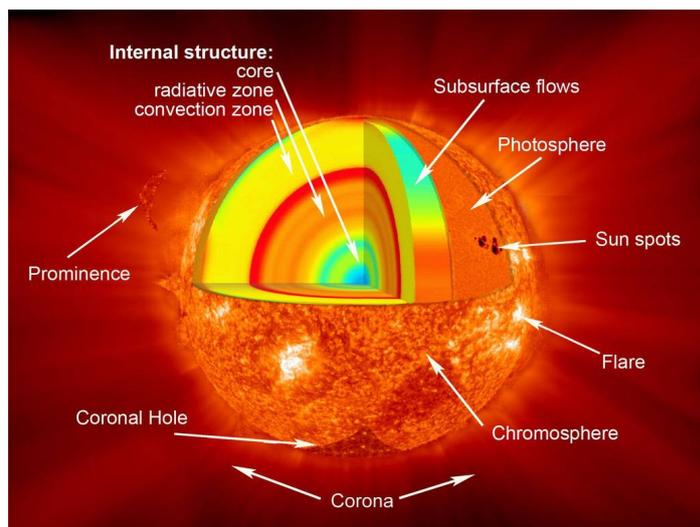


Figura 2.1: Diagrama donde se muestran las diferentes capas en el Sol. Internas: Núcleo, Zonas radiativa y convectiva. Externas: Fotosfera, Cromosfera y Corona. Además podemos identificar estructuras solares como las manchas solares, flares o prominencias. Fuente: NASA/Goddard.

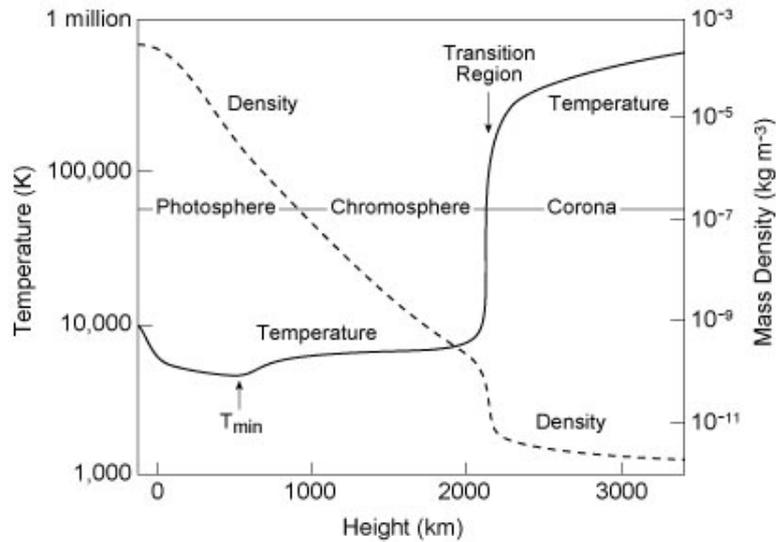


Figura 2.2: La temperatura del Sol en la fotosfera decrece de 6000 a 4,400 grados Kelvin a una altura de 500 km aproximadamente, siendo este el punto de temperatura mínima. Después de este punto la temperatura empieza a incrementar lentamente con la altura hasta la región de transición, donde crece abruptamente de 10000 grados Kelvin hasta cerca de 1 millón de grados. Fuente: Smithsonian Astrophysical Observatory.

### 2.1.1. Fotosfera

Es la capa que emite 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 límite exterior es de 4400 K y en la región interna alcanza los 6600 K. Es una capa relativamente densa y opaca, en la que se pueden apreciar gránulos (ver Figura 2.3) 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 (ver Sección 2.2).

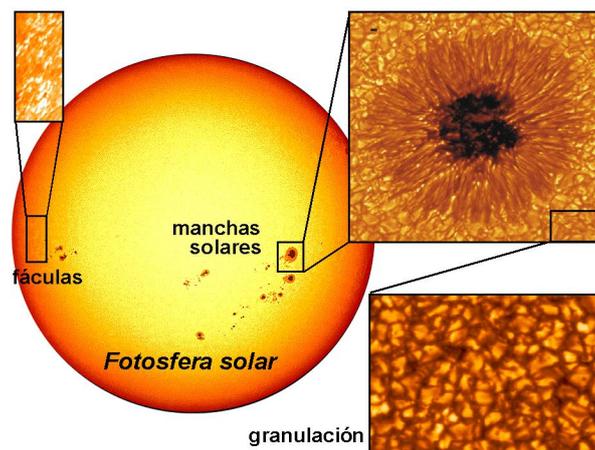


Figura 2.3: En esta imagen se visualiza la primer capa de la atmósfera solar: la fotosfera. La apariencia general de esta capa es granular. Se caracteriza por las manchas solares (observadas mayormente en la zona ecuatorial), donde la zona más oscura se llama *umbra* seguida de la zona conocida como *penumbra*.

### 2.1.2. 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  $10^{15}$  part/cm $^{-3}$  hasta  $10^{10}$  part/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 una estructura parecida a un anillo de color rojo como se aprecia en la figura 2.4. 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.

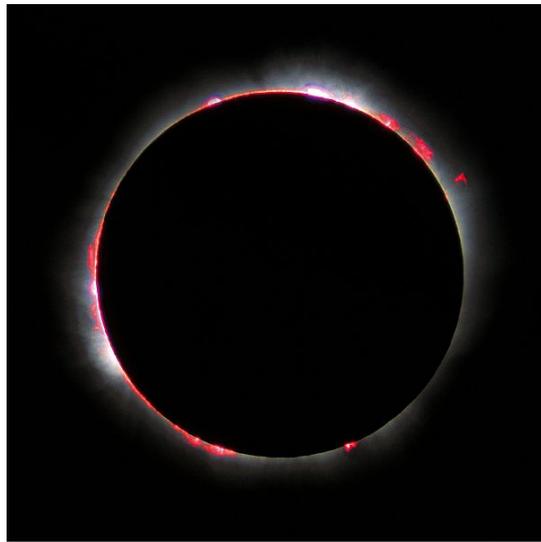


Figura 2.4: Cromosfera solar en color rojo, vista durante el eclipse solar de 1999, en Francia.

### 2.1.3. Corona

Es la capa 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 esta región solar. Principalmente esta compuesta por 73 % de Hidrógeno, 25 % de Helio y otros elementos como C, O, N, Fe, Ne, entre otros de menor abundancia (Golub y Pasachoff, 1997).

La primer estimación de confianza que se obtuvo de la temperatura del gas coronal fue en 1945 cuando se identificaron líneas de emisión en el espectro visible de la corona. Las líneas de emisión más fuertes se encontraron a  $\lambda = 6375\text{\AA}$  y  $\lambda = 5303\text{\AA}$  originadas por una transición Fe X y Fe XIV, respectivamente. A partir de estos estudios se observa que el grado de ionización de los átomos es muy elevado, indicando que su temperatura es mayor al millón de grados Kelvin. A estas temperaturas la energía térmica de las partículas en el plasma coronal son del orden de 0.1 keV, y los fotones a esas energías (y hasta 1 keV) tienen longitudes de onda de 100-10 $\text{\AA}$ , lo cual refiere a una emisión en rayos X suaves (Mullan, 2010).

Su estructura está modelada por el campo magnético y varía considerablemente a lo largo del ciclo de actividad del Sol. Existen dos zonas magnéticas diferentes: regiones con líneas de campo cerradas y abiertas. En las regiones activas, el brillo, la densidad y el campo magnético son más intensos, siendo estas las zonas con líneas de campo cerradas, y pueden alcanzar alturas de un radio solar ( $R_{\odot} = 6.96 \times 10^5 \text{km}$ ). Las regiones con líneas de campo abiertas se les llama hoyos coronales, generalmente 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. Se encuentran en los polos, los cuales se logran visualizar mejor cuando la actividad solar es baja y disminuye su brillo, dando una apariencia dipolar a la corona. Por otro lado durante la fase de mayor actividad solar los hoyos coronales a veces se extienden hacia el ecuador, y la apariencia de la corona es más uniforme hacia todas las latitudes.



Figura 2.5: Corona solar, se observa una corona blanca con estructuras de plasma que se estrechan hacia afuera. Imagen obtenida durante el eclipse solar del 2 de julio de 2019, captado desde el Observatorio La Silla, Chile. Créditos: P. Horálek/ESO

### **Corona solar baja**

La corona solar es la capa más externa del Sol, tiene una extensión más allá del Sistema Solar. Sin embargo, la zona más próxima al Sol es la que resiente mayormente y de forma más inmediata su actividad, por lo que su estudio resulta ser de vital importancia para conocer los fenómenos solares. Se considera como *corona solar baja* las intermediaciones inmediatas al Sol, en particular para este trabajo la región de análisis abarca desde la superficie hasta una altura de  $\sim 3$  radios solares.

Es posible observar fácilmente esta región de la capa durante un eclipse total de Sol o con ayuda de un coronógrafo. En la figura 2.5 podemos ver la corona solar durante un eclipse solar total, donde se muestra una estructura dipolar típica durante la fases de mínima actividad.

## Viento solar

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). Por lo que la corona no es estática. Esta teoría fue comprobada hasta 1962 con los datos de la sonda Mariner 2 en su ruta hacia Venus.

El viento solar es un flujo de partículas y átomos ionizados (principalmente de electrones y protones), que forma 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 presenta un comportamiento 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 estructurado por la rotación solar en forma de espiral, arrastrando consigo el campo magnético solar.

## 2.2. Actividad solar

El Sol es un objeto con actividad muy variable. Las variaciones son fluctuaciones en la cantidad de energía emitida por el Sol, lo que induce cambios en el viento solar e intensidad del campo magnético. A lo largo del tiempo, se ha observado que tales fluctuaciones son periódicas, alternando en intervalos de alta y baja actividad.

El proceso que genera al campo magnético del Sol se conoce como dinamo solar global, ayuda a la producción y evolución de características tales como manchas solares, la polaridad magnética total del Sol, y sus cambios a largo plazo durante el ciclo de actividad solar.

El flujo de RCG, al ser partículas cargadas eléctricamente, implica que su flujo varía de acuerdo con el ciclo de actividad solar. Pues, si el Sol se encuentra en su fase de máxima actividad su campo magnético es más intenso, y por tanto gran parte de estas partículas serán mayormente moduladas y el flujo detectado disminuirá al comparar con el flujo en períodos de baja actividad.

### 2.2.1. Ciclo solar

Las variaciones en el Sol se presentan en periodos más o menos constantes, donde se tiene un máximo y un mínimo cada cinco años aproximadamente. Esto corresponde a un ciclo de actividad solar de 11 años, tiempo en que el campo magnético se invierte, completándose así el ciclo solar magnético de 22 años. El número de manchas es un indicador de la actividad solar. Generalmente si la cantidad de manchas es alta, la actividad solar aumenta, y disminuye al desaparecer las manchas solares. Además, cuando el Sol presenta manchas solares en la zona ecuatorial entre  $10^\circ$  y  $15^\circ$  de latitud, se alcanza el máximo de actividad del ciclo correspondiente. Las imágenes de la figura 2.6 tomadas por SOHO<sup>1</sup> muestran una comparación entre el máximo y el mínimo de actividad solar. En el año 2000 tuvo diversas manchas solares a altitudes medias y del año 2009 una fase quieta en su ciclo. A partir del número de manchas solares se lleva un

---

<sup>1</sup>SOHO, del inglés Solar and Heliospheric Observatory. Es una sonda espacial lanzada el 2 de diciembre de 1995 para estudiar el Sol.

registro de los intervalos de tiempo de la actividad magnética del Sol. Siguiendo la serie del registro iniciado en 1755, a partir de diciembre del 2019 el Sol se encuentra en su ciclo de actividad número 25.

### 2.2.2. 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 y 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 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 más hacia el ecuador según su tiempo de vida.

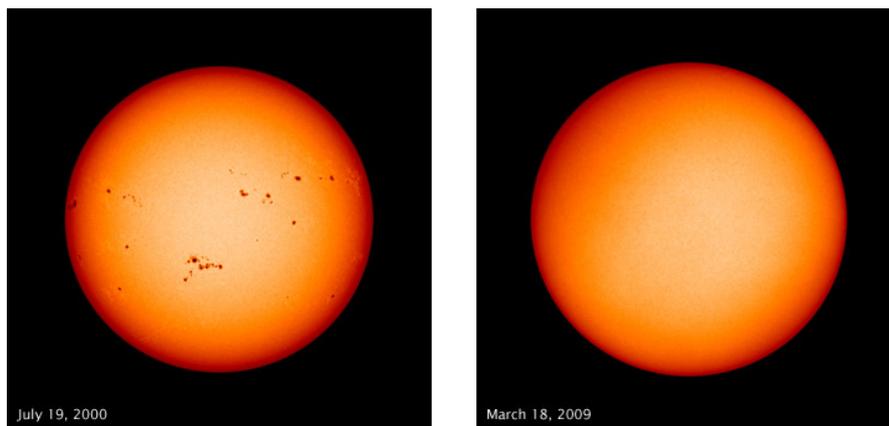


Figura 2.6: Se representa el máximo (lado izquierdo) y mínimo (lado derecho) de actividad solar en un ciclo. Fuente: NASA (Scott y Hathaway, 2009)

### 2.2.3. Rotaciones Carrington

Sabemos que el número de manchas se usa como indicador para registrar el nivel de actividad del Sol. Fue Heinrich Schwabe quien en 1826 inició el registro de manchas solares. 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 periodo de diez años para las manchas solares (es decir que en este periodo el número de manchas alcanzaba un máximo). Años después se continuó el registro de las

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

manchas en el Sol de manera muy efectiva por parte de Richard Carrington, y en honor a sus investigaciones se tienen las llamadas *rotaciones Carrington* (rC), con duración de 27.3 días aproximadamente, que es el tiempo de una rotación solar.

Richard Christopher Carrington (Meadows y Ter Haar, 1970; Porter, 1994), 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>3</sup> publicado en 1857 (Carrington, 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.

Para este trabajo en particular se consideran cuatro años de observación, desde el 2016 hasta 2020. Iniciando el análisis con la rotación 2173 y terminando en la rotación 2235 (ver Tabla 2.1).

---

<sup>3</sup>Título original: Catalogue of 3735 Circumpolar Stars.

Tabla 2.1: Número de la rotación Carrington de acuerdo a la fecha de inicio correspondiente a cada rotación. Fuente: A.L.P.O. (Timerson, 2015).

Número de Rotación	Fecha de Inicio	Número de Rotación	Fecha de Inicio
2173	21/01/2016	2205	12/06/2018
2174	18/02/2016	2206	09/07/2018
2175	16/03/2016	2207	06/08/2018
2176	12/04/2016	2208	02/09/2018
2177	10/05/2016	2209	29/09/2018
2178	06/06/2016	2210	26/10/2018
2179	03/07/2016	2211	23/11/2018
2180	30/07/2016	2212	20/12/2018
2181	26/08/2016	2213	16/01/2019
2182	23/09/2016	2214	13/02/2019
2183	20/10/2016	2215	12/03/2019
2184	16/11/2016	2216	08/04/2019
2185	14/12/2016	2217	06/05/2019
2186	10/01/2017	2218	02/06/2019
2187	06/02/2017	2219	29/06/2019
2188	06/03/2017	2220	26/07/2019
2189	02/04/2017	2221	22/08/2019
2190	29/04/2017	2222	19/09/2019
2191	26/05/2017	2223	16/10/2019
2192	23/06/2017	2224	12/11/2019
2193	20/07/2017	2225	10/12/2019
2194	16/08/2017	2226	06/01/2020
2195	12/09/2017	2227	03/02/2020
2196	10/10/2017	2228	01/03/2020
2197	06/11/2017	2229	28/03/2020
2198	03/12/2017	2230	24/04/2020
2199	30/12/2017	2231	22/05/2020
2200	27/01/2018	2232	18/06/2020
2201	23/02/2018	2233	15/07/2020
2202	22/03/2018	2234	11/08/2020
2203	19/04/2018	2235	07/09/2020
2204	16/05/2018		

## 2.3. Campo magnético solar

El Sol, al igual que otras estrellas, genera su propio campo magnético, que 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 bucles o arcos corales y las prominencias, o también fenómenos altamente dinámicos como las ráfagas solares<sup>4</sup> o eyecciones de masa coronal<sup>5</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 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. 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 (ver Figura 2.7). Recientemente se han llevado a cabo mediciones del vector de campo magnético a nivel fotosférico por medio de las misiones Hinode desde 2006 y SDO (Solar Dynamics Observatory, por sus siglas en inglés) desde 2010, y con SOLIS (Synoptic Optical Long-term Investigation of the Sun) desde 2009.

El campo magnético solar es muy complejo y de vital importancia para los efectos electromagnéticos que ocurren en él. Su intensidad promedio es de 1 Gauss ( $10^{-4}$  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. Para el caso del Sol, el movimiento del plasma interno (en la zona convectiva), es lo que produce su campo magnético. Mientras que la rotación diferencial<sup>6</sup> produce los cambios de topología dipolar-toroidal de acuerdo a la actividad solar, como se puede ver en la figura 2.8.

Las componentes radial ( $r$ ) y azimutal ( $\phi$ ) del campo magnético están dadas por:

$$B_r = \frac{B_s R_\odot}{r^2} \quad (2.1)$$

$$B_\phi = \frac{B_s R_\odot \sin \theta}{r} \quad (2.2)$$

---

<sup>4</sup>Ráfagas o *flares* solares. Liberación súbita e intensa de radiación electromagnética en la cromosfera del Sol con una energía de hasta  $6 \times 10^{25}$  Julios. Se aceleran partículas a velocidades cercanas a la de la luz y están asociadas a Eyecciones de Masa Coronal (EMC).

<sup>5</sup>Eyecciones de Masa Coronal (EMC). Fenómeno que se suscita en la corona solar que ocurre 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.

<sup>6</sup>Rotación diferencial. Cuando la rotación del objeto (en nuestro caso, el Sol) varía con la latitud, es decir, la velocidad es mayor en el ecuador solar y va disminuyendo la velocidad hacia los polos.

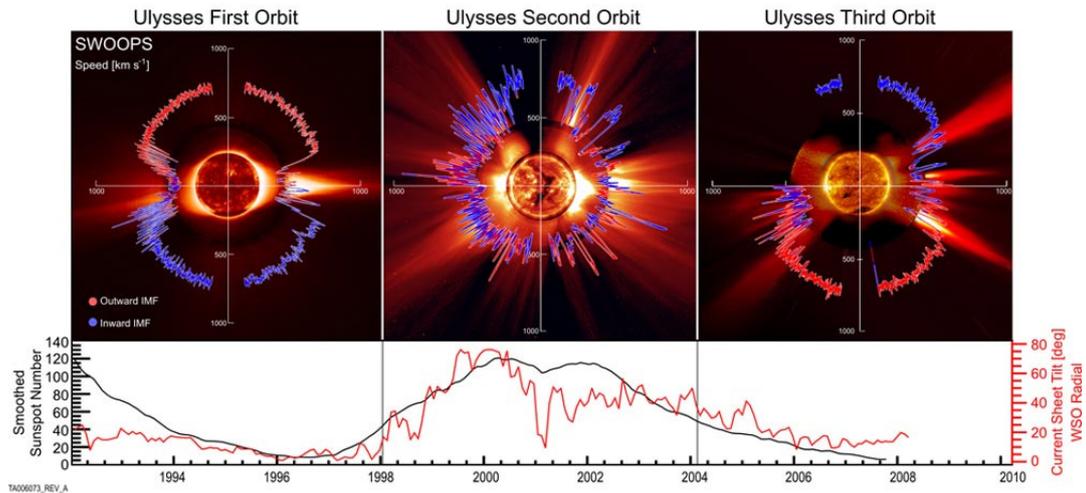


Figura 2.7: Esquemas donde vemos el comportamiento del campo magnético y del viento solar en las diferentes etapas del ciclo de actividad solar en la gráfica inferior.

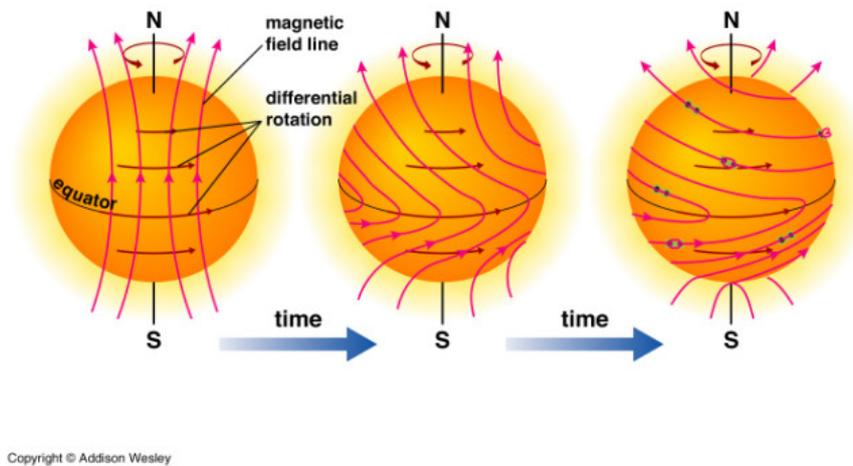


Figura 2.8: Rotación diferencial del Sol y torsión de su campo magnético. Se inicia con una configuración dipolar y se distorsiona hacia una configuración toroidal, durante el mínimo y máximo de actividad solar, respectivamente. Fuente: Addison Wesley/Astrobités.

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

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.

### 2.3.1. Campo magnético fotosférico

El campo magnético en el Sol es difícil de modelar. A nivel fotosférico se puede observar y medir el campo magnético de manera directa, pero en la corona solar esto no es posible debido a la alta temperatura. 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. Éstos son producidos por los flujos de partículas cargadas en las regiones de “granulación” convectivas que se observan en toda la superficie solar y crean lo que se conoce como ‘alfombra magnética’ (Figura 2.9).

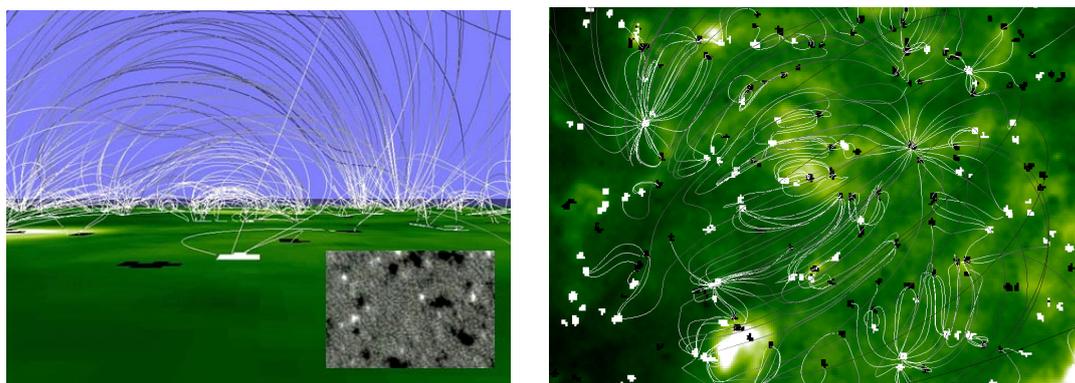


Figura 2.9: Superficie visible del Sol como alfombrada con decenas de miles de polos norte y sur magnéticos, unidos por líneas de campo que se adentran en la corona solar. Fuente: SOHO Consortium, ESA, NASA.

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. 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.

### 2.3.2. 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>7</sup>). Para el modelo global se necesitan datos en todas las longitudes espaciales, es decir, sobre toda la esfera solar. Este problema se puede abordar compilando series temporales de observaciones de la esfera solar 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 solo (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.

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.

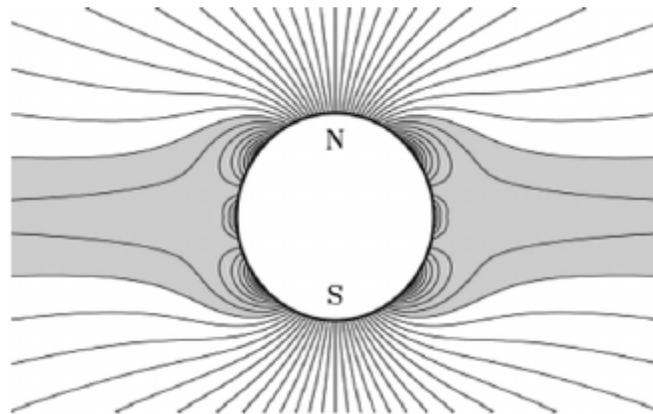


Figura 2.10: Diagrama del campo magnético global de la corona solar. Hay dos zonas: líneas de campo abiertas y líneas de campo cerradas (zona gris). Fuente: Aschwanden, 2006.

### 2.3.3. Modelo de campo potencial PFSS

La mayoría de lo que se conoce acerca del campo magnético coronal se debe a lo que podemos inferir de las observaciones del campo fotosférico. A partir de magnetogramas (mapas en 2D), donde se tiene la intensidad del campo magnético fotosférico se extrapola hacia la corona obteniendo un mapa en 3D donde visualizamos las líneas de campo que emergen desde la superficie solar.

<sup>7</sup>Siglas de Solar TERrestrial RELations Observatory, en español, Observatorio de Relaciones Solar-Terrestres.

Determinar y modelar el campo magnético de la corona ha sido crucial para la física solar. Es un problema que en general consiste en resolver la ecuación de Laplace en coordenadas esféricas. En 1969 Altschuler y Newkirk (1969) y posteriormente Wang y Sheeley (1992) resuelven utilizando el método de los armónicos esféricos y la aproximación del campo potencial o libre de corrientes, i.e.  $\vec{j} = \vec{0}$ . Se supone además la ausencia de campos eléctricos lo que satisface que  $\nabla \times \mathbf{B} = 0$  (donde  $\mathbf{B}$  es el vector del campo magnético), implicando que el campo magnético se conserva. Esta teoría es válida para describir el campo de la corona solar desde  $\sim 0.2R_{\odot}$  hasta  $\sim 2.5R_{\odot}$  de altura, que es el límite donde se ubica la superficie fuente, como se muestra en la figura 2.11. Después de este límite, las líneas de campo se consideran radiales, además debido a las distorsiones que del viento solar ocasiona sobre el campo magnético hace que la aproximación sea poco realista.

Potential Field Source Surface (PFSS) o campo potencial de superficie-fuente, como su nombre lo dice, es un modelo de campo potencial desarrollado por Mark DeRosa y Karel Schrijver de LMSAL<sup>8</sup> (Laboratorio Astrofísico y Solar Lockheed Martin), que provee una descripción aproximada del campo magnético coronal y calcula su intensidad basado en extrapolaciones aplicadas a los datos de magnetogramas como el que se muestra en la figura 2.12.

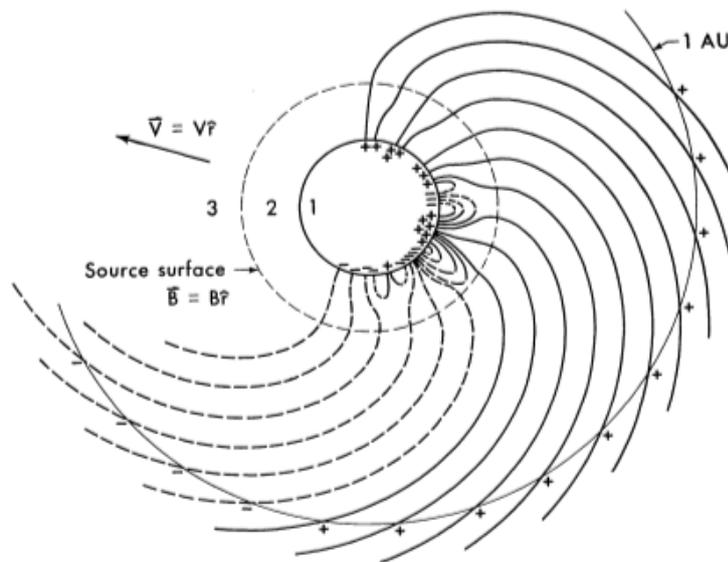
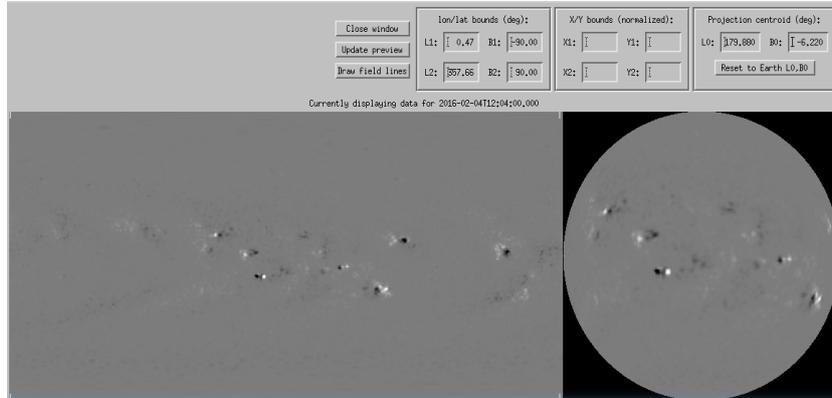
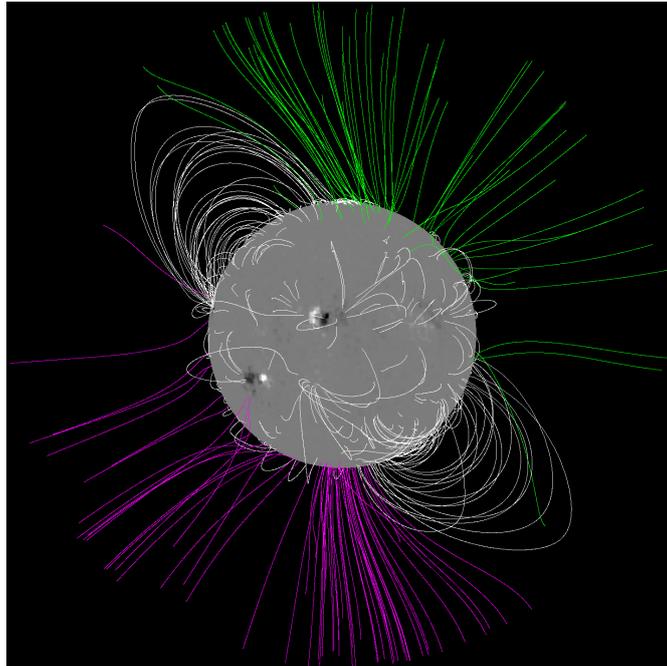


Figura 2.11: Representación del modelo de superficie fuente (PFSS). Región 1: mapeo del campo magnético fotosférico. Región 2: las líneas de campo cerradas o loops (de mayor intensidad), a partir de esta región el campo magnético es calculado por extrapolación. Las corrientes que fluyen alrededor de 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. Región 3: el campo magnético es prácticamente radial. (Schatten, Wilcox y Ness, 1969)

<sup>8</sup>LMSAL: Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory. Para una discusión mas detallada del método, y demás usos del software consultar DeRosa y Schrijver (*Magnetic Field Line Rendering Package for SolarSoft*).



(a) Magnetograma y proyección ortográfica del campo magnético durante una rotación Carrington.



(b) Representación del campo magnético solar en 3D.

Figura 2.12: (a) Ejemplo de un magnetograma de la superficie solar correspondiente a una proyección ortográfica, en la zona ecuatorial se ubican las regiones de campo magnético en color blanco y negro. (b) Extrapolación del campo fotosférico hacia coronal, de acuerdo al modelo PFSS donde se puede visualizar las polaridades del campo: positiva (color verde) y negativa (color magenta).

## Capítulo 3

# Interacción partículas - campo magnético

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

Se sabe que campos magnéticos muy intensos desvían mayormente a partículas de baja energía. Mientras que si la partícula interactúa con un campo magnético de baja intensidad, su trayectoria será mínimamente afectada.

En las intermediaciones del Sistema Solar, tenemos que las condiciones electromagnéticas interplanetarias son responsables de perturbaciones geomagnéticas, además de variaciones en la trayectoria de partículas cargadas de gran energía (como los RCG) que llegan a la Tierra provenientes del espacio exterior.

Las partículas cargadas en movimiento tienden a seguir las líneas de campo magnético. El movimiento de las partículas cargadas en un campo específico, en nuestro caso el campo magnético solar, nos ayuda a visualizar y entender mejor el comportamiento del campo.

El campo magnético solar es transportado al medio interplanetario por la continua expansión de la corona, debido al viento solar. Cuando partículas cargadas se acercan a un planeta con campo magnético, como es el caso de la Tierra, son desviadas por la fuerza de Lorentz (ecuación 3.1), que es la fuerza que siente una partícula cargada en presencia de campos electromagnéticos.

$$\mathbf{F} = q(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (3.1)$$

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, paralela a  $\mathbf{E}$  y perpendicular a  $\mathbf{B}$  y  $\mathbf{v}$ .

### 3.1. Movimiento de partículas en un campo homogéneo

El estudio del movimiento de partículas cargadas en campos específicos provee de conocimiento físico para un mejor entendimiento de procesos dinámicos en plasmas.

De acuerdo a la segunda ley de Newton, tenemos que la ecuación fundamental de movimiento es

$$\mathbf{F} = m\mathbf{a} = m\frac{d\mathbf{v}}{dt} = m\frac{d^2\mathbf{x}}{dt^2} \quad (3.2)$$

Donde  $m$  es la masa de la partícula,  $\mathbf{a}$  es la aceleración y  $\mathbf{v}$  la velocidad.

Al combinar las ecuaciones 3.1 y 3.2 podemos obtener la ecuación 3.3, que rige el movimiento de una partícula bajo la presencia de un campo magnético sin perturbar, y sin considerar los efectos del campo eléctrico ( $E = 0$ ).

$$m\frac{d\mathbf{v}}{dt} = q(\mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (3.3)$$

En este caso tenemos que la fuerza ejercida por un campo magnético sobre la partícula es perpendicular a la velocidad.

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, de acuerdo a la ecuación 3.3 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. Dada la componente perpendicular, al sustituir en la ecuación 3.3 obtenemos que el *radio de giro* ( $R_g$ ) de la partícula está dado por la ecuación 3.4, donde  $m_p$  es la masa de la partícula con carga positiva. Este radio también llamado de Larmor es el giro de la partícula alrededor del campo magnético. (Bittencourt, 1950)

$$R_g = \frac{m_p v}{qB} \quad (3.4)$$

De la ecuación del radio de giro, despejamos el campo magnético y obtenemos lo siguiente:

$$B = \frac{m_p v}{qR_g} \quad (3.5)$$

Esta es la ecuación a utilizar si la partícula es no relativista.

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 3.6, considerando aquí la masa del protón en unidades de electron-volts.

$$E = \gamma(m_p c^2) \quad (3.6)$$

En la figura 3.1 se puede ver el comportamiento del radio de giro para partículas (protones) relativistas de alta energía. Para ejemplificar, tomamos una partícula de energía  $E = 12.4$  TeV obteniendo un  $R_g > 1UA$  en interacción con un campo magnético  $B < 3 \times 10^{-2}$  Gauss.

Como hemos visto, si queremos tomar en cuenta que las partículas son relativistas, debemos añadir el factor gamma. Entonces, multiplicamos la ecuación 3.3 y 3.4 por este

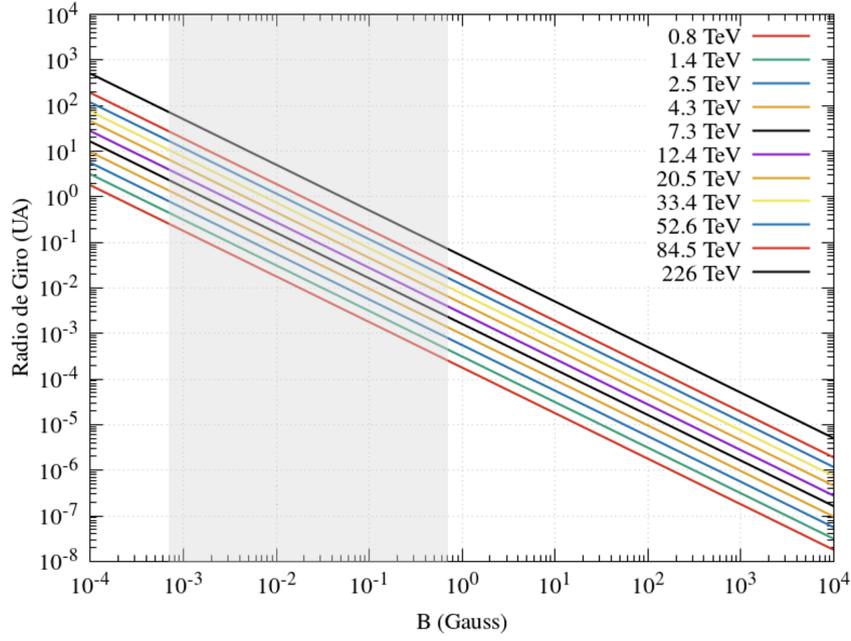


Figura 3.1: Gráfica de radio de giro de protones para diferentes energías respecto a la intensidad del campo magnético. La zona gris indica la magnitud del campo magnético del Sol entre  $1$  y  $3R_{\odot}$  de la corona.

factor para conocer la trayectoria de los RCG. Por lo tanto las ecuaciones de movimiento y de radio de giro quedan como:

$$\gamma \left( \frac{d\mathbf{v}}{dt} \right) = \frac{q}{m} (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) \quad (3.7)$$

$$R_g = \gamma \frac{m_p v}{qB} \quad (3.8)$$

## 3.2. Partículas en un campo dipolar

En el capítulo anterior vimos que el campo magnético solar (Sec. 2.3) tiene una estructura complicada, principalmente en su fase de máxima actividad. En particular cuando el Sol tiende a una fase quieta o de actividad baja, la estructura del campo magnético es parecida a un dipolo (como el de la Tierra), es decir, en forma de lóbulos que van de un polo magnético hacia el otro, siendo es estas regiones donde se concentra el campo, como vemos en la figura 3.2.

Un dipolo magnético produce un campo magnético dipolar de la siguiente forma:

$$\mathbf{B}(\mathbf{r}) = \frac{\mu_0}{4\pi} \frac{3(\vec{\mu} \cdot \mathbf{r})\mathbf{r} - r^2\vec{\mu}}{r^5} \quad (3.9)$$

donde,  $\mu_0 = 4\pi \times 10^{-7} TmA^{-1}$  es la constante de permeabilidad magnética,  $\vec{\mu}$  el momento magnético dipolar y el vector de posición  $\mathbf{r}$  definido en 3D como  $\mathbf{r} = r\hat{x} + r\hat{y} + r\hat{z}$  desde el centro del dipolo. Podemos expresar la ecuación 3.9 del campo dipolar en sus

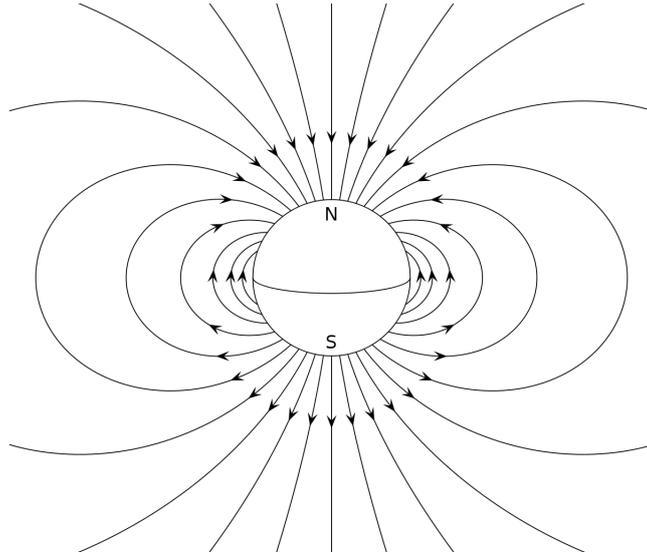


Figura 3.2: Diagrama de un campo magnético dipolar, donde vemos líneas cerradas en forma de arcos cerca del ecuador y líneas de campo abiertas hacia los polos.

tres componentes:

$$B_x = \frac{\mu_0}{4\pi} \frac{3xz\mu}{r^5}$$

$$B_y = \frac{\mu_0}{4\pi} \frac{3yz\mu}{r^5}$$

$$B_z = \frac{\mu_0}{4\pi} \left( \frac{3z^2\mu}{r^5} - \frac{\mu}{r^3} \right)$$

El momento magnético dipolar es la cantidad que caracteriza a un dipolo. Para una distribución de corriente el momento magnético se expresa como:  $\vec{\mu} = I \cdot \mathbf{A}$ , donde  $I$  la intensidad de corriente en una distribución espiral y  $\mathbf{A}$  la superficie vectorial de la espira. Una partícula cargada que describe un órbita cerrada constituye un dipolo magnético, cuyo momento magnético dipolar es  $\vec{\mu} = \frac{q}{2m} \vec{L}$ , pudiendo establecer una relación con el momento angular ( $L$ ) de la partícula.

### 3.3. Modelo de la trayectoria de partículas

Como se ha mencionado antes, teóricamente los RCG de alta energía son mínimamente perturbados en comparación con los de baja energía, ante un mismo campo magnético. Razón por la que nos interesa conocer la variación de la trayectoria de partículas para diferentes rangos de energía y a diferentes distancias de interacción respecto a un objeto con campo magnético.

Para esto se realizó la simulación de la trayectoria, suponiendo un caso similar a la interacción entre RCG con un campo magnético como el del Sol en su etapa de baja actividad. Por lo que, se toma un objeto esférico con campo magnético de estructura dipolar y las propiedades de protones, como consideraciones iniciales.

A partir de un conjunto de programas escritos en PYTHON basado en un código llamado PYODEN (Anderson, 2014), seguimos las ecuaciones de movimiento presentadas

en este capítulo para modelar la trayectoria de partículas relativistas con alta energía al atravesar un campo magnético tipo solar. Para esto, se usa un modelo simple del campo magnético solar considerando que el Sol se encuentra en su fase de mínima actividad durante el periodo de estudio de esta tesis. En esta línea, se supone un campo magnético dipolar con momento magnético  $\mu = B_0 R_\odot^3 = 3 \times 10^{26} \text{ gauss} \cdot \text{m}^3$ , donde  $B_0$  es la intensidad del campo magnético en la superficie del Sol dentro de un radio de  $3R_\odot$  (Amenomori et al., 2000) (Treiman, 1954).

En la figura 3.3 se presenta una gráfica de las simulaciones en 3D que podemos obtener con este modelo, donde las unidades de los ejes están en  $R_\odot$ . El ejemplo corresponde a la trayectoria de una partícula con energía  $E = 1 \text{ TeV}$ , cuya simulación inicia en  $-1R_\odot$  de distancia al objeto magnético. La trayectoria obtenida es prácticamente recta después de sufrir una amplia desviación en las proximidades del objeto magnético (marcado con un círculo color naranja como referencia) tipo dipolar posicionada en  $(0,0,0)$ .

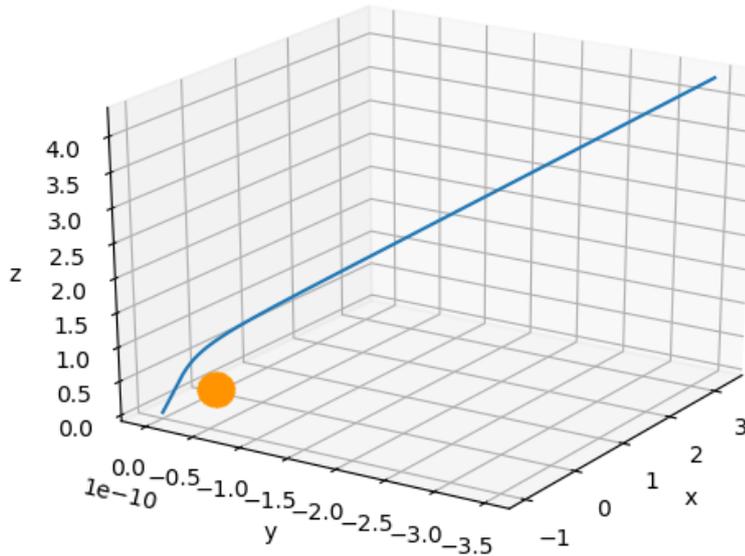


Figura 3.3: Simulación en 3D de la trayectoria (línea azul) de una partícula cargada con energía  $E = 1 \text{ TeV}$  en interacción con un objeto de campo magnético dipolar como el Sol representado en color naranja (no a escala).

Este es el proceso a utilizar para simular las trayectorias de partículas con energías desde 2.5 TeV hasta 226 TeV, a diferentes alturas respecto a la superficie de una fuente con campo magnético tipo dipolar como el Sol. Los detalles y resultados se presentan posteriormente en la sección 6.3.



# Capítulo 4

## Observatorio HAWC

### 4.1. Características generales

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. (ver Figura 4.1). Está conformado por 300 detectores; contenedores llenos con agua ultra-purificada, y al fondo de cada uno se tiene una configuración de 4 fotomultiplicadores (PMTs); uno al centro y los otros tres alrededor en forma de triángulo.

Es un observatorio de gran sensibilidad para estudiar el cielo en altas energías, del orden de TeV. Es capaz de detectar cascadas de partículas producidas por rayos cósmicos y rayos gamma con energía entre  $\sim 1$  TeV y varios cientos de TeV cuando penetra e interactúa con la atmósfera terrestre, con una resolución angular de  $0.2^{\circ}$  aproximadamente. Las partículas que llegan al instrumento interactúan en el agua de los detectores y producen luz Cherenkov.

Es un detector con un amplio campo de visión de  $45^{\circ}$ , es decir, provee de información a declinaciones de  $+64^{\circ}$  a los  $-26^{\circ}$  en coordenadas ecuatoriales. La apertura cubre más del 15% del cielo, expuesto a dos terceras partes del cielo durante cada ciclo de 24 horas. Está diseñado para detectar rayos gamma y RC con energías de TeV.

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., 2017). Las diversas observaciones han ayudado a confirmar, por ejemplo, la emisión de supernovas y espectros de energía de fuentes galácticas y diversos objetos astrofísicos con energías de decenas de TeV, como podemos ver en el más reciente catálogo Albert et al., 2020, el cual contiene 65 fuentes con una significancia (descrita en 4.5.2) sobre el fondo de  $\geq 5\sigma$ .

#### 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.

Este tipo de radiación es producida cuando una partícula relativista cargada eléctricamente se mueve en un medio dieléctrico con una velocidad de propagación superior a



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

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 brillante (con longitud de onda entre 400-490 nm) característico de éste fenómeno, debido a que la partícula cargada excita los electrones de las moléculas del agua, éstos absorben energía y la liberan como fotones. Una parte de la energía perdida es emitida en forma de radiación Cherenkov (Stanev, 2010).

Es un fenómeno similar al de la generación de una onda de choque cuando se supera la velocidad del sonido como se representa en la figura 4.2. En ese caso los frentes de onda esféricos se superponen y forman uno solo con forma cónica. La interferencia constructiva de la radiación electromagnética crea una onda cónica que se propaga en un ángulo fijo  $\theta$  en dirección de la partícula, de acuerdo a la ecuación 4.1, donde  $c$  es la velocidad de la luz en el vacío,  $n$  el índice de refracción y  $v$  la velocidad de la partícula.

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

La luz de la partícula resulta emitida dentro de los límites de la zona cónica, donde el vértice es el punto en que la partícula entró al detector y la directriz es la dirección de su movimiento.

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 la velocidad de la partícula 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.

Dado un medio transparente, la energía de la partícula es muy alta, a 99.999% de la velocidad de la luz. 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 ( $m_e = 0.511 \text{ MeV}$ ) es de  $0.262 \text{ MeV}$  y para protones ( $m_p = 938.272 \text{ MeV}$ ) la energía es de  $484.86 \text{ MeV}$ .

En HAWC se implementa esta técnica de detección de radiación Cherenkov en agua. La luz Cherenkov se detecta a través de los PMTs ubicados al interior de cada uno de los 300 tanques o detectores (ver figura 4.3). Estos detectores tienen una distribución espacial regular, son herméticos y oscuros, esto con el fin de mejorar la detección de luz que se genera en el tanque.

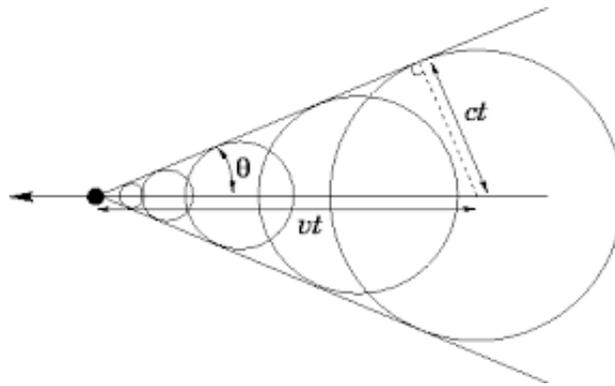


Figura 4.2: Diagrama del fenómeno de radiación Cherenkov visto como frente de onda.

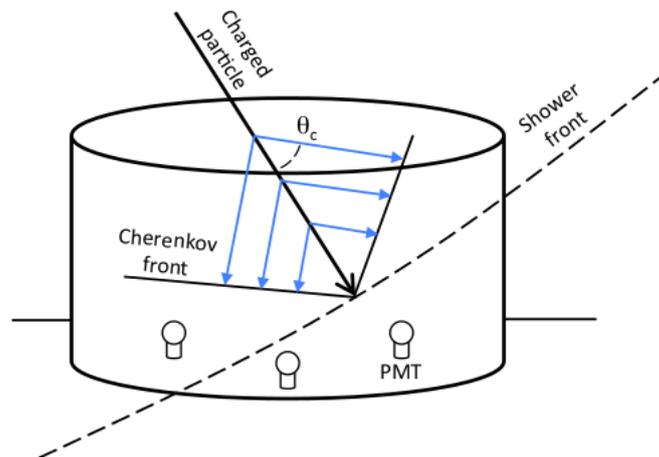


Figura 4.3: Esquema del efecto de radiación Cherenkov en un detector de agua.

## 4.2. Sistema de Adquisición

El sistema principal de adquisición de datos (DAQ) en HAWC (Abeysekara et al., 2012) lee las señales detectadas; mide el tiempo de llegada y el tiempo sobre el umbral (ToT - Time over Threshold) de los pulsos PMT. Esto permite obtener información para reconstruir la dirección de una cascada, determinar la partícula primaria y su energía. También se tiene un sistema secundario (*scaler system*) que cuenta los *hits* o pulsos detectados por los PMTs producidos por un incremento o decremento debido a las EAS y el ruido (ver Figura 4.4).

La posición del pulso detectado se determina según la ubicación del PMT. Para saber la carga y el tiempo, se tiene que digitalizar el pulso obtenido del PMT, como la señal que se muestra en la figura 4.5. La señal recibida por los PMTs es transferida al centro de control, donde se concentra toda la electrónica del sistema y se analiza la información recopilada que proviene de esta misma. El pulso amplificado es comparado contra dos niveles de voltaje diferentes, y se registran los tiempos en que cada señal del PMT cruza tales umbrales. Un buen discriminador o nivel de referencia para la selección de señales es de  $\sim 12\text{-}15\text{ mV}$ , para valores menores ( $5\text{-}6\text{ mV}$ ) la señal se vuelve muy ruidosa y/o se pierde.

El sistema DAQ registra los eventos individuales causados por una EAS lo suficientemente grande para iluminar/encender simultáneamente una fracción significativa de PMTs. Dependiendo del número de PMT que registren señal durante una determinada ventana de tiempo (condición de coincidencia), se emitirá una señal que se envía a los convertidores de tiempo digital (TDCs<sup>1</sup>). Los TDC almacenarán los tiempos medidos de los impactos de PMT más cercanos al tiempo de activación.

Las condiciones de coincidencia que se usan para denominar una EAS como *evento* y ser candidato para su análisis es que  $\geq 29$  PMT (canales) detecten señal dentro de una ventana temporal de 150 ns. Inicialmente se establece una resolución angular de  $\sim 1.2^\circ$ , la cual mejora al adicionar *cortes* o límites en la calidad de los datos (Albert et al., 2018).

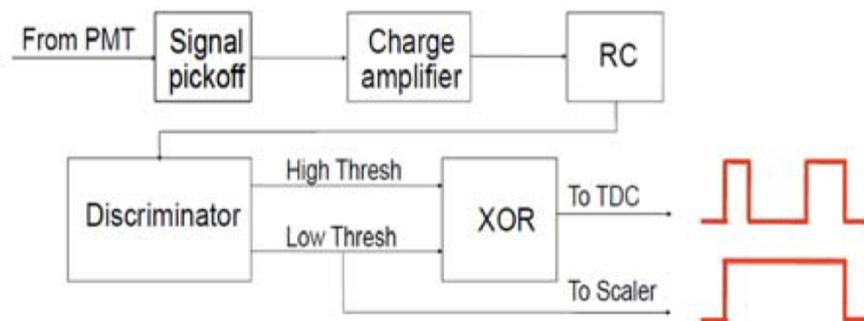


Figura 4.4: Esquema del sistema de adquisición de datos. Fuente: Springer y collaboration, 2016.

<sup>1</sup>TDC: Time to Digital Converter. Dispositivo electrónico para el procesamiento de señales. Reconoce eventos y proporciona una representación digital del tiempo en que ocurrieron.

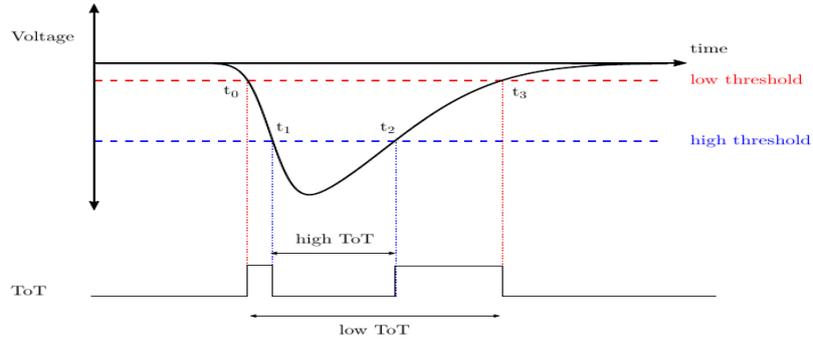


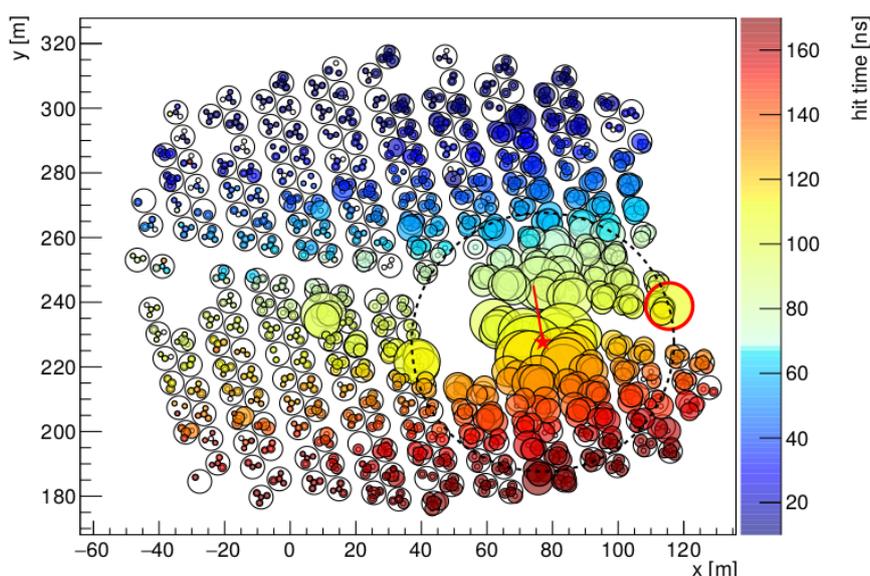
Figura 4.5: Señal analógica del PMT (curva negra), donde cruza los límites de bajo voltaje entre  $t_0$  y  $t_3$  (línea roja) y alto voltaje entre  $t_1$  y  $t_2$  (línea azul). Fuente: Hampel-Arias, 2017.

### 4.3. Reconstrucción de eventos

Experimentalmente, una coincidencia de evento es cuando la ventana del evento es del orden de nanosegundos. La ventana de coincidencia se usa para determinar la cascada; su dirección y carga de energía. Determinar la energía exacta de las partículas es complicado, por lo que en general sólo se dan límites.

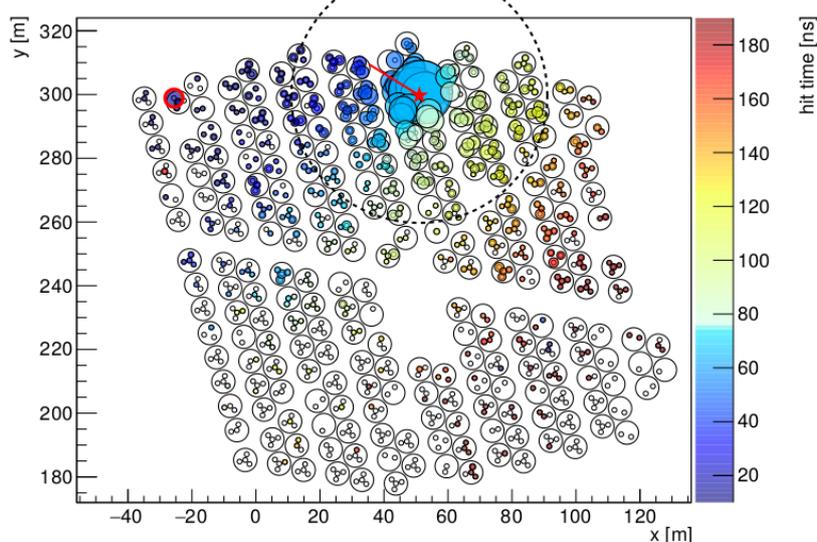
El procedimiento para la reconstrucción de eventos se da en tres pasos: calibración de la carga y selección de PMTs que recibieron señal; identificación del centro de la cascada; y la dirección. Además se aplica un discriminador entre rayos gamma y los rayos cósmicos hadrónicos. En la figura 4.6 se muestra un ejemplo de cada uno de estos eventos. La distinción entre los eventos de fotones de los de hadrones dependen en gran medida de la energía y el tamaño de los eventos. Para más detalles de reconstrucción de eventos, estimación del fondo, y los *cortes* utilizados se puede consultar Abeysekara et al. (2017).

Run 3118, TS 1, Ev# 63, CXPE40=1.57e+03, RA= 131.7, Dec= 44.8



(a) Distribución de una cascada hadrónica

Run 2200, TS 665009, Ev# 227, CXPE40= 93.9, Cmpntness= 5.14



(b) Distribución de una cascada electromagnética

Figura 4.6: Se muestra la distribución de un evento iniciado por un protón (en el panel superior) y un evento iniciado por un rayo gamma (en el panel inferior). Los eventos se presentan en función del arreglo HAWC, representando con círculos los detectores y PMTs. El tamaño de los círculos es proporcional a la carga y el color al tiempo de arribo. Con una estrella se indica el arribo central, su dirección con la línea roja. El círculo con línea punteada tiene un radio de 40 m alrededor del centro de arribo.

## 4.4. Selección de datos y cortes de calidad

El conjunto de datos en este estudio comprende desde enero 2016 hasta octubre 2020 correspondiente a cinco años de observación hacia finales del ciclo solar 24 e inicio del ciclo 25. Debido a la posición de HAWC respecto la trayectoria solar aparente, sólo se

consideran los datos obtenidos cuando la posición del Sol tiene ángulo cenital  $\leq 25^\circ$  como se marca en la figura 4.7. Así, nuestros periodos anuales se refieren a  $\sim 200$  días de datos entre marzo y octubre de cada año. Además del análisis para periodos largos, se realiza el estudio para periodos cortos por rotación solar de  $\sim 27$  días. Las rotaciones a considerar para cada año son: 2016: 2175-2182; 2017: 2188-2195; 2018: 2202-2209; 2019: 2215-2222; 2020: 2228-2235 (Tabla 2.1).

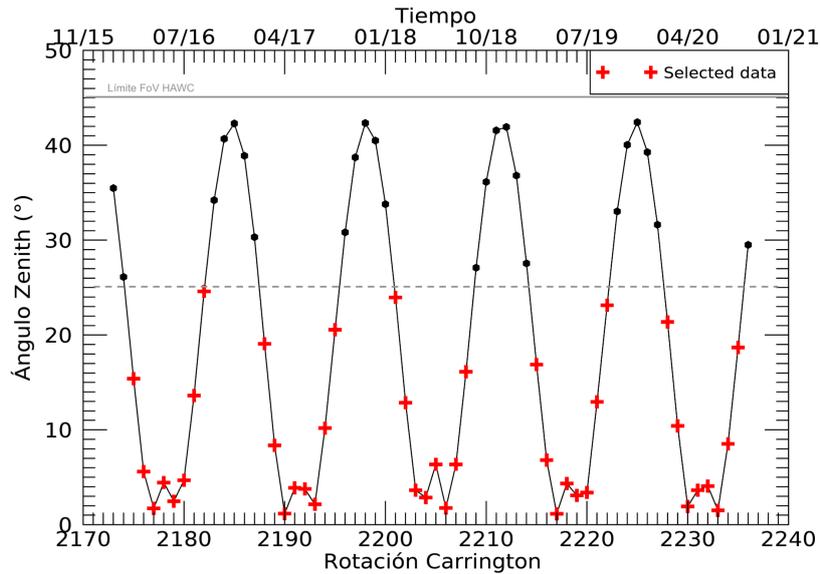


Figura 4.7: Posición cenital del Sol durante cada rotación Carrington para los cinco años de estudio, indicando con color rojo los periodos seleccionados a partir de la línea gris punteada en zenith =  $25^\circ$ . La línea continua indica el campo de visión (FoV) total del observatorio HAWC.

Como se dijo anteriormente, el campo de visión de HAWC es muy amplio ( $\sim 45^\circ$ ), y al estar en funcionamiento continuo las 24 horas del día, logra la observación de tres cuartas partes del cielo. El ángulo cenital, es decir, la dirección de llegada de las partículas es uno de los cortes que se toma en cuenta para la división de intervalos o bins de energía en este análisis.

Por otro lado, cuando el sistema principal DAQ recoge los datos de las EAS, estos pasan a un proceso computacional para caracterizar la cascada. En particular, la energía puede ser estimada a partir del número de PMTs iluminados (con un umbral  $\geq 75$ ), dependiendo de si la cascada es inducida por un hadrón o un fotón.

La ubicación del centro de la cascada se puede estimar a partir de la dirección y distribución espacial de la dirección calculada de acuerdo a los tiempos en que los PMT se iluminan, es decir, reciben la señal. Sabemos que una cascada electromagnética tiene una distribución de carga compacta en función de la distancia de su centro (Albert et al., 2018). El tamaño de las cascadas se define por su radio, por lo que aquí se considera un radio  $\geq 40$  m para distinguir entre cascadas y tener mayor seguridad de que nuestro evento haya sido iniciado por un rayo cósmico, probablemente protón, que son los que nos interesan en esta tesis.

### 4.4.1. Cortes de energía

Sabemos que el número, el tipo y la distribución lateral de la cascada están íntimamente relacionados con la masa y energía del primario. En HAWC no es posible identificar individualmente cada partícula secundaria. Sin embargo, sí tenemos información con la que nos es factible estimar la energía de la partícula primaria.

En esta sección se establecen los rangos o bins de energía utilizados en esta tesis. Para esto se utiliza el método de likelihood<sup>2</sup>, que estima la energía basado en la simulación de la distribución lateral de las cascadas y su arribo al arreglo. Son nueve los bins de energía considerados en este análisis como se muestra en la tabla 4.1.

Tabla 4.1: Número de bin y la energía media correspondiente.

Número de Bin	Energía media [TeV]
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

En este trabajo el análisis de los mapas de la sombra del Sol en función de la energía se considera de dos maneras: 1) combinada, es decir, tomando un rango amplio de energía entre 2.5 y 226 TeVs; y 2) por bins o intervalos de energía sugeridos por Hampel-Arias (2017) descritos en la tabla 4.1.

## 4.5. Producción de mapas

Un mapa del cielo se basa en los conteos observados en las direcciones de llegada de los eventos agrupados en píxeles. Y analizamos los datos en cada píxel relativo a un fondo esperado. 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 un software utilizado por la colaboración 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), que se usa para dividir el cielo en píxeles con un ancho angular de  $0.1^\circ$  en coordenadas ecuatoriales. *Map-maker* se usa para hacer mapas de datos y de fondo de los eventos de RC. Los mapas son histogramas en dos dimensiones del arribo de EAS. Para la estimación del fondo en los eventos se usa una técnica llamada

<sup>2</sup>Likelihood es un método que utiliza un modelo con el cual se calcula la probabilidad de que, dado un evento, una variable tome cierto valor. Después lo compara con los datos observados y así determinar qué tan similar es el valor estimado respecto al real.

*integración directa* (ver Sección 4.5.1). Ya que se crean los mapas de datos y fondo, se les aplica un *suavizado*, que puede ser usado a diferentes escalas angulares. Una función común de suavizado es "top hat", la cual depende de una distancia angular radial, que delimita la contribución de eventos. Finalmente se obtiene el exceso o déficit relativo entre los datos y el fondo usando el método de Li y Ma (1983).

En la práctica, para crear los mapas a partir de los eventos registrados, en AERIE se tiene una serie de ejecutables de *aerie-apps* (Zhou y Hui, 2013) que se aplican de acuerdo a especificaciones previas, las cuales nos ayudan a definir el tipo de mapa requerido. Para este trabajo se utilizan los siguientes ejecutables:

1. *aerie-apps-make-hawc-maps*. Aquí se aplican los cortes, se seleccionan los archivos y la configuración general como el objeto de estudio (Sol o Luna).
2. *aerie-apps-combine-maps*. En este paso se combinan los mapas de todos los bins o corridas durante el tiempo que se desee.
3. *aerie-apps-smooth-tophat-make-significance-map*. En el último paso se aplica un suavizado de los datos (para este análisis se usa un suavizado de  $1^\circ$ ). Los rangos de declinación que se quiera mapear y se obtienen los mapas de significancia e intensidad relativa.

Para graficar los mapas se utiliza un paquete de python (*plotMercator*) que nos da la facilidad para hacer una proyección del cielo con un acercamiento a la región de interés. La visualización de los mapas está dada en términos de la ascensión recta ( $\alpha$ ) y declinación ( $\delta$ ). Para centrar el objeto en (0,0) se hace una conversión, restando las coordenadas ecuatoriales del objeto de las coordenadas ecuatoriales de cada evento relativas al objeto, entonces las coordenadas relativas al Sol son ( $\alpha - \alpha_{Sun} + 180^\circ$ ,  $\delta - \delta_{Sun} + 180^\circ$ ).

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

El método de *integración directa* (MID) (Atkins et al., 2003) se usa para estimar el fondo (o background) y crear un mapa del cielo  $N(\alpha, \delta)$  en función del flujo de partículas de interés. Para esto, se integra la tasa de eventos registrados por el detector  $R(t)$ , sobre una región del cielo  $d\Omega$  centrada en un punto expresado en coordenadas locales (ángulo horario [HA] y declinación [ $\delta$ ]) y un tiempo ( $t$ ).

$$\langle N(\alpha, \delta) \rangle = \int_{t=0}^{t=2} \int_{4\pi} E(HA, \delta) \cdot R(t) \cdot \varepsilon(t, HA, \alpha) d\Omega dt, \quad (4.3)$$

donde  $E(HA, \delta)$  es la eficiencia del instrumento para detectar eventos provenientes de la dirección  $(HA, \delta)$  y  $\varepsilon$  es un factor que asegura que un bin en coordenadas locales  $(HA, \delta)$  sólo contribuye al background de un bin en coordenadas ecuatoriales  $(\alpha, \delta)$  a un tiempo  $t$  cuando los dos bins ocupan el mismo espacio físico. Es una función que sólo 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  $\alpha$  y  $\delta$ , o cero si los eventos caen fuera de las coordenadas seleccionadas. El ángulo sólido es  $d\Omega = dHA \cdot d\delta \cdot \sin\delta$ .

Este método asume que la eficiencia del detector  $E$  es independiente de la tasa de eventos  $R$  en un periodo de 2 horas. Por lo que se elige un periodo de integración de 2 horas a fin de obtener la estadística suficiente para la estimación del fondo, lo que

maximiza el número de eventos 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.

La integración directa requiere que la dirección de arribo local sea estable a lo largo de un periodo  $\Delta t$ . Para HAWC, que es un detector estático, su valor es  $\Delta t = 24$  horas, lo cual preserva las características sobre todas las escalas angulares (limitada sólo por su campo de visión).

Para simplificar la integral, la dependencia temporal de la distribución local y la dependencia espacial del detector son tratadas bajo la consideración de que ambas distribuciones son separables. En la práctica, un mapa de referencia se construye por la convolución de la distribución de eventos en tiempo y dirección local usando doble sumatoria, como sigue

$$\langle N(\alpha, \delta) \rangle = \sum_{\Delta t} \sum_{t=0}^{2\pi} R_{\Delta t}(t) E_{\Delta t}(HA, \delta), \quad (4.4)$$

donde, para cada periodo de integración directa, el mapa de referencia es la suma del producto de la tasa de cuentas del detector  $R_{\Delta t}(t)$  y la distribución normalizada de arribo local  $E_{\Delta t}(HA, \delta)$ . Después de cada periodo de integración, el mapa en coordenadas locales se convierte en un mapa del cielo en coordenadas ecuatoriales  $(\alpha, \delta)$ .

#### 4.5.2. Significancia

La significancia es una estimación estadística resultante de calcular la distribución gaussiana, que se utiliza para representar cómo se distribuyen los datos. De aquí se tienen dos conceptos: la media, representa el centro de la gaussiana donde se ubica el centro (o promedio) de los datos; y la desviación estándar o sigma ( $\sigma$ ) medida usada para cuantificar la variación o dispersión de un conjunto de datos.

Para poder declarar el descubrimiento de una fuente o decir que un resultado es confiable, por convención el valor mínimo necesario es de  $5\sigma$ , representando una probabilidad  $> 99.8\%$  de ocurrencia del evento, siendo este el valor mínimo esperado.

La significancia  $S_{Li-Ma}$  nos permite tener una evaluación del exceso y/o déficit de un flujo de partículas. 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.

$$S_{Li-Ma} = \sqrt{2N_{on} \ln \left( \frac{1 + \alpha_{Li-Ma}}{\alpha_{Li-Ma}} \frac{N_{on}}{N_{on} + N_{off}} \right) + 2N_{off} \ln \left( \frac{(1 + \alpha_{Li-Ma})N_{off}}{\alpha_{Li-Ma}} \right)} \quad (4.5)$$

$$\alpha_{Li-Ma} = \frac{\Delta\Omega}{\Delta\theta\Delta t 15^\circ hr^{-1} \cos\delta} \quad (4.6)$$

donde  $N_{on}$  es el número de cuentas de la señal en un bin de posición  $i$  (dado por  $\alpha, \delta$ ) sobre la fuente,  $N_{off}$  es el número de cuentas fuera de la fuente (fondo) estimado para el mismo bin de posición y  $\alpha_{Li-Ma}$  es la exposición relativa del mapa de datos respecto al mapa de fondo dada por la ecuación 4.6, 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 fondo). Donde  $\Delta\Omega$  es el ángulo sólido, para HAWC  $\Delta t = 24$  horas.

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 método de integración directa (Sección 4.5.1), dividido por la exposición relativa (Ecuación 4.8).

$$N_{on} = N(\alpha, \delta) \quad (4.7)$$

$$N_{off} = \langle N(\alpha, \delta) \rangle / \alpha_{Li-Ma} \quad (4.8)$$

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:

$$S_{Li-Ma}(\alpha, \delta) = \frac{N_{on}(\alpha, \delta)}{\sqrt{\langle N_{off}(\alpha, \delta) \rangle}} \quad (4.9)$$

### 4.5.3. 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:

$$\delta IR_i(\alpha, \delta) = \frac{\Delta N_{on}}{N_{off}} = \frac{N_{on}(\alpha, \delta) - \langle N_{off}(\alpha, \delta) \rangle}{\langle N_{off}(\alpha, \delta) \rangle} \quad (4.10)$$

donde  $\langle N_{off} \rangle$  es la estimación de las cuentas del fondo y  $N_{on}$  las cuentas observadas en la posición  $i$  de la fuente observada.

La propagación de incertidumbres se calcula a partir de la ecuación 4.11, tomando en cuenta tanto los datos de la señal como de la intensidad relativa del fondo.

$$\sigma_{\delta IR_i} = \sqrt{\frac{N_{on}(N_{on}\alpha_{Li-Ma} + \langle N_{off} \rangle)}{\langle N_{off} \rangle^3}} \quad (4.11)$$

## 4.6. Sombra de la Luna

Lo que llamamos “sombra de la Luna” es el registro del déficit del flujo de RCG cuando viajan en la dirección de la Tierra y son bloqueados por la Luna (ver Figura 4.8).

En HAWC como en otros experimentos de detección de cascadas atmosféricas, la sombra de la Luna debido a su comportamiento tan estable, ha sido un importante parámetro que se ha usado para estimar la sensibilidad del instrumento, calibrar su precisión y resolución angular. Cabe mencionar que la resolución angular de HAWC es  $\sim 0.5^\circ$  para RC con energía estimada mayor a 2 TeV.

Sabemos que el campo magnético de la Luna es despreciable, por lo que podríamos suponer que al hacer estudios de la sombra de la Luna, esta no presentará desviación, obteniendo una sombra centrada y de su mismo tamaño angular. Cuando en realidad lo que se tienen son mapas como el presentado en la figura 4.9, donde vemos que el tamaño

de la sombra es  $\sim 1^\circ$  y con desviación respecto al centro del mapa de  $0.53^\circ$  y  $0.22^\circ$  en ascensión recta ( $\alpha$ ) y declinación ( $\delta$ ). Este fenómeno se debe al campo geomagnético, el cual causa una deflexión  $\Delta\theta = 1.6^\circ \times (E/1TeV)^{-1}$  para protones con energía  $E$ , haciendo que la sombra se mueva hacia el oeste.

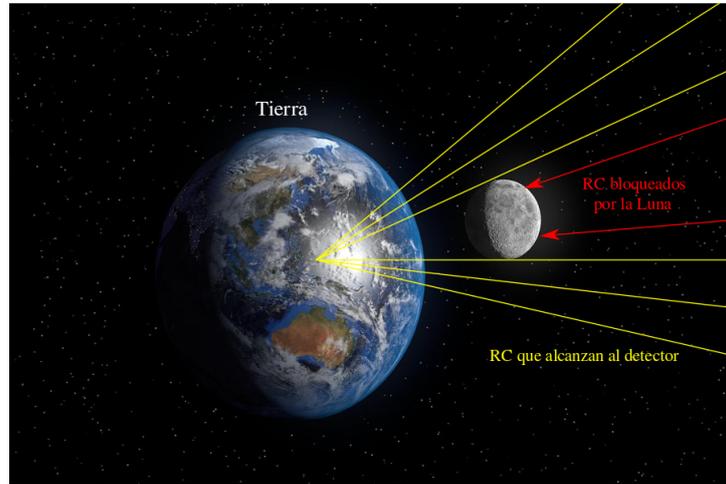


Figura 4.8: Representación de la Luna bloqueando el flujo de RCG, provenientes del espacio hacia la Tierra produciendo una sombra aparente.

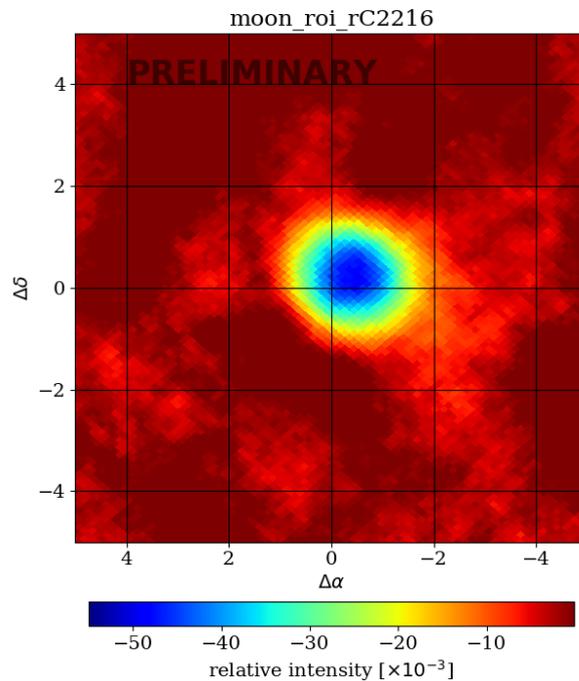


Figura 4.9: Mapa de la sombra de la Luna en intensidad relativa, creado con  $\sim 27$  días de datos (del 8 de abril al 5 de mayo del 2019) del observatorio HAWC. Debido al campo magnético terrestre, la sombra presenta una desviación de  $0.53^\circ$  y  $0.22^\circ$  respecto al centro (0,0) en ascensión recta y declinación, respectivamente.

## Capítulo 5

# Estudios previos de la Sombra del Sol en RC

Desde las primeras detecciones del observatorio HAWC en 2013-2014, se realizaron estudios del déficit del flujo de RCG en dirección del Sol, comprobando su efectividad en esta área. Enríquez-Rivera et al. (2015) obtuvo los mapas presentados en la figura 5.1 con significancia  $> 7.5\sigma$ . Posteriormente se hicieron estudios más detallados de la sombra del Sol, durante la fase de declive del ciclo solar 24, no sólo del flujo de RCG (Lara et al., 2019) sino también del flujo de rayos gamma (Albert et al., 2018).

Además de los estudios realizados por el observatorio HAWC, la sombra tanto del Sol como de la Luna han sido observadas previamente por diversos experimentos, entre ellos ARGO-YBJ, MILAGRO y Tibet AS- $\gamma$ , al igual que IceCube más recientemente. Estos dos últimos detectores son presentados a continuación con mayor detalle.

### 5.1. Experimento Tibet-AS

Científicos de origen chino y japonés en colaboración, establecieron el observatorio Tibet AS- $\gamma$ , que permite realizar investigaciones astronómicas detectando cascadas de RC de alta energía. Está ubicado en la región autónoma china del Tibet, 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, se construyó en tres etapas: 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 fue completado (Figura 5.2).

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. Su resolución angular es 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

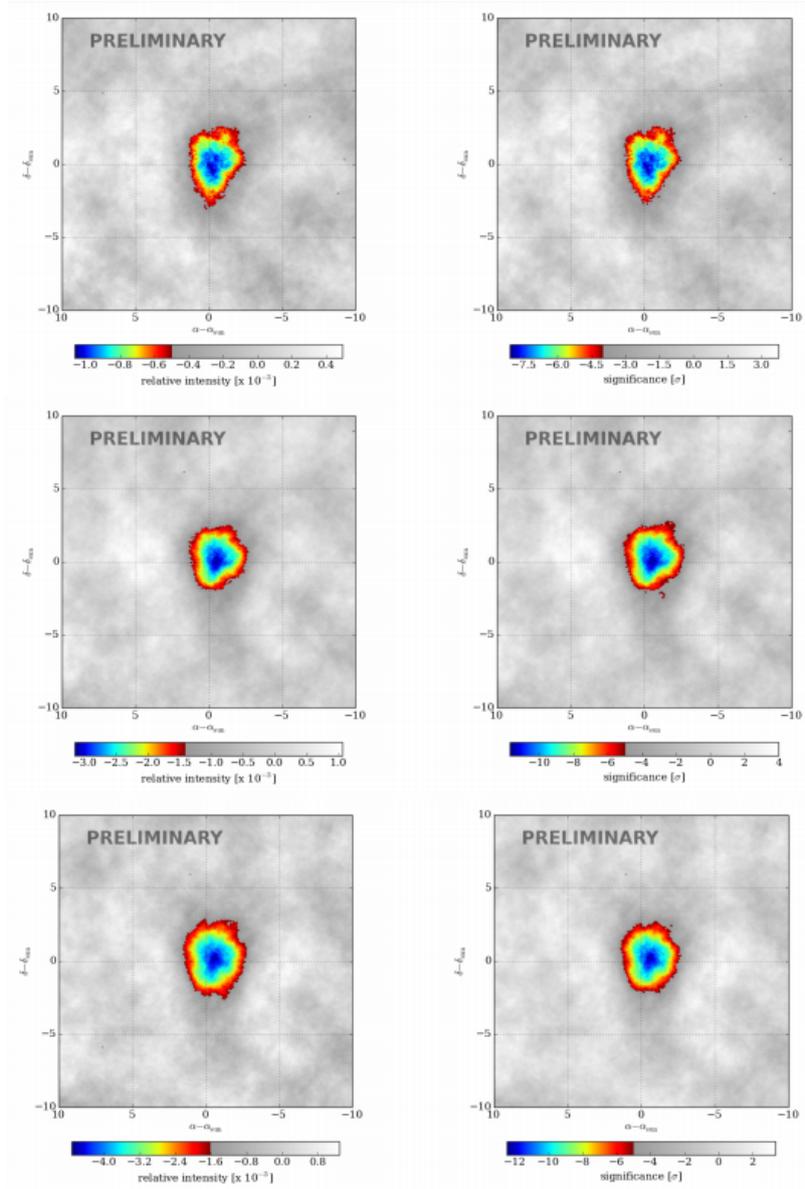


Figura 5.1: Mapas de la sombra del Sol observada por HAWC en diferentes energías: 1, 8 y 50 TeV; con un año de datos entre junio 2013 y julio 2014. (Enríquez-Rivera et al., 2015)

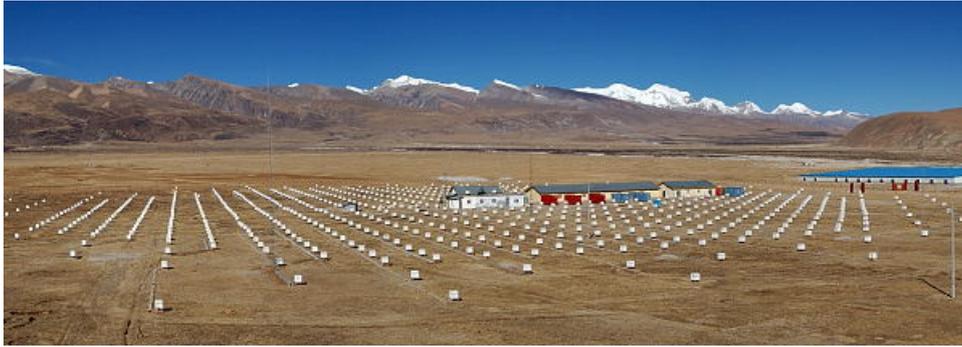


Figura 5.2: Arreglo experimental completo Tibet-AS ubicado en Yangbajing, Tibet a 4300 metros s.n.m.

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 la colaboración del Tibet confirmaron 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  $4.6\sigma$  (Amenomori et al., 1993c). En la fase 1 del Tibet se tiene registro de un máximo en la actividad, obteniendo cierto desplazamiento en dirección sur-oeste de la sombra del Sol, atribuido al cambio del campo magnético solar. Con la fase Tibet-II se obtiene el registro de un mínimo solar, 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 5.3, podemos ver que para un periodo de alta actividad como el sucedido entre 1991 y 1992, la sombra está poco definida y el centro de la sombra esta desplazado del centro del mapa. Por otro lado, en los mapas inferiores, de 1996 y 1997, cuando el Sol se encuentra en una fase de baja actividad la sombra es más definida y concéntrica. Estos mapas fueron realizados tomando eventos en un rango de energía entre 8 TeV hasta 100 TeV.

La figura 5.4 muestra el déficit relativo anual observado para RCG con energía media de 3 TeV, calculado con un método similar al de la ecuación 4.10 (que se utiliza para el análisis de ésta tesis). En el trabajo de Amenomori et al., 2018 se presenta la variación de la sombra del Sol y de la Luna a lo largo de 10 años durante el ciclo solar número 23, iniciando en la fase del máximo (2000-2002) donde debido a la alta actividad no fue posible obtener una sombra del Sol definida como vemos en los paneles superiores de la figura 5.4. En contraste, hacia el mínimo de actividad entre 2008 y 2009, la sombra es más oscura con mayor déficit. Por falta de estadística no se toma en cuenta el año 2006 en el caso del Sol. En comparación los mapas de la Luna (Figura 5.4b) vemos que la sombra presenta un comportamiento muy estable gracias a la ausencia de campo magnético.

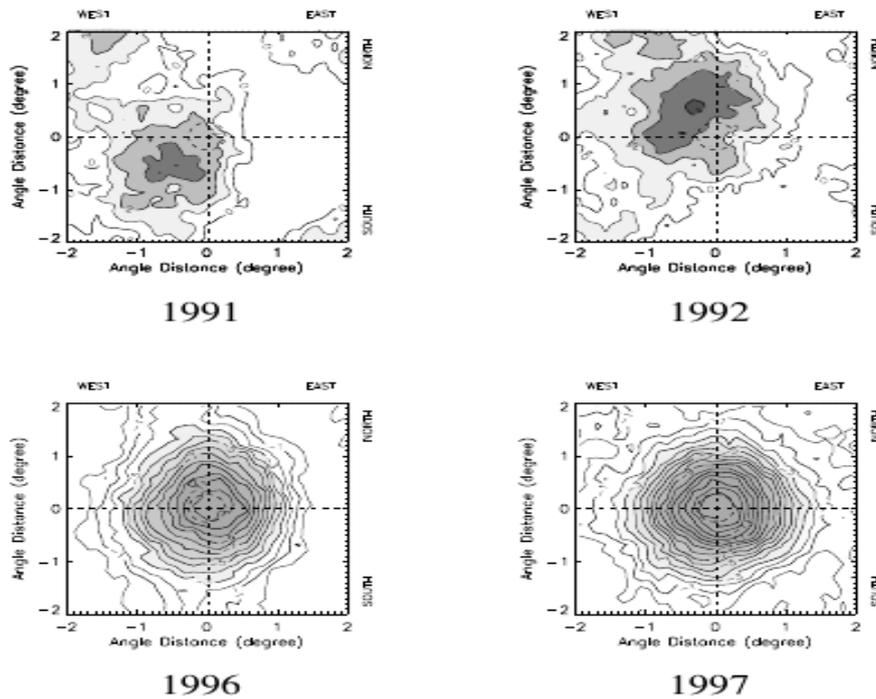


Figura 5.3: Variación de la sombra del Sol durante los periodos de máxima (paneles superiores) y mínima (paneles inferiores) actividad solar. La energía de las partículas se estima alrededor de 8 TeV. (Amenomori et al., 2000)

## 5.2. Observaciones IceCube

El observatorio IceCube es un experimento “multipropósito”, siendo uno de sus objetivos principales la búsqueda de partículas subatómicas de alta energía llamadas neutrinos y, así estudiar el cosmos: gamma-ray bursts, hoyos negros y estrellas de neutrones. Asimismo reportan la detección del déficit de flujo de RC con energías desde 300 TeV a 1 EeV.

El proyecto IceCube fue construido en diferentes etapas de acuerdo al número de “strings” o cuerdas activas, completándose en diciembre del 2010. Su interior consiste principalmente de 86 cuerdas con un total de 5160 sensores ópticos o DOMs (Digital Optical Modules), que a su vez tienen un tubo fotomultiplicador. Es localizado en el polo Antártico, cerca de Amundsen-Scott South Pole Station. Su diseño (figura 5.5) consta de dos partes: 1) *IceTop*, arreglo superficial en la parte superior que mide la llegada de los rayos cósmicos, su flujo y composición; 2) *IceCube neutrino telescope*, cubo de hielo ubicado bajo tierra a 2500 metros de profundidad aproximadamente, usando el glaciar como medio para la detección de partículas por efecto Cherenkov.

En su reciente estudio de siete años de la sombra del Sol en RC (con energía media de  $\sim 50$  TeV), obtienen como resultado una significancia  $> 9\sigma$  por año para el Sol y  $> 7\sigma$  para el caso de la Luna, con fluctuaciones de hasta  $6\sigma$ . Por otro lado, debido a las variaciones temporales presentadas en torno al campo magnético solar, presentan un análisis de la sombra del Sol haciendo una correlación con la actividad solar usando el número de manchas solares (Aartsen et al., 2021).

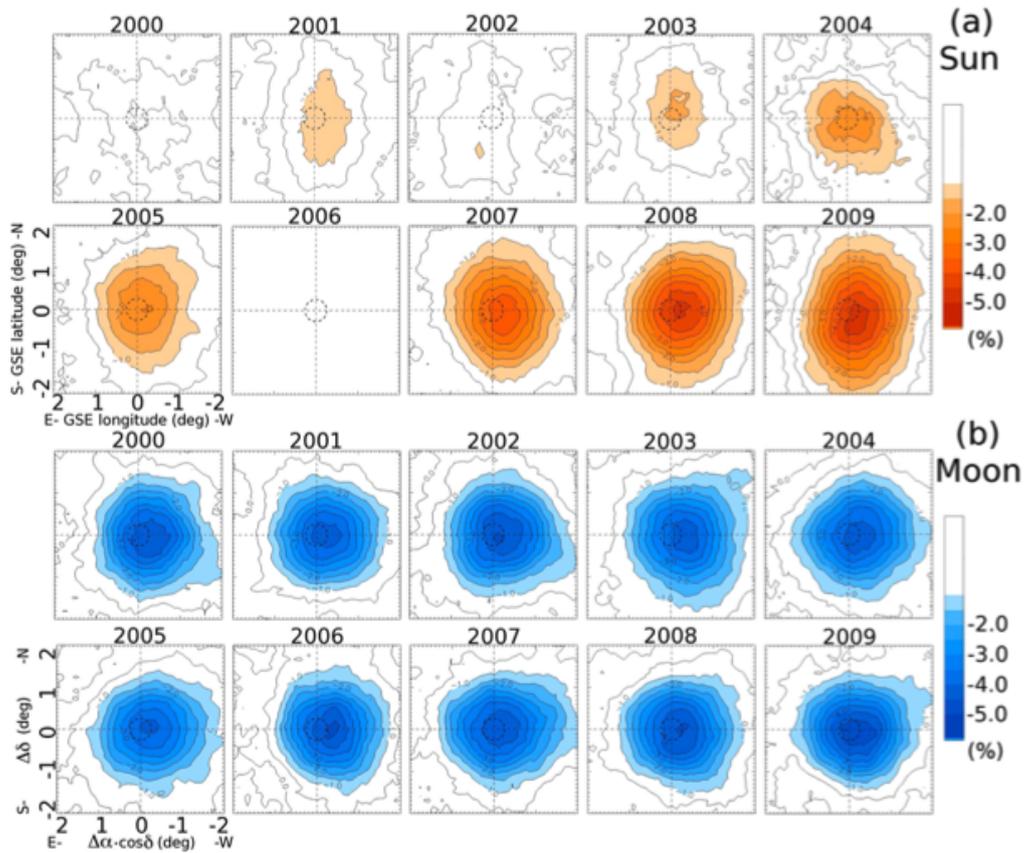


Figura 5.4: Variación del déficit de la sombra del Sol (a) y de la Luna (b) por año desde 2000 hasta 2009, observado para RCG de 3 TeV de energía. (Amenomori et al., 2018)

Debido a su posición en el hemisferio sur, las observaciones de IceCube más que una comparación representan un complemento a los resultados obtenidos con los datos de HAWC presentados en esta tesis (dicho anteriormente en 4.4), pues el periodo de datos reales son de Noviembre a Febrero entre 2010 y 2017 como vemos en la figura 5.6 mostrando el mayor déficit hacia los mínimos de actividad solar.

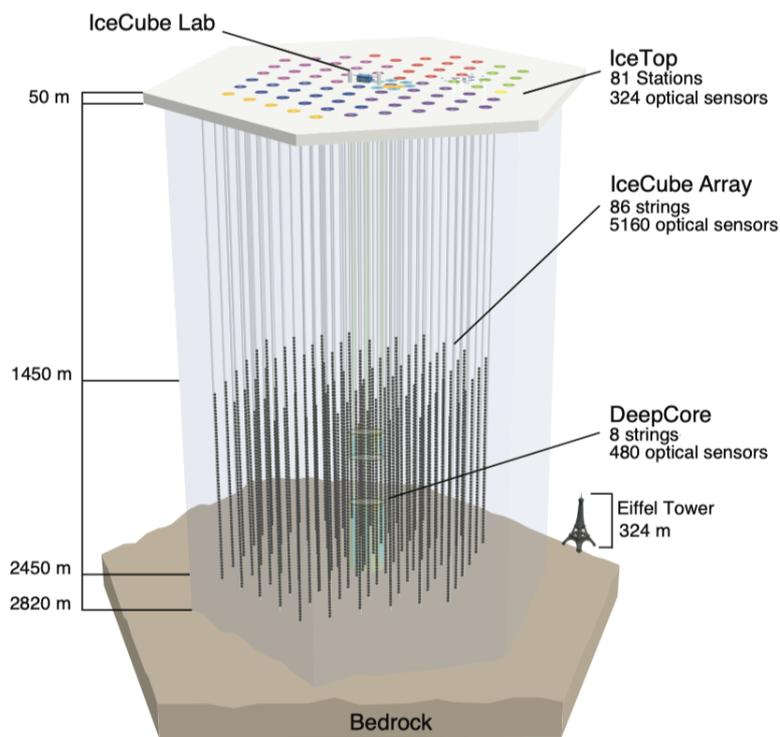


Figura 5.5: Diagrama del detector de Neutrinos IceCube donde se muestra su configuración. La parte superior *IceTop* con más de 300 sensores ópticos detecta partículas secundarias relativistas inducidas por RC. (Aartsen et al., 2021)

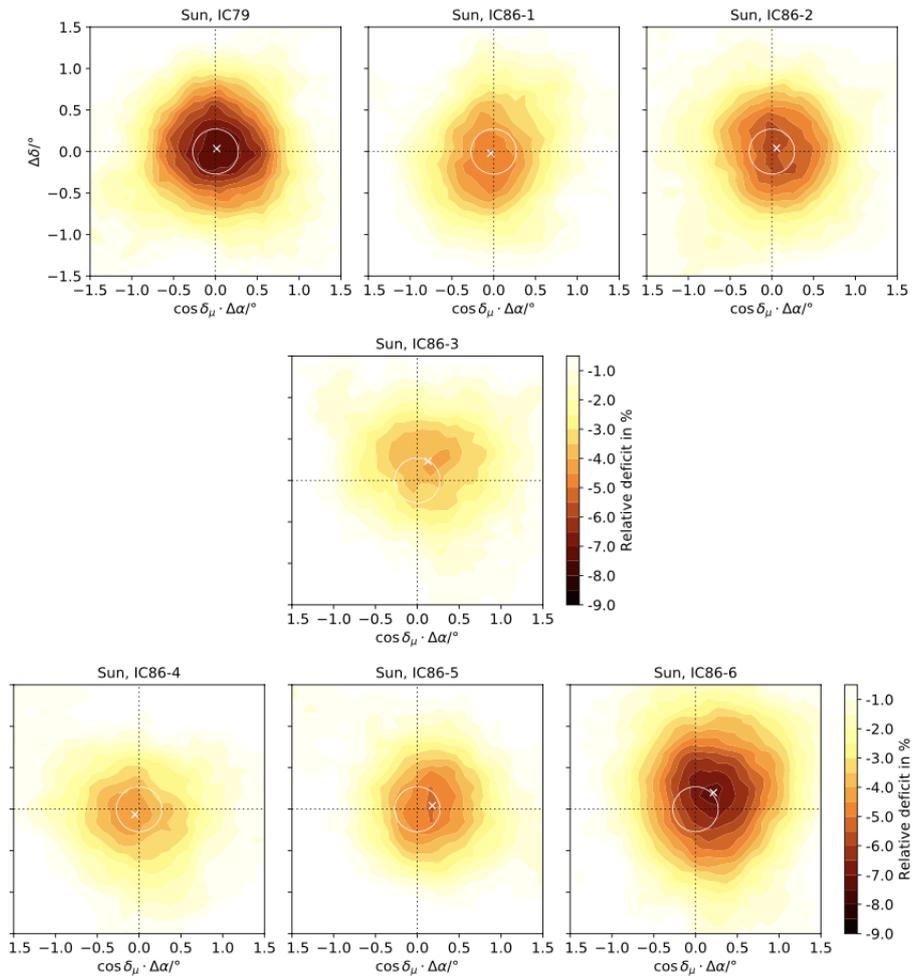


Figura 5.6: Mapas de la sombra del Sol obtenidos por el detector IceCube, a partir de 7 periodos de datos entre 2010 y 2017. Se muestra el déficit relativo de acuerdo a la escala de colores y marcado su centro con una cruz blanca, el círculo blanco indica el promedio del radio angular del Sol (Aartsen et al., 2021).



# Capítulo 6

## Resultados y Análisis

### 6.1. Sombra de la Sol

La sombra del Sol al igual que la sombra de la Luna, se produce cuando RC provenientes del espacio exterior en su camino hacia la Tierra, tienen interacción con el cuerpo celeste y dependiendo de cómo se efectúe tal interacción, las partículas son desviadas o “absorbidas”. De modo que al *mapear* el flujo de los RC se observa un déficit, y es lo que se conoce como “sombra”.

En esta sección se presenta el análisis del déficit en intensidad relativa (dado por la ecuación 4.10) de la sombra del Sol con el fin de conocer su evolución temporal y por energías, a partir de los eventos registrados desde el 2016 al 2021 por el observatorio HAWC. Además estudiamos la forma y tamaño de la sombra, así como la desviación de los RCG al atravesar el campo magnético coronal. Siguiendo esta línea de estudio realizamos la comparación entre el campo magnético solar y el déficit de la sombra del Sol a fin de conocer la relación entre ambos fenómenos. Para esto, se presenta un análisis similar con el déficit relativo de la sombra de la Luna como referencia. Ya que el campo magnético de la Luna es prácticamente nulo.

Posteriormente se muestra una relación entre los resultados del déficit relativo de la sombra solar y el campo magnético coronal del Sol obtenido por la extrapolación del campo fotosférico a partir del modelo PFSS.

Para complementar este estudio, se presenta una simulación de la trayectoria de partículas para conocer su desviación angular dependiendo de su energía y de la distancia de interacción con el objeto celeste, considerando un campo magnético dipolar.

#### 6.1.1. Evolución temporal del déficit

Hasta ahora los estudios de la sombra del Sol realizados previamente muestran sus resultados integrados en periodos anuales. En esta tesis, además de hacer un análisis anual se hace un estudio más detallado de la variación del déficit del flujo de RCG temporal, en periodos cortos de  $\sim 27$  días (rotaciones Carrington) y periodos largos de aproximadamente siete meses (tiempo representativo al periodo anual). Trabajando en un rango total de energía desde 4 TeV a 226 TeV.

En la gráfica de la figura 6.1, se muestra la significancia del déficit de la sombra Luna y del Sol registrado durante cinco años de datos presentados en periodos de rotaciones Carrington. La significancia varía entre  $16\sigma$  y  $23\sigma$  para la Luna, y entre  $3\sigma$  y  $30\sigma$  para el Sol. Si se requiere ver los mapas obtenidos pueden consultarse los apéndices A.1 y

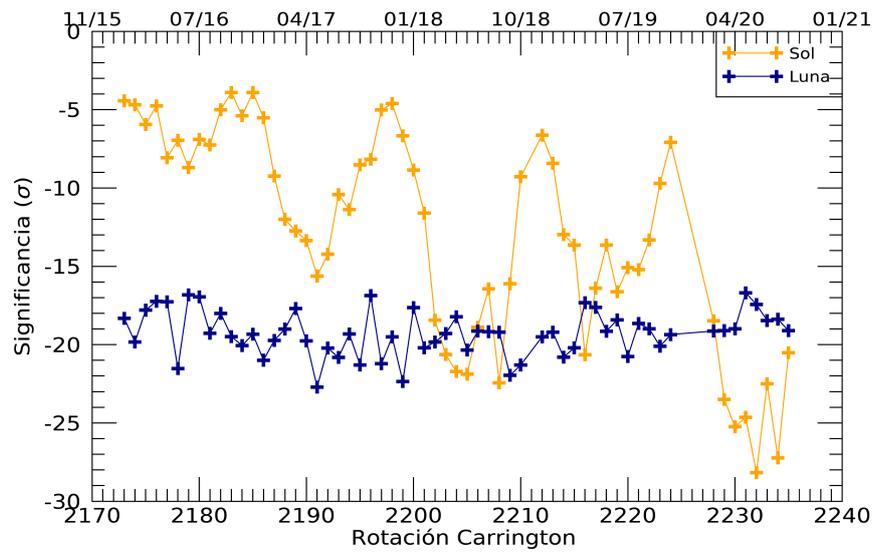


Figura 6.1: Significancia del déficit de la sombra de la Luna (color azul) y el Sol (color amarillo) para cada rotación Carrington desde 2016 al 2020.

B.1. La significancia del Sol y de la Luna por año se muestra en la tabla 6.1, donde vemos que los valores son mayores para periodos anuales que por rotación, la razón es que el conjunto de datos es mayor. Sin embargo el comportamiento es el mismo, es decir, las significancia de la Luna se mantiene estable, y el déficit de la sombra del Sol tiende a aumentar con el tiempo.

El comportamiento del déficit relativo es muy estable para el caso de la Luna, lo que nos ayuda a establecer una media en 4.9% como vemos en la figura 6.2a y, que se utiliza como referencia para los resultados de la sombra del Sol, los cuales en este caso varían entre 1% y 6% y hasta 7% en el caso del estudio por rotación, como se muestra en la figura 6.2b.

Tabla 6.1: Significancia en  $\sigma$  e Intensidad relativa en % por año de la sombra de la Luna (L) y del Sol (S).

Año	$S_{Li-Ma}$		$IR_L[\%]$	$IR_S[\%]$
	$\sigma_L$	$\sigma_S$		
2016	-53.3	-16.9	-4.8	-1.1
2017	-57.4	-34.4	-4.9	-2.4
2018	-58.2	-55.9	-5.0	-3.7
2019	-57.5	-59.6	-4.9	-3.7
2020	-49.6	-58.9	-5.0	-5.3

La comparación de la evolución temporal del déficit de flujo de RCG entre datos de la sombra de la Luna y del Sol, se muestran en la figura 6.2, donde podemos ver que el comportamiento en general del Sol es decreciente, tanto para periodos cortos (por

rotación) como anuales. Como es esperado el comportamiento de la luna es constante a través del tiempo, sin embargo en el estudio por rotación Carrington (Figura 6.2b), vemos pequeñas variaciones de 1% aproximadamente. De este análisis para el déficit del Sol, tenemos más variación temporal con una mayor dispersión entre las rotaciones del año 2019. Mientras que el máximo déficit se registra en la rotación 2229, correspondiente al lapso entre marzo y abril del 2020 a 6.6%, respecto a la media de la Luna (5%).

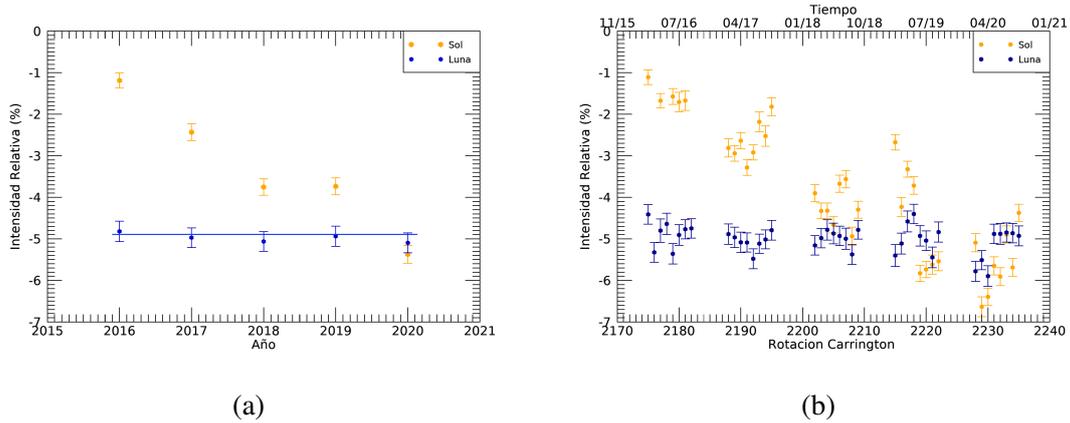


Figura 6.2: Comparación del déficit relativo en% del Sol (puntos en amarillo) y la Luna (puntos en azul) respecto al tiempo para datos anuales (a), y por rotación Carrington (b).

En la figura 6.2, así como en las figuras posteriores (6.3, 6.4, 6.7, 6.8, 6.9), se puede observar una diferencia entre los valores del Sol respecto a la media correspondiente a la sombra de la Luna. Tales variaciones son muy significativas y se atribuyen principalmente al campo magnético solar. La cuantificación de esta relación se detalla más en la sección 6.2.

### Evolución temporal de la Morfología de la Sombra

Para estudiar las características de la sombra con mayor detalle y podamos determinar cuantitativamente su disposición morfológica, se aplica un ajuste tipo gaussiano en 2D. Método que en general sigue una función  $F(x,y) = A_0 + A_1 e^{-U/2}$ , en donde  $A$  son los coeficientes de la amplitud de la gaussiana y  $U = \frac{(x-x_0)^2}{w_x^2} + \frac{(y-y_0)^2}{w_y^2}$ , una función elíptica donde  $x,y$  son los ejes de la elipse y  $w$  el ancho de cada uno de los ejes. En este análisis consideramos que la sombra es simétrica, es decir, los ejes de la elipse son iguales ( $x = y$ ). Calculamos la anchura a media altura de la sombra y así obtenemos los valores de las gráficas de la figura 6.3.

En esta figura podemos notar un comportamiento decreciente para datos del Sol, al igual que para los resultados del déficit relativo. Aunque, tanto el tamaño de la sombra como las incertidumbres en 2016 son mayores mientras que para los datos del 2020 disminuyen considerablemente. De la figura 6.3a tenemos que el tamaño de la sombra del Sol varía de  $1.25^\circ$  a  $0.9^\circ$  y, para eventos por rotación entre  $1.3^\circ$  y  $0.75^\circ$  (Figura 6.3b), respecto a los  $0.83^\circ$  del ancho medio de la luna. Por otro lado, si el tamaño angular aparente del Sol es de  $0.53^\circ$  y nuestro análisis comprende la estructura solar hasta una altura de  $3R_\odot$ , su tamaño aparente sería de  $\sim 1.6^\circ$ , entonces los resultados

obtenidos están dentro del rango y podemos suponer que los RCG detectados viajan con una trayectoria tal que atraviesan la corona solar baja.

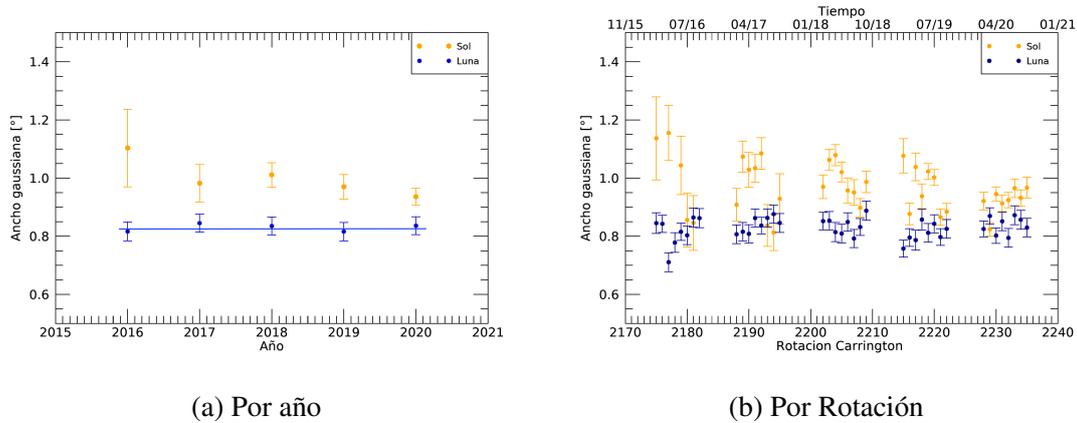


Figura 6.3: Ancho medio de la sombra del Sol (puntos en amarillo) y la Luna (puntos en azul) de acuerdo a un ajuste gaussiano 2D.

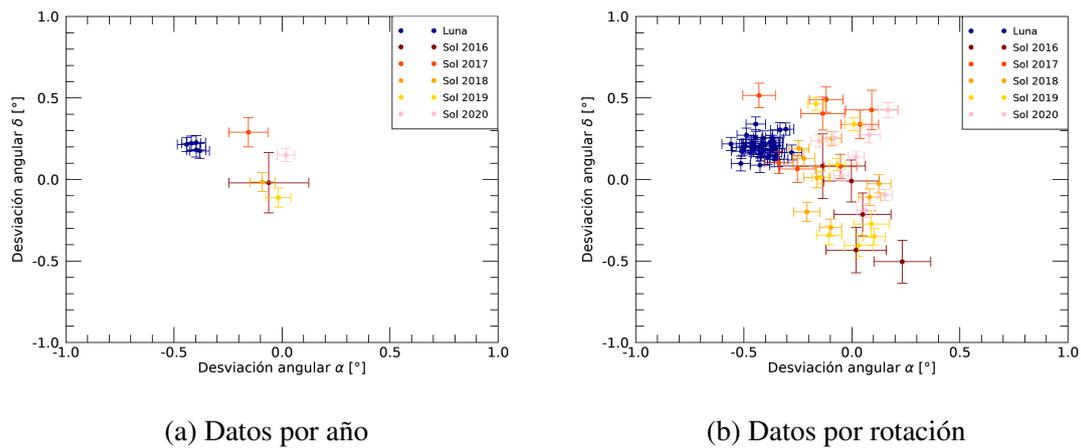


Figura 6.4: Posición angular del déficit máximo de la sombra del Sol de acuerdo a coordenadas ecuatoriales relativas al Sol y a la Luna (puntos en azul). Los datos de la sombra del Sol se presentan en colores rojizos, de acuerdo al periodo: iniciando en color rojo oscuro correspondientes al año 2016 y con puntos rosas al año 2020.

Para estudiar este fenómeno de la interacción de los RC con el campo magnético coronal, nos interesa saber qué tanto se desvían las partículas al llegar a la Tierra. Además sabemos que existe el campo geomagnético, y su efecto lo podemos inducir al visualizar la desviación angular de la Luna ya que su campo magnético es despreciable.

Como vemos en la figura 6.4, se tiene la desviación angular en coordenadas ecuatoriales de la sombra de la Luna en color azul y de la sombra del Sol en diversos tonos rojizos indicando la evolución temporal de acuerdo a la intensidad del color (como se marca en la leyenda), esta escala de colores se aplica para ambos paneles. Aquí la luna presenta una ligera desviación hacia la posición  $(\alpha, \delta) = (-0.5^\circ, 0.3^\circ)$ , respecto a la posición  $(0,0)$ , a pesar de que su campo magnético es despreciable. Esta desviación es pues, efecto del campo geomagnético, en consecuencia se espera que la desviación de

los eventos solares también estén orientados hacia esa posición. Sin embargo, el campo magnético solar domina y esto hace que la desviación de la sombra del Sol respecto al  $(0,0)$  sea mínimo. Los resultados por año se concentran en un radio  $\leq 0.25^\circ$  como se muestra en la figura 6.4a) y dentro de un radio  $\leq 0.6^\circ$  por rotación (Figura 6.4b).

En las figuras 6.5 y 6.6 se muestra un conjunto de mapas de intensidad relativa en donde podemos visualizar los datos graficados anteriormente del déficit de la sombra de la Luna y del Sol en RCG respectivamente, para cada año de datos ( $\sim 210$  días) desde 2016 al 2020. El campo de visión de los mapas es de  $10^\circ \times 10^\circ$ , en coordenadas ecuatoriales relativas al objeto celeste. Cada mapa cuenta con una escala de colores del rojo al azul, donde el azul indica la región del valor de máximo de déficit.

Si comparamos los mapas, la sombra de la Luna tiene una forma circular bien definida. En los mapas de la sombra del Sol, aunque es posible apreciar la circunferencia de mayor déficit, es claro que existe una mejora tanto en su forma como en el valor del déficit dependiente del tiempo como se muestra en las gráficas anteriores.

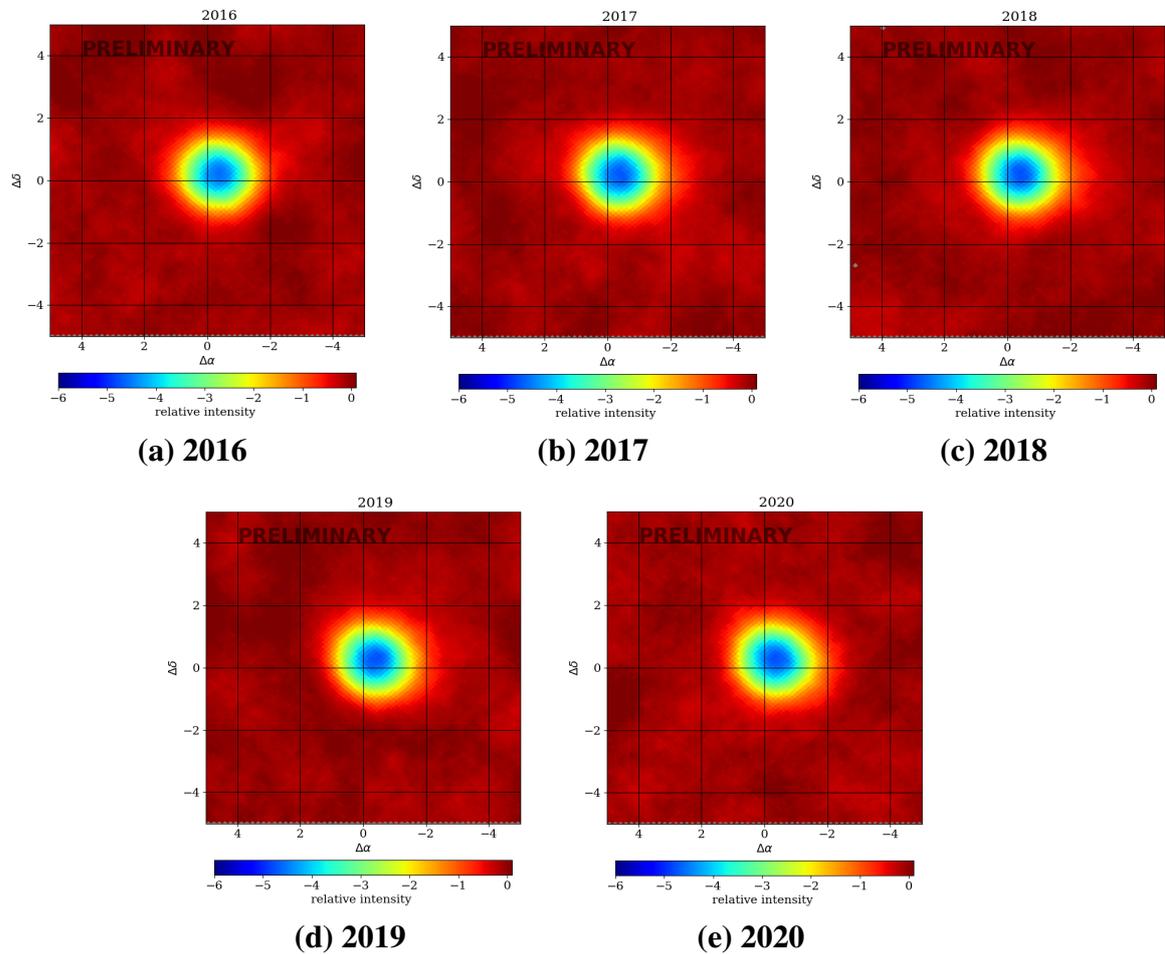


Figura 6.5: Mapas anuales de la Sombra de la Luna, con energía total entre  $\sim 4$  y 200 TeVs. La escala de colores indica el valor de la intensidad relativa, donde el color azul representa el mayor déficit relativo. Se utiliza misma escala para todos los mapas por año, con un límite inferior en -6. Observamos comportamiento constante a lo largo de los 5 periodos.

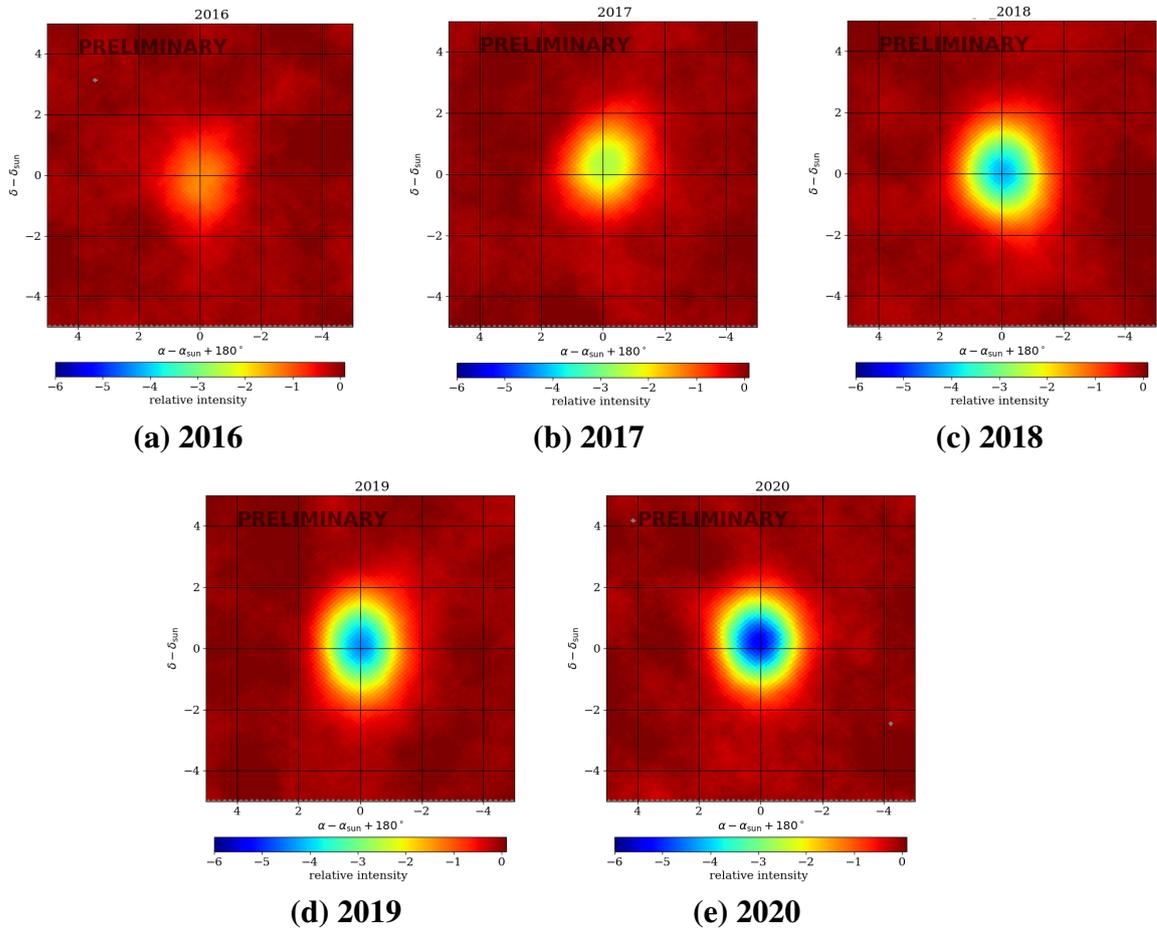


Figura 6.6: Mapas anuales de la Sombra del Sol en RCG con energía total entre  $\sim 4$  y 200 TeVs. La escala de colores indica el valor de la intensidad relativa, donde el color azul representa el mayor déficit relativo. Se utiliza misma escala para todos los mapas por año, con un límite inferior en -6, para visualizar mejor los cambios en cada periodo. Observamos un aumento del déficit respecto al tiempo, con una diferencia de  $\sim 4\%$  entre 2016 y 2020.

## 6.1.2. Evolución del déficit en función de la energía

Además del análisis temporal, realizamos un estudio sobre la sombra del Sol por bins de energía de acuerdo a la tabla 4.1.

En la figura 6.7 tenemos la evolución del déficit relativo respecto al tiempo por bin de energía. En el panel superior (Figura 6.7a) se tiene el déficit respecto al rango de energía, marcando en tonos rojizos la variación temporal por año de la sombra del Sol, y en azul la media de los datos de la Luna para cada bin, con un promedio de 5.5%. El comportamiento de mayor similitud a la media de la Luna son los eventos del 2018 y 2019, particularmente a partir del bin 5. Para el periodo del 2020, el déficit relativo observado es superior a la media.

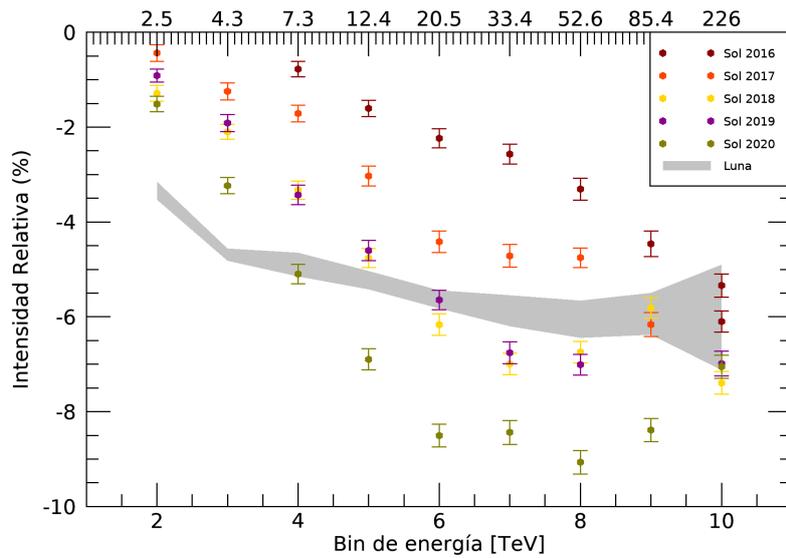
El análisis del déficit por bin de energía es un poco complejo debido a la cantidad de datos por lo que en la gráfica 6.7b, sólo se muestran los eventos de la sombra del Sol en función del tiempo por rotación. El comportamiento respecto al tiempo es decreciente hasta el año 2019, siendo éste el de máximo déficit relativo, siguiendo con una ligera disminución del 3% para las rotaciones del 2020. A diferencia del análisis por año donde el máximo déficit se presenta en los bins del 2020, en este caso el máximo se tiene alrededor de julio 2019 para eventos de energía entre decenas y cientos de TeVs. En cada intervalo de rotaciones, los bins de energía (señalados con diferente color) siguen un patrón similar, presentando menor déficit los bins de menor energía y los bins de alta energía mayor déficit, es decir, se exhibe una dependencia directa entre el déficit relativo y la energía.

## Evolución de la Morfología de la Sombra en función de la energía

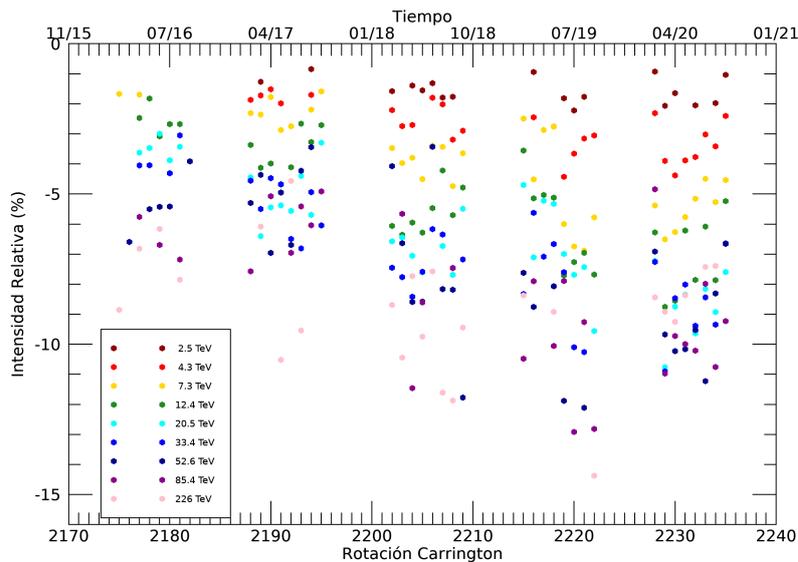
Anteriormente se expuso la variación temporal del tamaño de la sombra del Sol respecto a un amplio intervalo de energía (de 4 TeV a 226 TeV). Ahora se repite el análisis utilizando el ajuste gaussiano en 2D, pero en esta sección conoceremos los cambios morfológicos de la sombra respecto a los diferentes bins energía.

En la figura 6.8 se aprecia un comportamiento decreciente en el ancho medio de la sombra del Sol conforme el bin de energía aumenta, tal que para energías mayores a 20 TeV su tamaño se aproxima al de la luna. La luna mantiene un comportamiento constante, con valores de  $0.8^\circ$  y  $0.9^\circ$  en el tamaño de su sombra para periodos anuales y por rotación respectivamente. El análisis por rotación al igual que en el caso de los datos anuales presenta una relación del tamaño dependiente de la energía. En ambos casos la mayor diferencia y consecuentemente la sombra mayor de  $1.1^\circ \pm 0.4^\circ$  para eventos del bin 2 de energía. El grado de error también está relacionado con el periodo de observación, como se mostró antes. Como vemos, el ancho de la sombra puede variar entre  $1.6^\circ$  y  $0.7^\circ$  para datos anuales del Sol, y un mínimo de hasta  $0.5^\circ$  por rotación.

En la gráficas de la figura 6.9 se tiene la ubicación del punto de máximo déficit respecto al centro relativo del objeto celeste, observando una desviación angular prácticamente constante  $\sim 0.3^\circ$  a partir del bin 4 de energía, tanto para el Sol como para la Luna, como vemos en la figura 6.9a. Sin embargo, podemos ver que el grado de dispersión en el caso del Sol es de casi  $4^\circ$  para bajas energías (entre 2 TeV y 10 TeV), especialmente para eventos de los años 2016 y 2017, mejorando conforme el tiempo y la energía es mayor. Los datos de la gráfica 6.9b tienen un comportamiento muy similar en comparación con los datos por año, pero sí notamos una desviación promedio ligeramente mayor de  $\sim 0.45^\circ$ . Tal diferencia se asocia a que el tiempo de integración



(a) Déficit por año

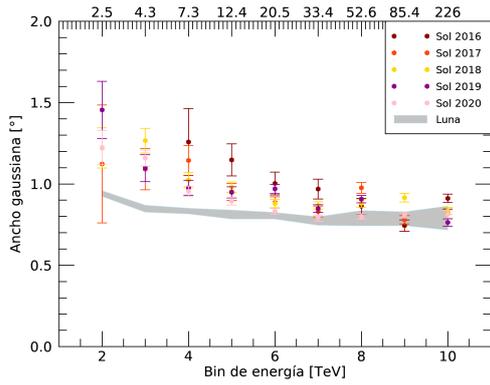


(b) Déficit por rotación

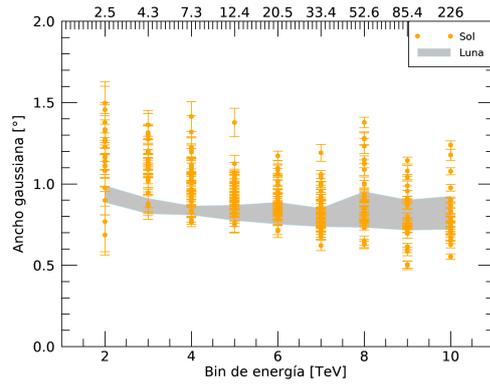
Figura 6.7: Evolución del déficit en intensidad relativa por bin de energía. (a) Comparación datos Sol y Luna. (b) Datos del Sol por bin para cada una de las rotaciones.

disminuye a  $\sim 27$  días y, por tanto el número de eventos también decrece.

Estos resultados son comparables con investigaciones del déficit relativo de otros instrumentos como el Tibet-III (Amenomori et al., 2018) en sus observaciones sobre el anterior periodo de mínima actividad solar a inicios del ciclo 24, para partículas de energía similar a los bins de baja energía presentados en esta investigación. Así también, con los últimos periodos del estudio realizado por el observatorio IceCube (Aartsen et al., 2021), pero en bins 8 y 9 de energía y, en este caso debido a la ubicación del arreglo, y por tanto sus tiempos de observación ambos análisis pueden ser complemen-

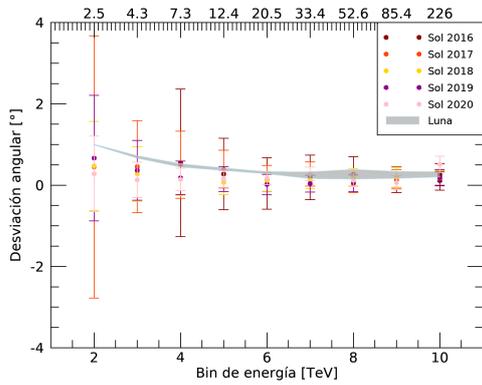


(a)

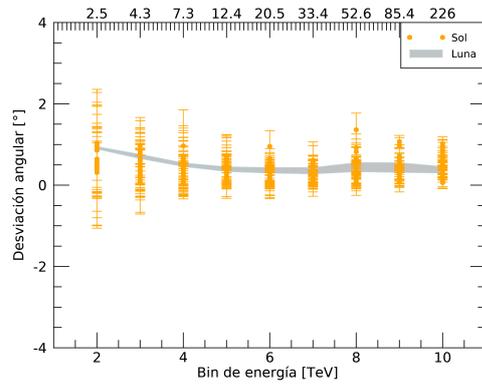


(b)

Figura 6.8: Evolución del tamaño de la sombra del Sol por bin de energía, (a) por año y (b) periodos por rotación Carrington. La banda gris corresponde a la incertidumbre de los datos de la sombra de la Luna.



(a) Desviación anual



(b) Desviación para periodos cortos

Figura 6.9: Desviación angular respecto a la energía de la sombra del Sol, cuya desviación en los bins de alta energía tiende hacia los valores de referencia de la Luna ( $< 0.5^\circ$ ), indicados por la banda gris.

tarias.

## 6.2. Relación con el campo magnético

Como se ha dicho anteriormente, el estudio de la sombra del Sol y su campo magnético ha sido observado por diferentes experimentos durante varios años, logrando establecer una relación entre ambos fenómenos. En esta sección se muestra de manera cuantitativa una relación lineal entre el flujo de RCG y la media del campo magnético solar en la corona baja, con base en los resultados del déficit relativo obtenido de los mapas de la sombra en RC y, los datos de la magnitud del campo magnético coronal se obtienen de la extrapolación del campo fotosférico hacia una altura de  $\sim 2.5R_{\odot}$  de acuerdo al modelo PFSS (previamente discutido en 2.3.3).

Primero se hace un análisis de la media del campo magnético solar en la región de la corona baja a diferentes latitudes: baja  $< 30^{\circ}$ , media entre  $30^{\circ} - 60^{\circ}$  y alta  $> 60^{\circ}$ , respecto al tiempo desde el 2016 hasta 2020 mostrado en la figura 6.10.

Sabemos que la mayoría de las manchas solares se forman en la zona ecuatorial del Sol  $[-30^{\circ}, 30^{\circ}]$ , área donde los campos magnéticos son más fuertes. Por lo tanto, para este análisis se considera el campo magnético en esta zona de bajas latitudes.

En la gráfica 6.11 tenemos el déficit relativo (puntos azules) y el campo magnético (marcado con cruces rosas), en función de las rotaciones Carrington seleccionadas para cada periodo durante los cinco años de datos. Ambas curvas presentan un comportamiento decreciente similar, donde se muestra una relación lineal entre ellas. La intensidad relativa varía desde 1.2% a inicios del 2016, hasta 6.7% para datos del 2020. En este mismo intervalo de tiempo, el campo magnético varía entre 5.5 y 2.5 Gauss, según el modelo de extrapolación PFSS. Estos resultados nos indican que al disminuir la intensidad del campo magnético, el déficit del flujo de RCG aumenta, lo cual confirma la dependencia entre ambas variables.

Por lo tanto graficamos el déficit en función del campo magnético de la corona baja, con el que debieron tener interacción los RCG. Con el fin de cuantificar estos resultados, hacemos una correlación entre estas dos variables como se observa en la figura 6.12. El coeficiente de correlación calculado es de 0.72 de acuerdo al ajuste lineal aplicado, obteniendo una recta (en color rojo) con pendiente igual a 2.

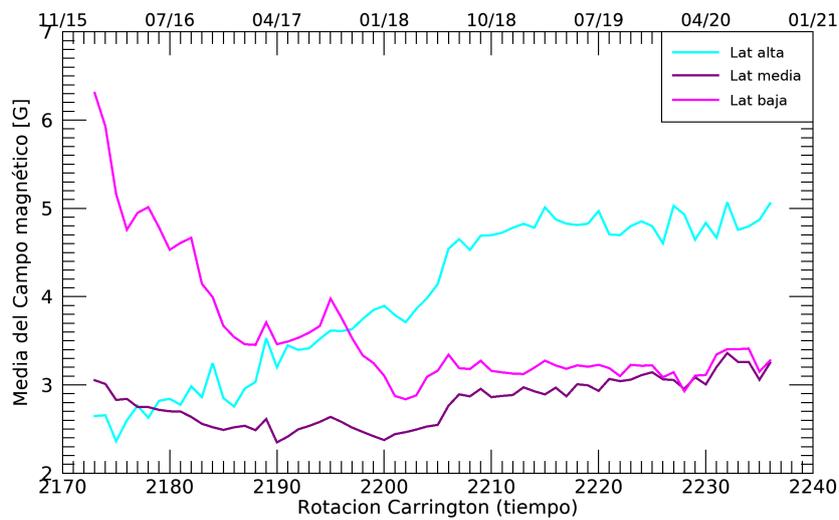


Figura 6.10: Media del campo magnético coronal en tres diferentes latitudes de la esfera solar: región alta ( $> 60^\circ$ ), región media ( $30^\circ - 60^\circ$ ) y región baja ( $< 30^\circ$ ).

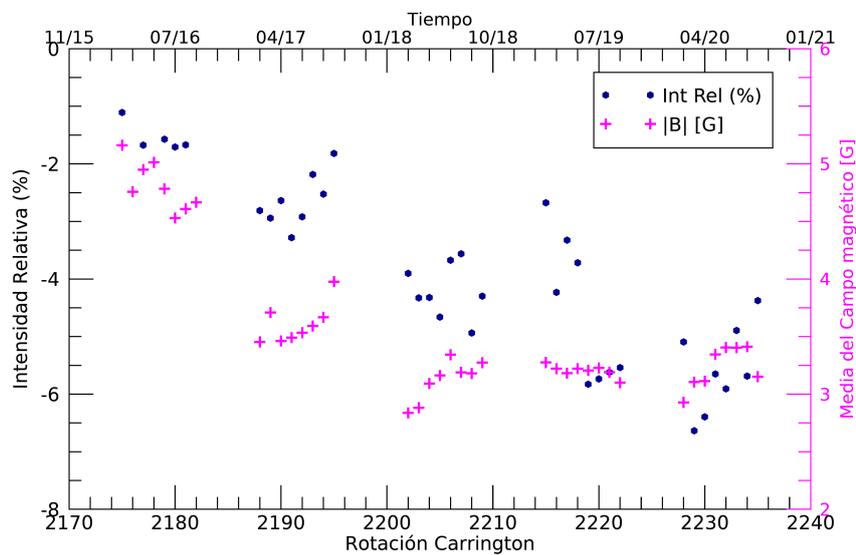


Figura 6.11: Campo magnético a bajas latitudes ( $< 30^\circ$ ) y el déficit en intensidad relativa, mostrando un comportamiento similar decreciente en función del tiempo (por rotación Carrington).

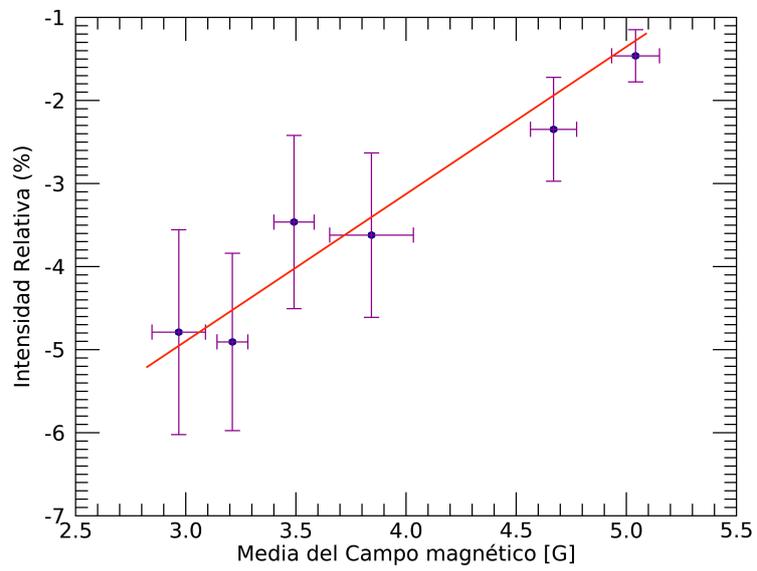


Figura 6.12: Correlación lineal del déficit relativo en función de la magnitud del campo magnético coronal. En color rojo indica el ajuste lineal.

### 6.3. Simulación de la interacción partícula-campo

Esta sección tiene como objetivo el estudio de la trayectoria de partículas cargadas de alta energía [ $\sim$ TeV] tipo RCG al interactuar con un campo magnético de estructura dipolar, como la que se presenta en el Sol siguiendo las ecuaciones de movimiento presentadas en el capítulo 3.

Ya que las condiciones propuestas son afines al caso de un objeto como el Sol, se establece que el límite mínimo del radio de giro sea igual a 1 UA, que es la distancia entre el Sol y la Tierra. De esta manera, aseguramos una mayor probabilidad de que los protones que son detectados por observatorios en la Tierra, hayan atravesado la vecindad del campo magnético solar en la región de la corona baja.

Además, al suponer partículas relativistas (protones) de gran energía, que provengan del exterior del Sistema Solar, se considera un punto de partida fijo y “lejano” a la fuente del campo magnético. A pesar de que la simulación sólo se hace para el estudio de la corona solar hasta una altura de  $3R_{\odot}$ , elegimos  $8R_{\odot}$  como posición inicial y final de la simulación en el eje  $x$  para mejor visualización de la desviación de las partículas, sus trayectorias y comportamiento.

La energía de la partícula es uno de los principales parámetros, aquí se utilizan los mismos valores de energía que se usaron para construir los mapas de la sombra (ver tabla 4.1) presentados anteriormente. Así como la distancia de interacción entre la partícula y el campo magnético. Para este análisis, el modelo comprende distancias de  $\pm 1.1R_{\odot}$  a  $\pm 3R_{\odot}$ .

La desviación angular de las partículas de acuerdo a la distancia de interacción con el campo magnético lo vemos en la gráfica 6.13a, donde tenemos que mientras más se aproxima la partícula al obstáculo magnético, mayor es la desviación. Si consideramos un campo magnético, como el solar, y la partícula atraviesa a distancias mayores de  $3R_{\odot}$ , la intensidad del campo ya no será suficiente para causar una desviación mayor a los  $0.3^{\circ}$  (independientemente de la energía entre 2 y 200 TeVs), por lo que su efecto será mínimo.

En la gráfica 6.13b se puede ver la desviación angular respecto a la energía (presentado en escala logarítmica), corroborando el comportamiento decreciente esperado de la desviación de las partículas conforme aumenta la energía.

En ambas gráficas de la figura 6.13 observamos que las partículas pueden desviarse entre  $2^{\circ}$  y  $7^{\circ}$  si su energía es menor a 10 TeV, y la distancia de interacción es menor a  $1R_{\odot}$ . En contraste con los resultados para partículas con alta energía (decenas de TeVs), cuya desviación es menor. Por otro lado, en relación al estudio del déficit con los mapas de la sombra del Sol, donde obtenemos que su tamaño es menor a  $2^{\circ}$ , concluimos que el déficit obtenido se debe a los RCG que atraviesan el campo coronal a alturas mayores de medio radio solar a partir de la fotosfera y/o con energía mayor a 10 TeV.

Finalmente, en la figura 6.14 se muestran algunas de las trayectorias obtenidas del modelo, para partículas de los diferentes rangos energía. El eje  $X$  representa la dirección Tierra-Sol, el eje  $Y$  nos dice que tan lejos o cerca pasará la partícula respecto a la fuente (círculo marcado con línea punteada al centro). Como se puede observar, las trayectorias más afectadas son para partículas de baja energía y cuya distancia de interacción con una fuente campo magnético es menor, mientras que para partículas con energía mayor a 20 TeV su trayectoria es prácticamente recta a cualquier distancia de interacción con el obstáculo magnético.

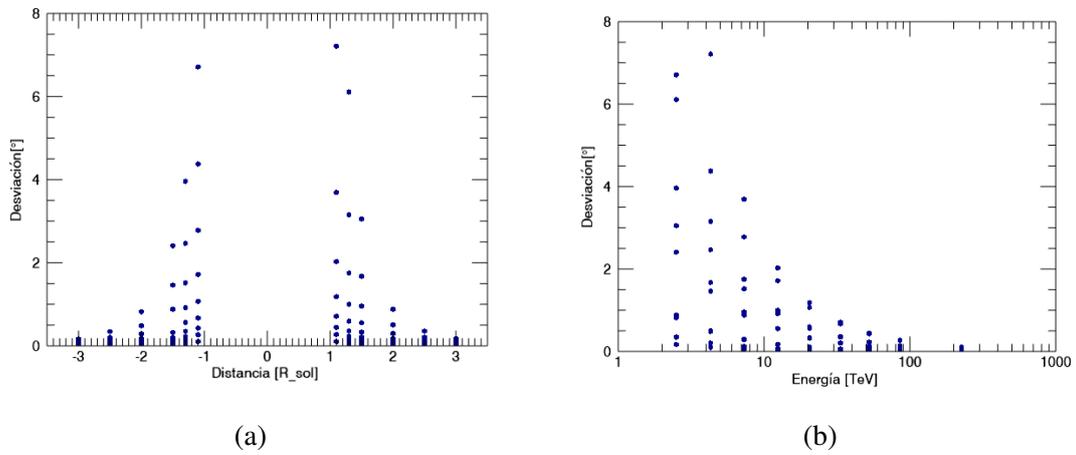


Figura 6.13: Desviación angular dependiendo de: a) la distancia a la distancia que tenga interferencia la partícula con el campo magnético solar; b) la energía de la partícula.

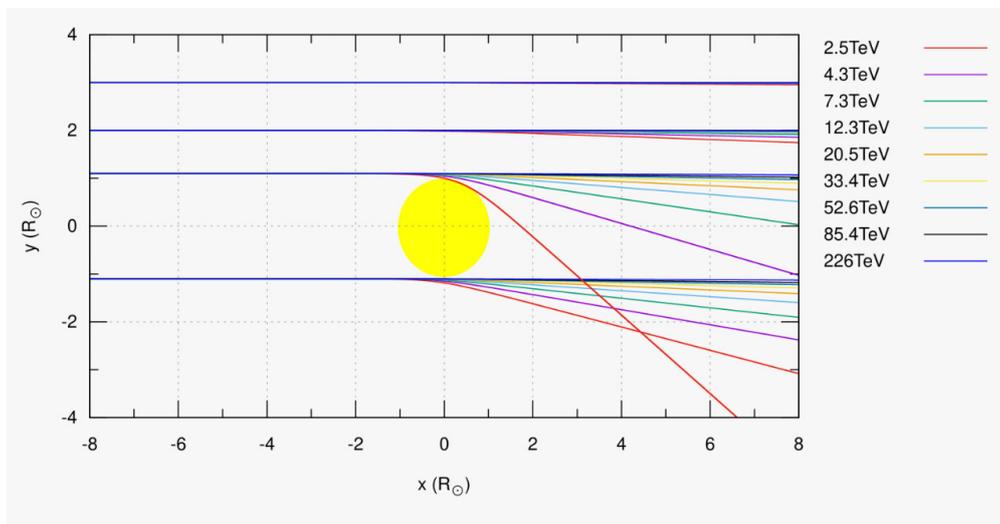


Figura 6.14: Trayectorias de partículas a diferentes energías [TeV] y distancias. Se puede apreciar que conforme las partículas se aproximan a la fuente del campo magnético dipolar, en este caso el Sol (círculo amarillo) cuya posición es (0,0,0), el grado de desviación de las trayectorias disminuye conforme la energía de la partícula y la distancia de interacción aumenta.

# Conclusiones

Debido a la gran sensibilidad del observatorio HAWC para la detección de partículas de altas energías, ha sido posible estudiar la evolución de la sombra del Sol a partir del déficit de flujo de RCG.

Aplicamos un ajuste gaussiano 2D a los mapas de la sombra del Sol y evaluamos sus principales características y su comportamiento respecto al tiempo, durante cinco años de datos desde 2016 al 2020. Asimismo realizamos un análisis por bins de energía desde 2.5 TeV hasta 226 TeV, lo que nos ha permitido hacer un estudio muy completo de manera cualitativa y cuantitativa.

Con el fin de establecer una relación entre el comportamiento de la sombra del Sol con el campo magnético de la corona solar, hemos realizado un análisis detallado utilizando el déficit de flujo de RCG, asociando las variaciones al campo magnético presente en el Sol.

Los resultados más relevantes de este estudio son:

- De los mapas pudimos visualizar la morfología de la sombra del Sol mejor definida; en función de la amplitud y la desviación de su déficit.
- Acotamos el rango del ángulo de desviación de partículas según su energía, obteniendo que los RCG pueden ser detectados en un radio menor a  $1^\circ$  para el total de los casos, incluyendo los de baja energía.
- Hemos podido comprobar la existente relación entre el campo magnético coronal y los RCG con que tienen interacción en su paso hacia la Tierra, pudiendo determinar una correlación lineal superior al 70%.
- Determinamos el comportamiento del campo magnético y actividad solar a partir del déficit de RCG, indicando el efecto del campo magnético coronal sobre los RCG en diferentes intervalos de energía a través de la evolución temporal de cinco periodos anuales de datos.
- Logramos modelar la trayectoria de partículas con energías entre 2.5 TeV y 226 TeV, al atravesar un campo magnético solar de forma dipolar a diferentes distancias respecto del Sol, desde 1.1 a  $3 R_\odot$ .
- De acuerdo a los resultados de la simulación, se obtuvo una mayor desviación angular para partículas que atraviesan el campo magnético a distancias menores de  $1.5R_\odot$  y cuya energía es entre 2 y 10 TeV.
- Concluimos que el ángulo de desviación de las trayectorias disminuye conforme la energía de la partícula y la distancia de interacción aumenta.

- Relacionamos resultados de la simulación y los mapas de la sombra del Sol, concluyendo que el déficit obtenido en los mapas se debe a RCG con energía mayor a 10 TeV y/o que atraviesan el campo coronal a distancias mayores de  $0.5^\circ$  radio solar a partir de nuestro obstáculo magnético.

Los resultados obtenidos en esta tesis están en concordancia con estudios previos. Sin embargo, no pueden ser comparados directamente debido a la diferencia en los periodos de observación, ya que los expuestos en este trabajo son más recientes.

Este estudio abre la posibilidad de estudiar otros procesos interesantes en la atmósfera del Sol, como la emisión de rayos gamma solares.

# Apéndice A

## Mapas de la Sombra del Sol

A partir de los datos entre 2016 y 2020 del observatorio HAWC, hemos creado mapas del déficit en el flujo de RCG centrados en la posición del Sol con un campo de visión de  $10^\circ \times 10^\circ$  en coordenadas ecuatoriales relativas  $\Delta\alpha, \Delta\delta$ . En el proceso de la creación de mapas se utiliza un suavizado de  $1^\circ$ .

### A.1. Por rotación

En esta sección se muestran los mapas del déficit en significancia de la sombra del Sol en RC. Cada uno de los mapas se crea a partir de la integración de  $\sim 27$  días de datos. Como referencia para visualizar mejor y más fácil la variación temporal del déficit, se utiliza un corte en la escala de colores.

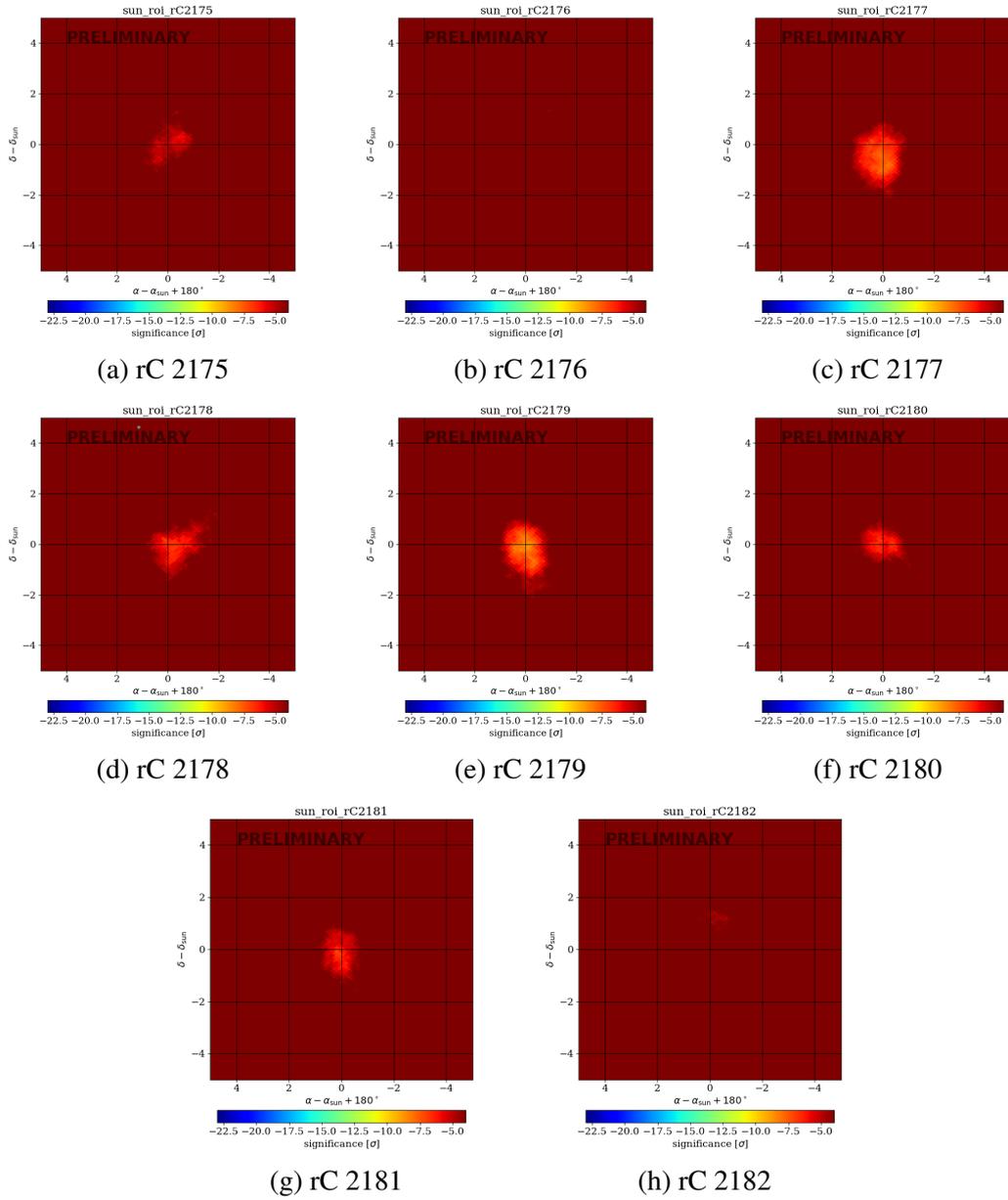


Figura A.1: Mapas de significancia de la sombra del Sol para las rotaciones correspondientes al año 2016.

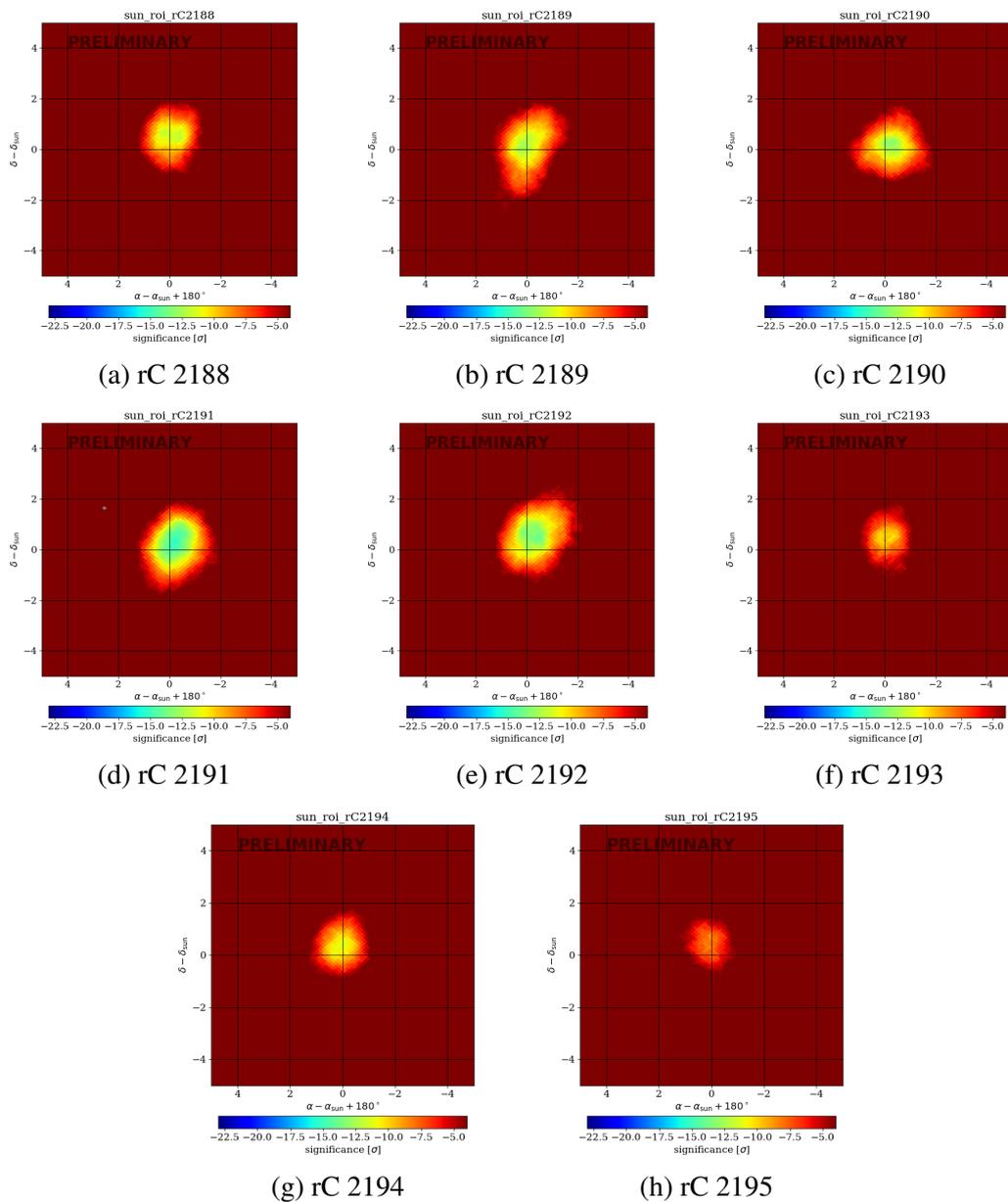


Figura A.2: Mapas de significancia de la sombra del Sol para las rotaciones correspondientes al año 2017.

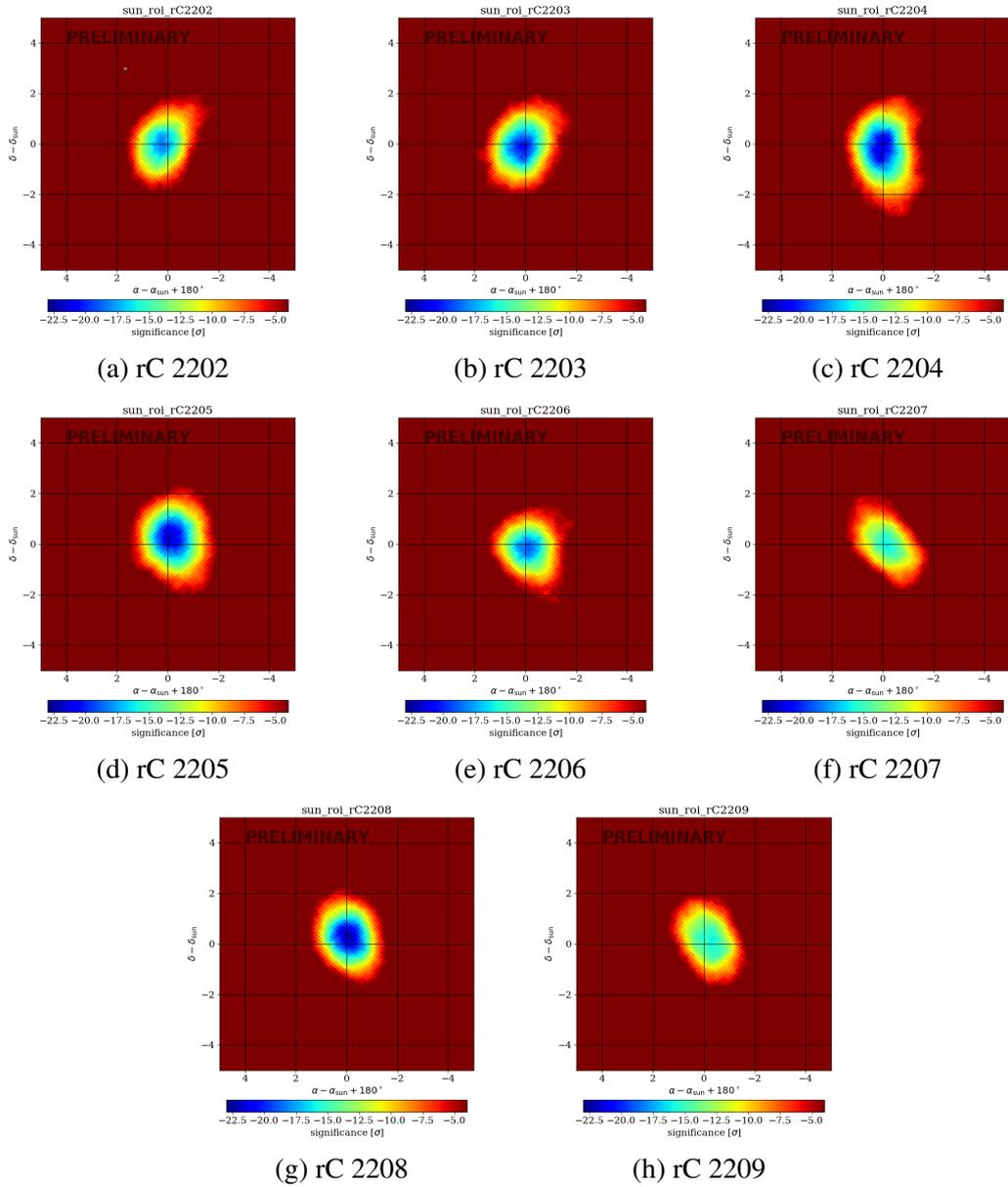


Figura A.3: Mapas de significancia de la sombra del Sol para las rotaciones correspondientes al año 2018.

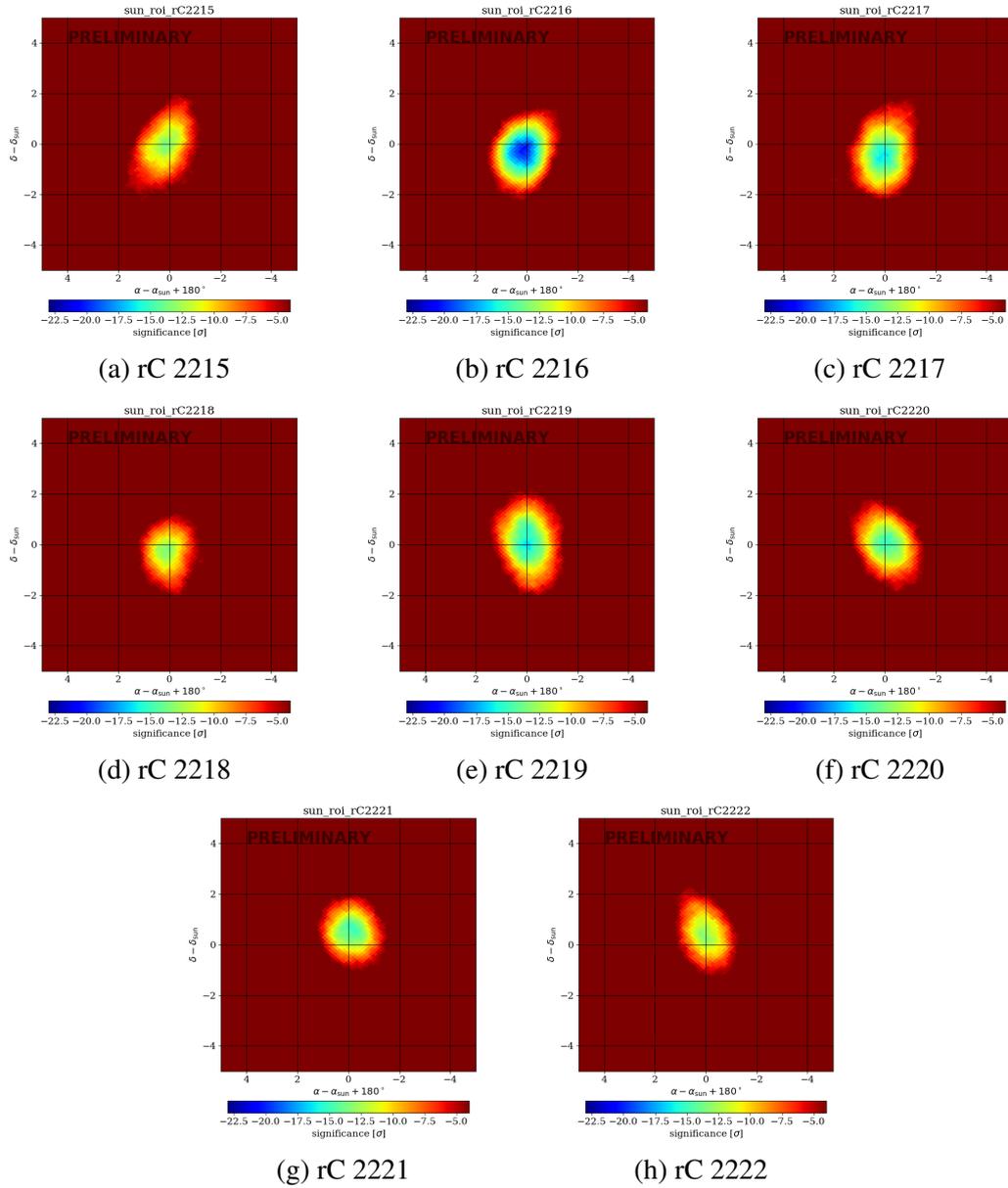


Figura A.4: Mapas de significancia de la sombra del Sol para las rotaciones correspondientes al año 2019.

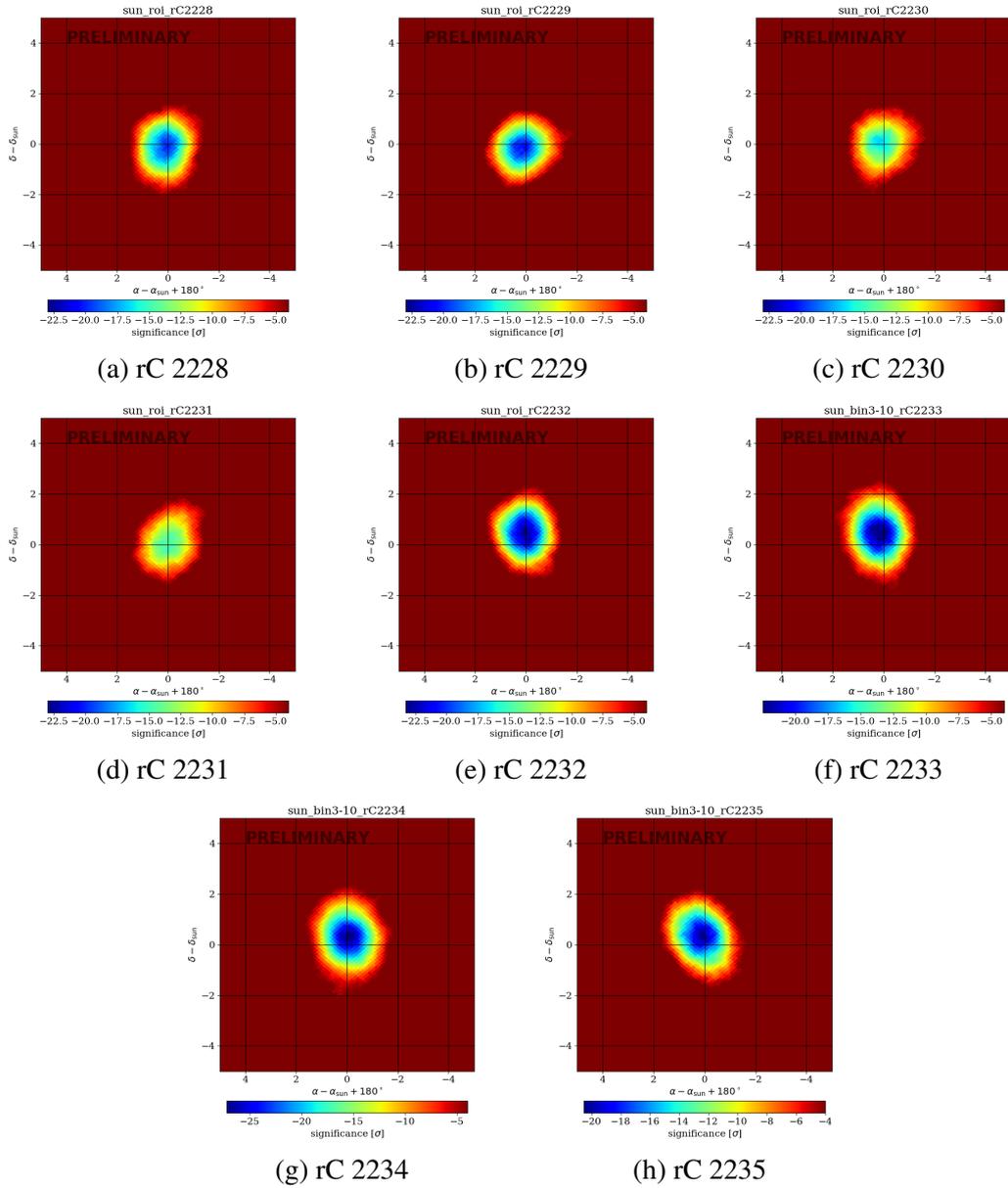


Figura A.5: Mapas de significancia de la sombra del Sol para las rotaciones correspondientes al año 2020.

## **A.2. Por bin de energía**

En concordancia con los resultados obtenidos en este trabajo (ver Sección 6.1.2), presentamos los mapas del déficit en intensidad relativa (en %) de la sombra del Sol respecto a la energía media (ver tabla 4.1) de los RCG detectados.

Cada uno de los mapas se crea a partir de la integración de  $\sim 210$  días de datos, para cada año de estudio desde 2016 hasta 2020.

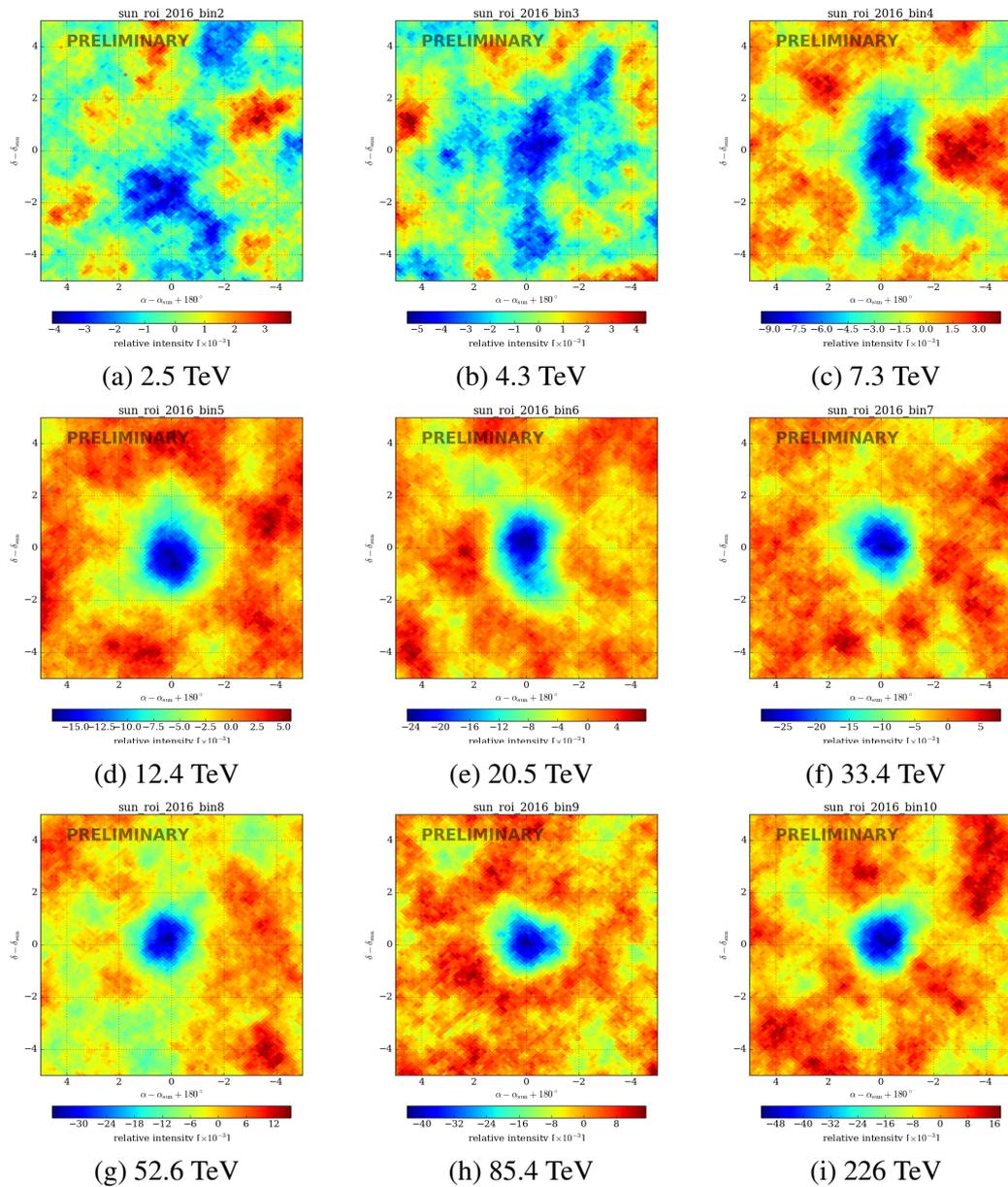


Figura A.6: Mapas de la sombra del Sol del 2016 en intensidad relativa para cada bin de energía.

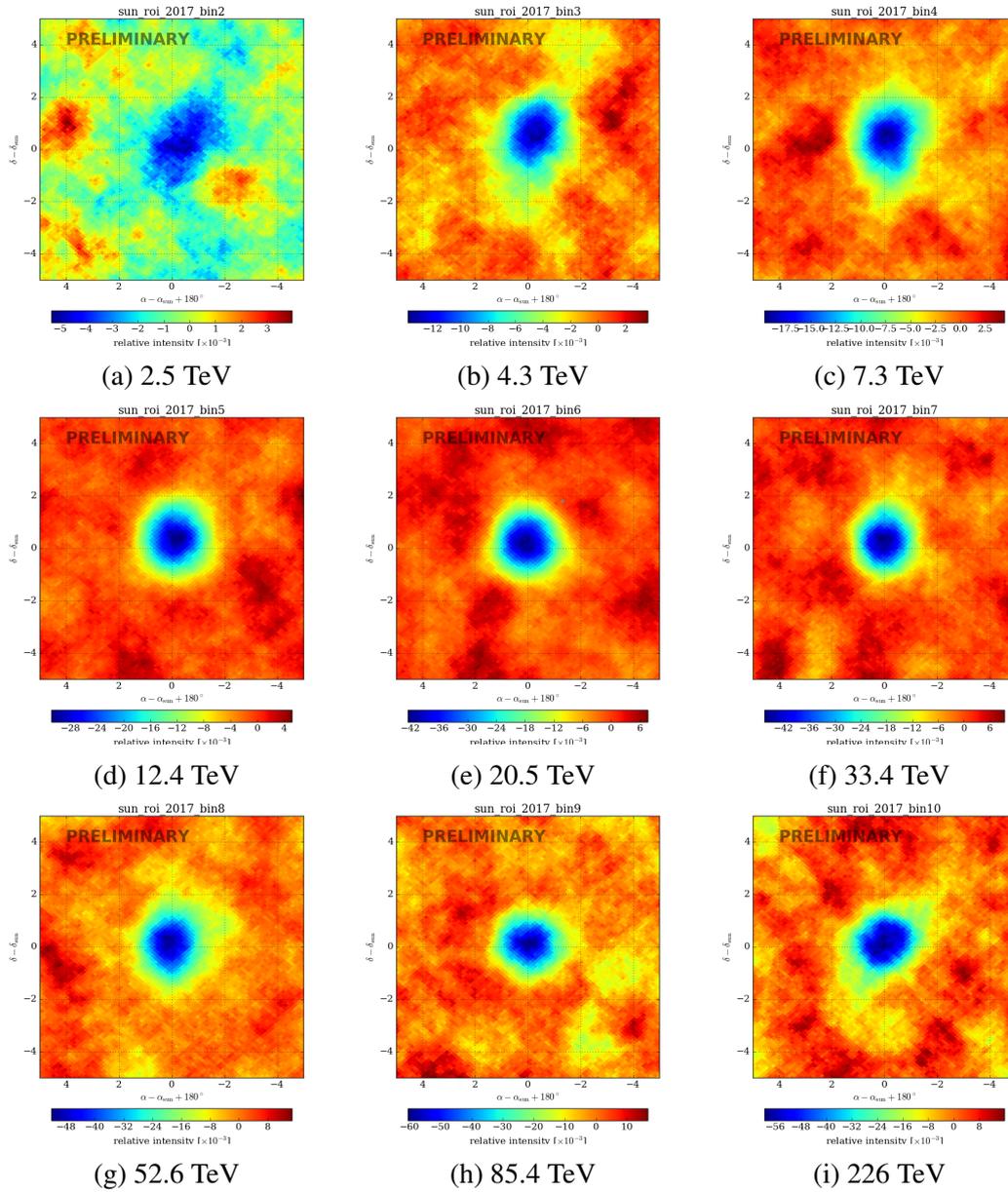


Figura A.7: Mapas de la sombra del Sol del 2017 en intensidad relativa para cada bin de energía.

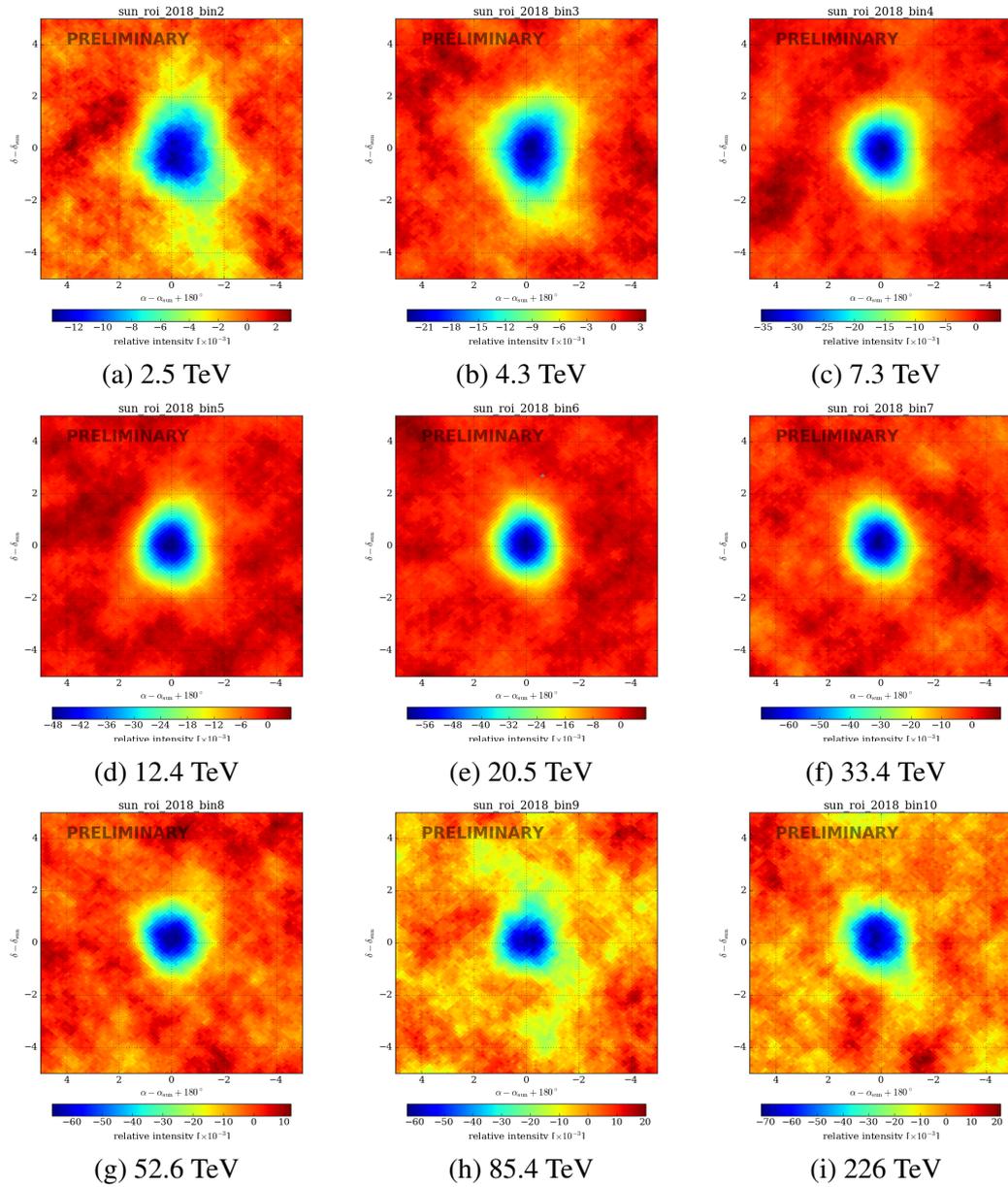


Figura A.8: Mapas de la sombra del Sol del 2018 en intensidad relativa para cada bin de energía.

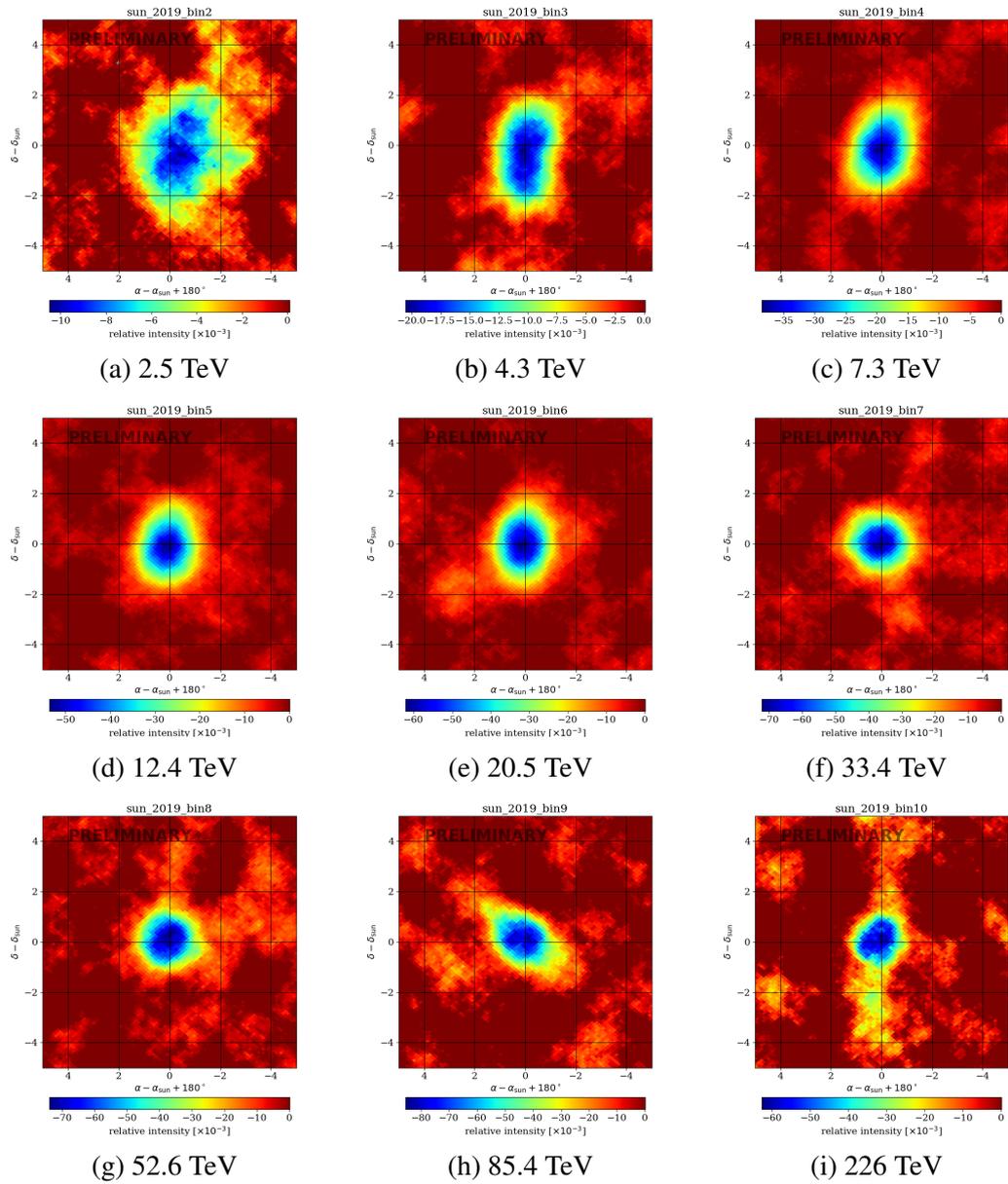


Figura A.9: Mapas de la sombra del Sol del 2019 en intensidad relativa para cada bin de energía.

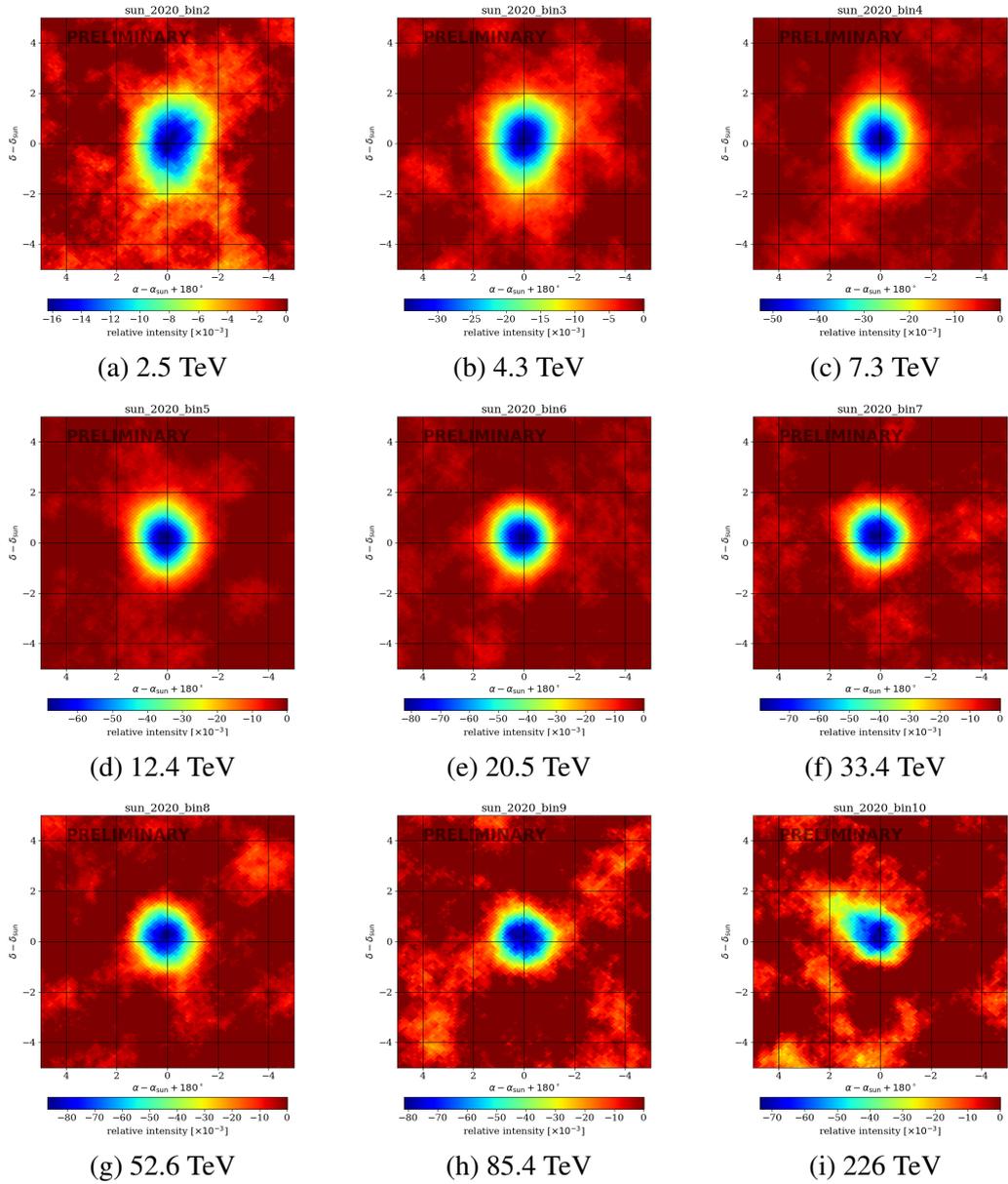


Figura A.10: Mapas de la sombra del Sol del 2020 en intensidad relativa para cada bin de energía.

# Apéndice B

## Mapas de la Sombra de la Luna

### B.1. Por rotación

Los mapas de significancia son muy importantes ya que nos permiten estimar la importancia del exceso y déficit de rayos cósmicos ayudándonos a distinguir entre efectos reales y las variaciones que pueden surgir a base de fluctuaciones estadísticas del fondo.

En esta sección se muestran los mapas de significancia de la sombra de la Luna en RC con un campo de visión de  $10^\circ \times 10^\circ$ , centrado en la posición relativa de la luna en función de las coordenadas ecuatoriales  $(\alpha, \delta)$ . El tiempo de integración de cada uno de los mapas es  $\sim 27$  días.

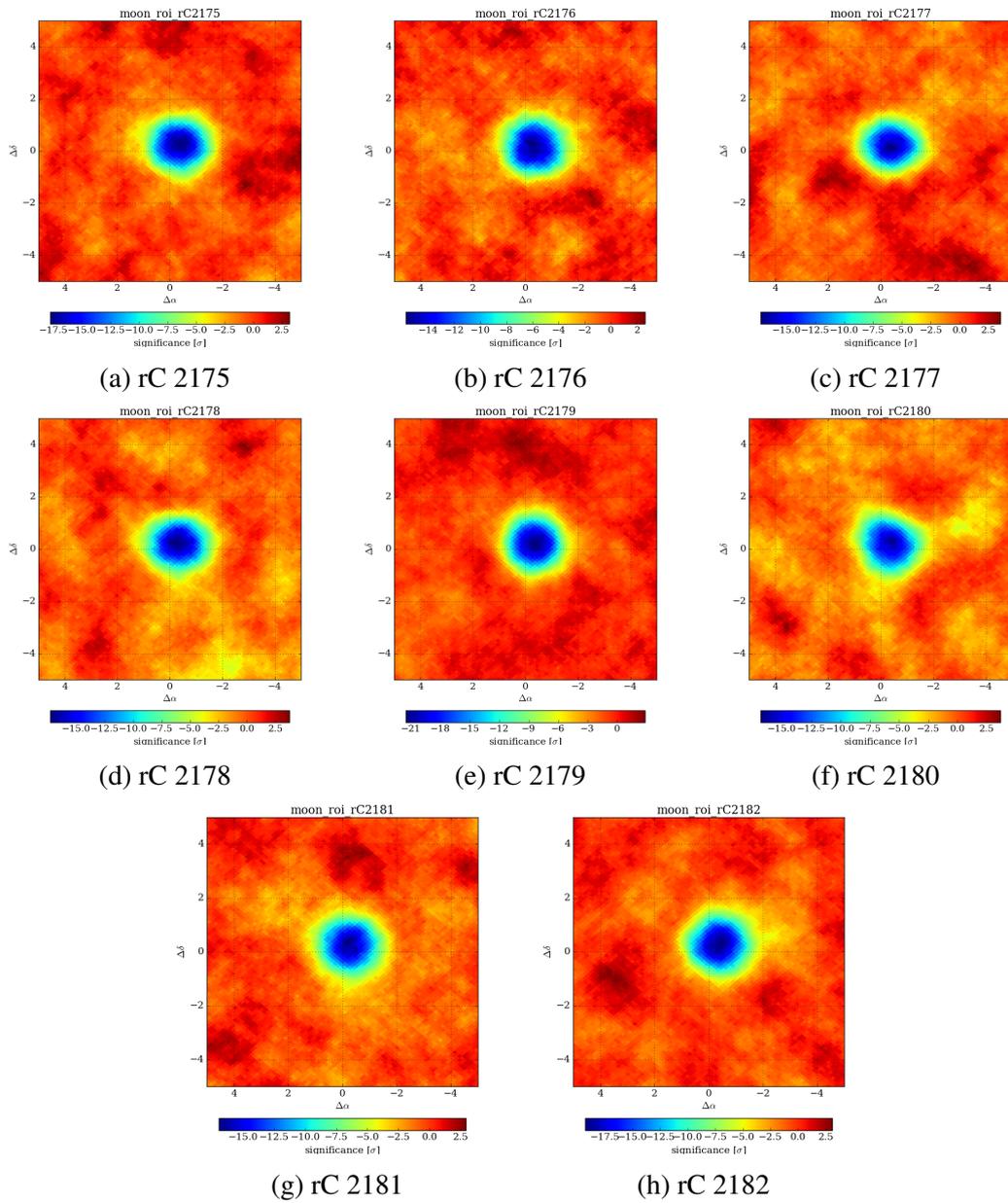


Figura B.1: Mapas de significancia de la sombra de la Luna para las rotaciones correspondientes al año 2016. La escala de colores indica el valor de la significancia en  $\sigma$ , donde el color azul representa el máximo déficit del mapa.

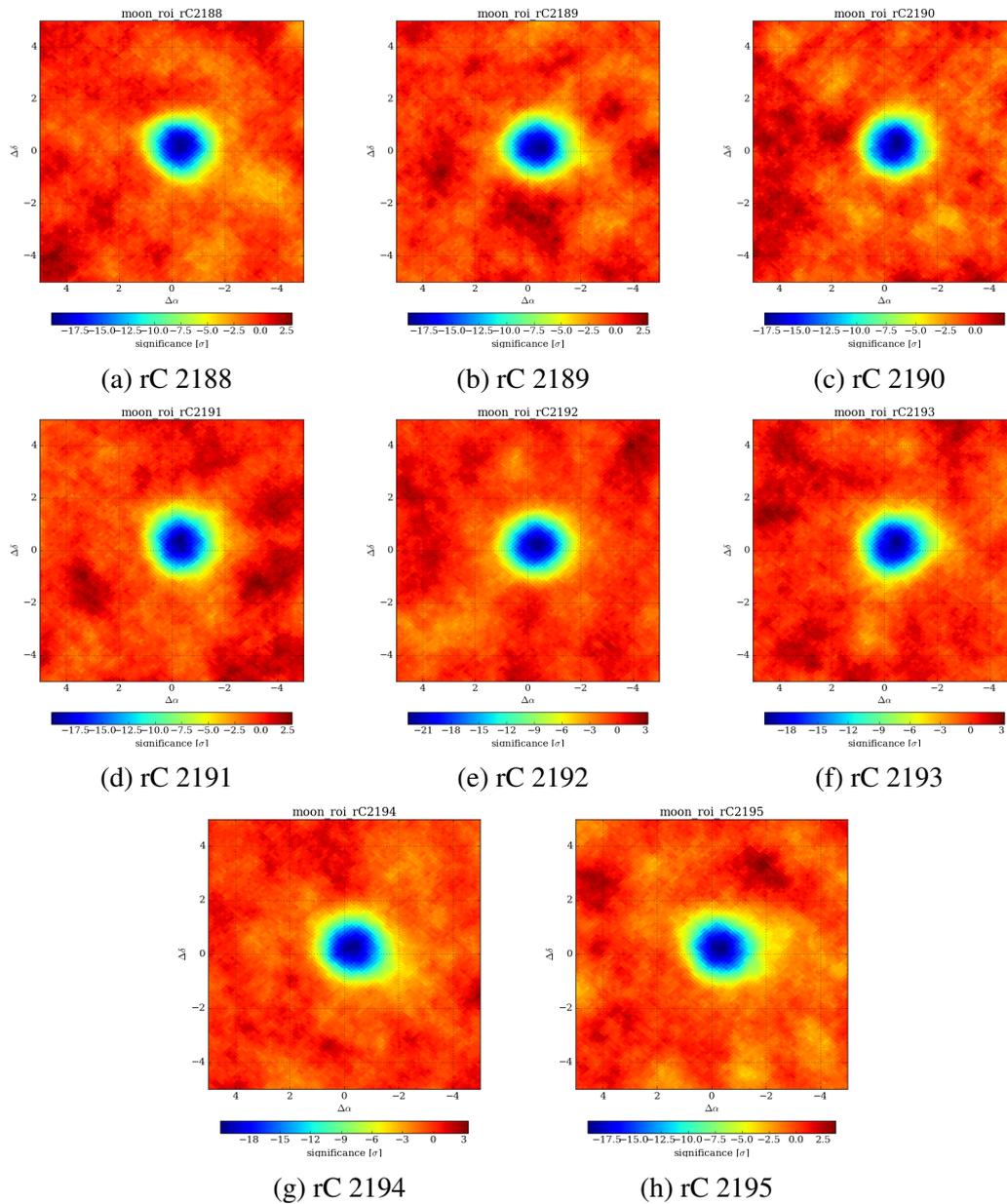


Figura B.2: Mapas de significancia de la sombra de la Luna para las rotaciones correspondientes al año 2017. La escala de colores indica el valor de la significancia en  $\sigma$ , donde el color azul representa el máximo déficit del mapa.

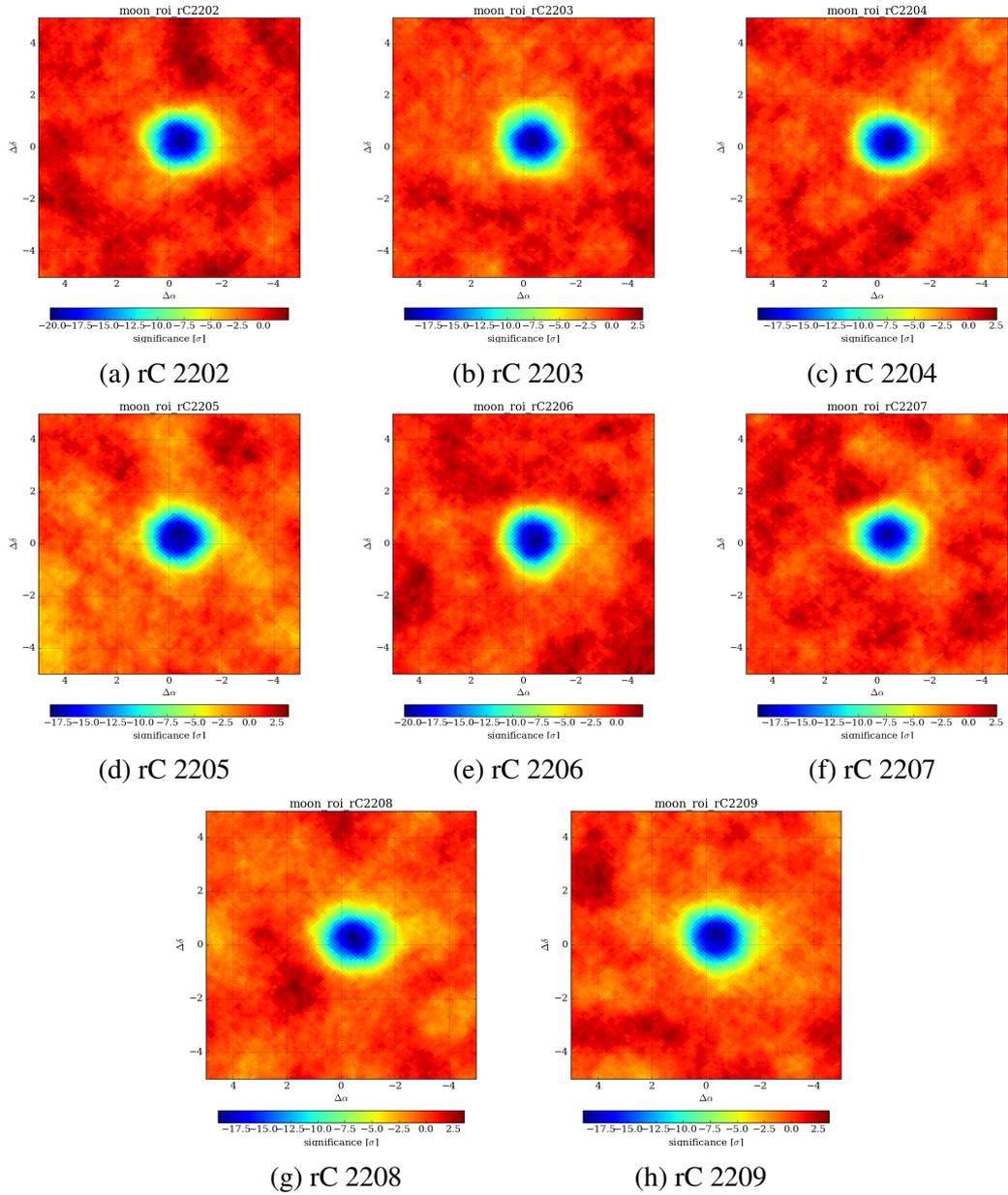


Figura B.3: Mapas de significancia de la sombra de la Luna para las rotaciones correspondientes al año 2018. La escala de colores indica el valor de la significancia en  $\sigma$ , donde el color azul representa el máximo déficit del mapa.

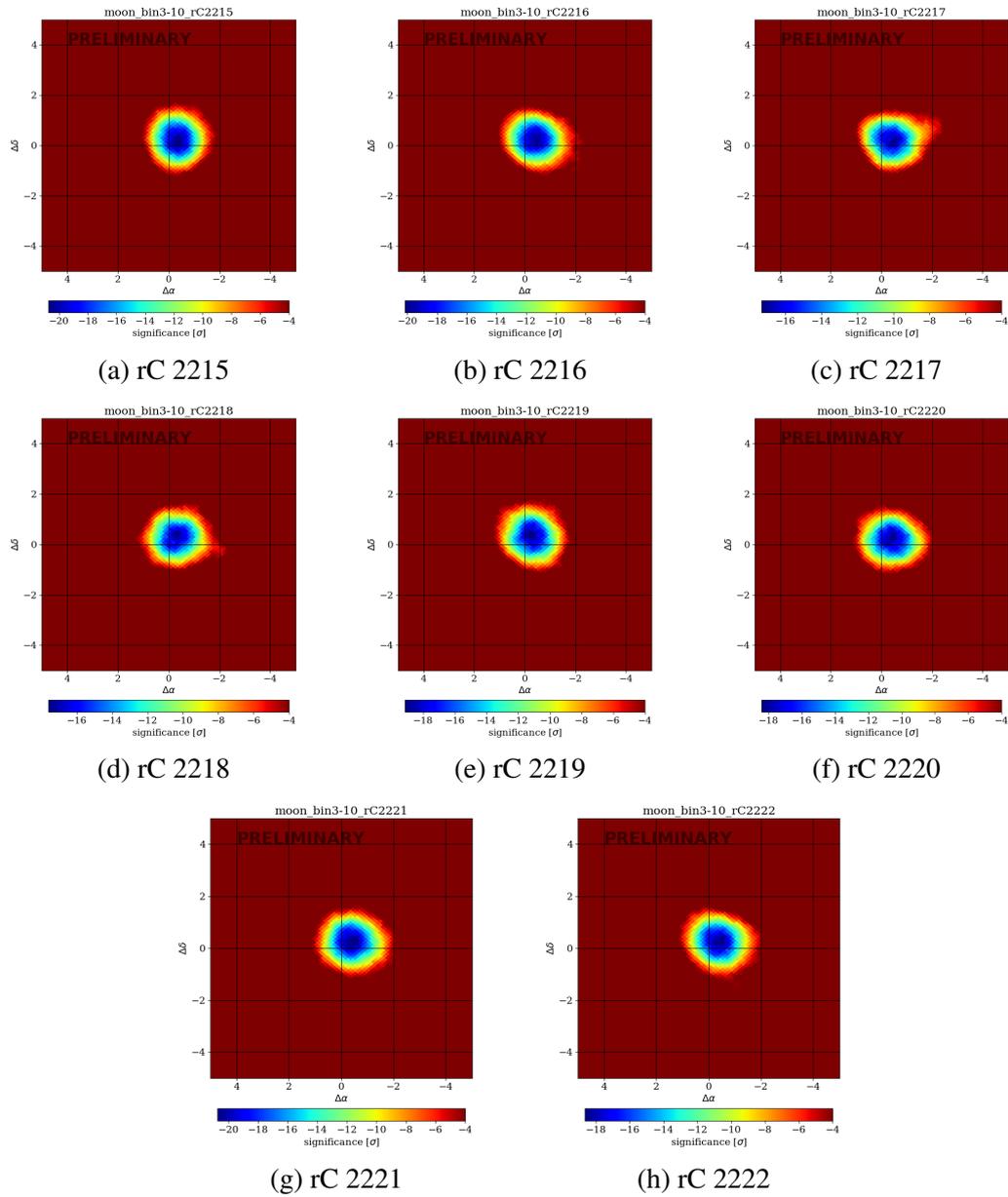


Figura B.4: Mapas de significancia de la sombra de la Luna para las rotaciones correspondientes al año 2019. La escala de colores indica el valor de la significancia en  $\sigma$ , donde el color azul representa el máximo déficit del mapa.

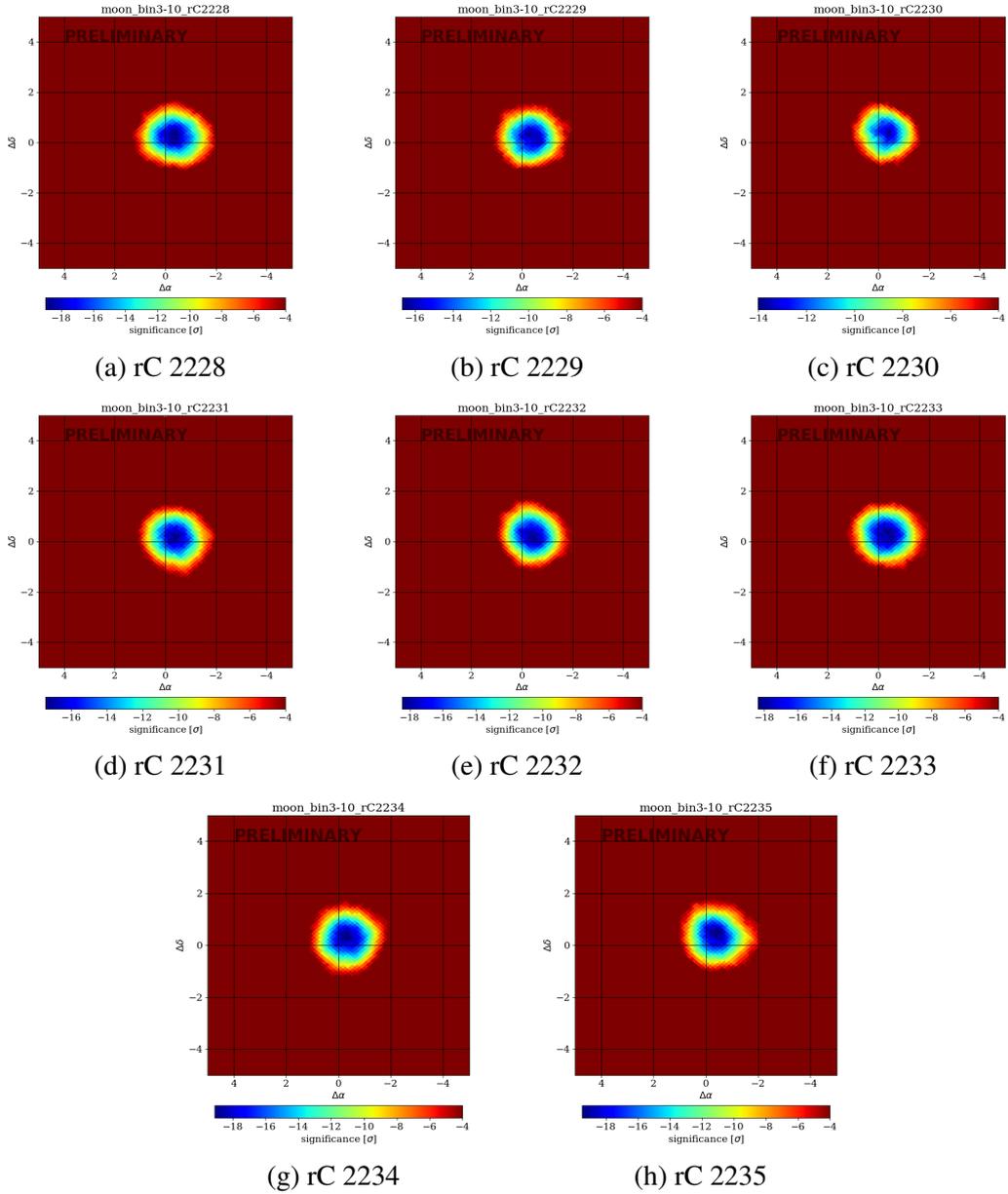


Figura B.5: Mapas de significancia de la sombra de la Luna para las rotaciones correspondientes al año 2020. La escala de colores indica el valor de la significancia en  $\sigma$ , donde el color azul representa el máximo déficit del mapa.

## **B.2. Por bin de energía**

En esta sección se muestran los mapas del déficit de la Luna en intensidad relativa (en %). En cada figura se tienen los mapas de cada año de datos ( $\sim 210$  días), desde 2016 al 2020, por bin de energía de acuerdo a la tabla 4.1).

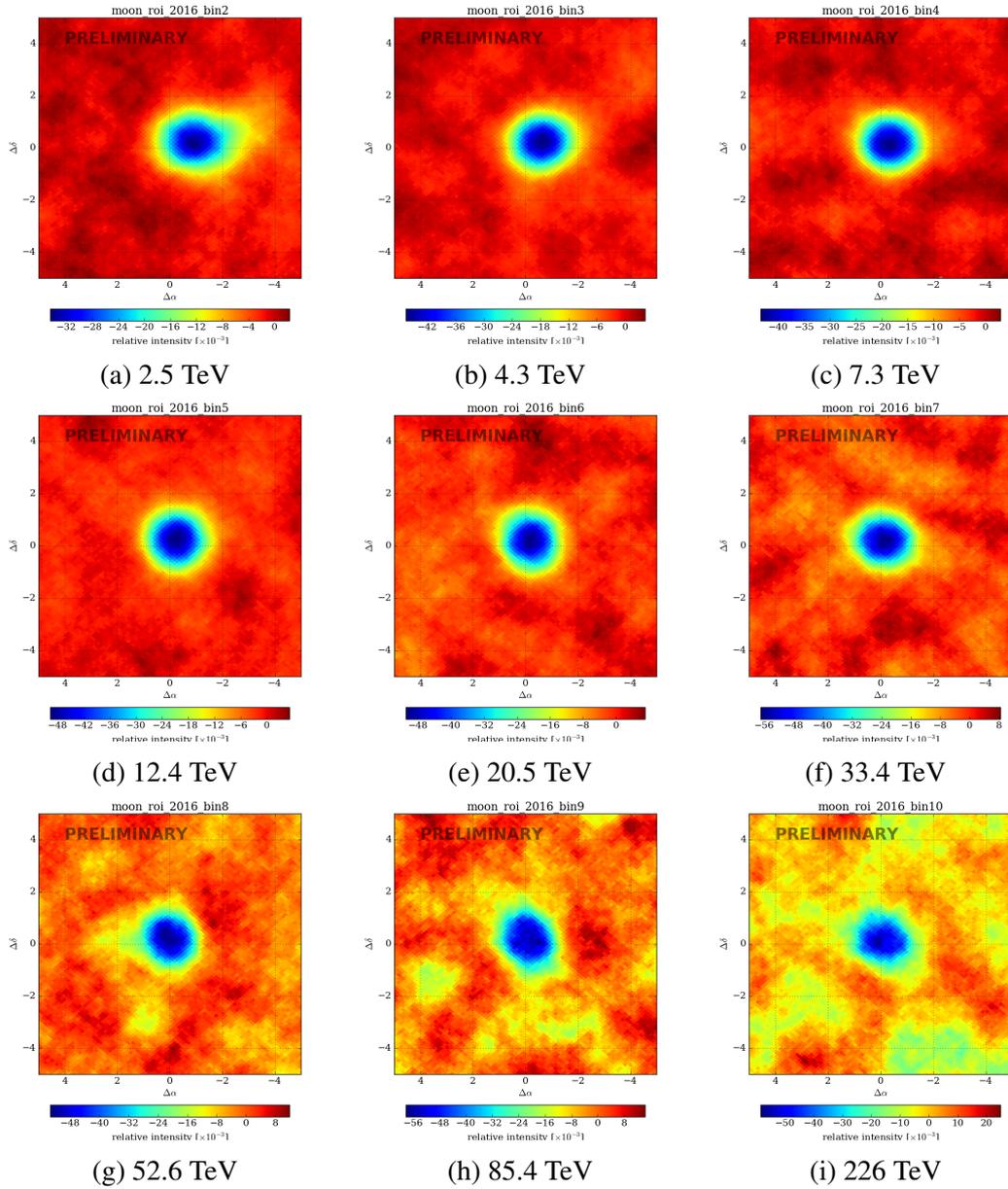


Figura B.6: Mapas de la sombra de la Luna del 2016 en intensidad relativa por energías.

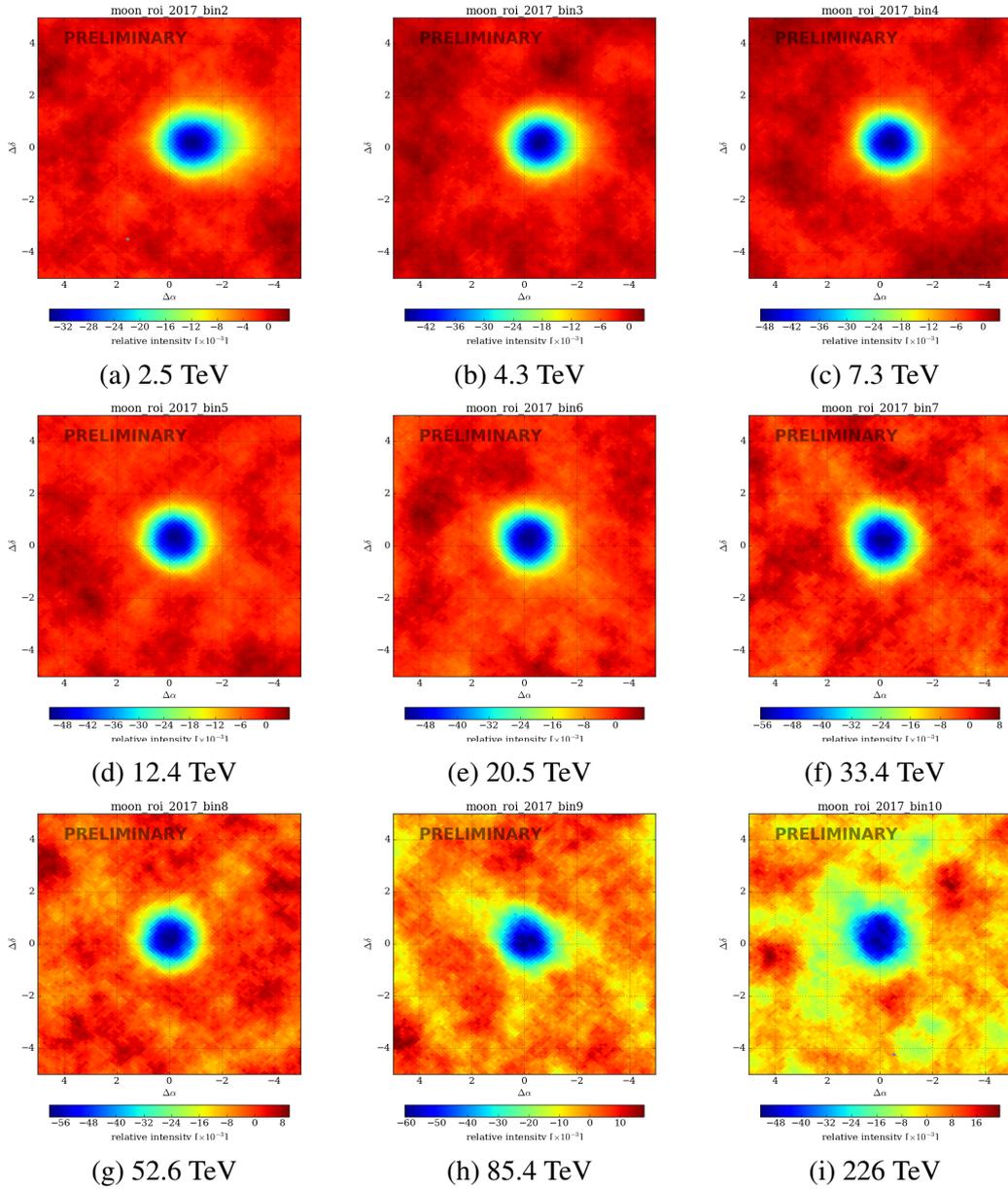


Figura B.7: Mapas de la sombra de la Luna del 2017 en intensidad relativa por energías.

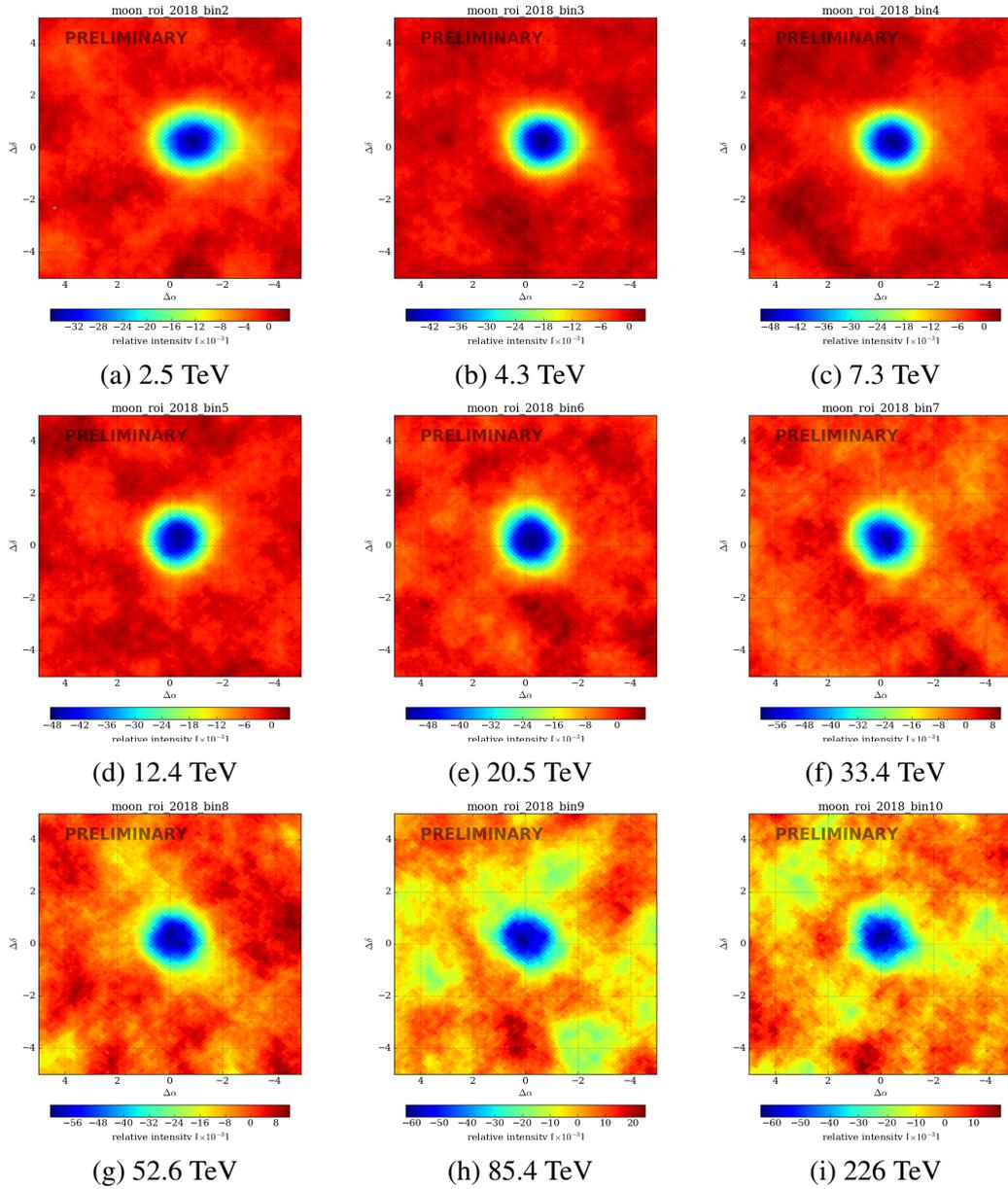


Figura B.8: Mapas de la sombra de la Luna del 2018 en intensidad relativa por energías.

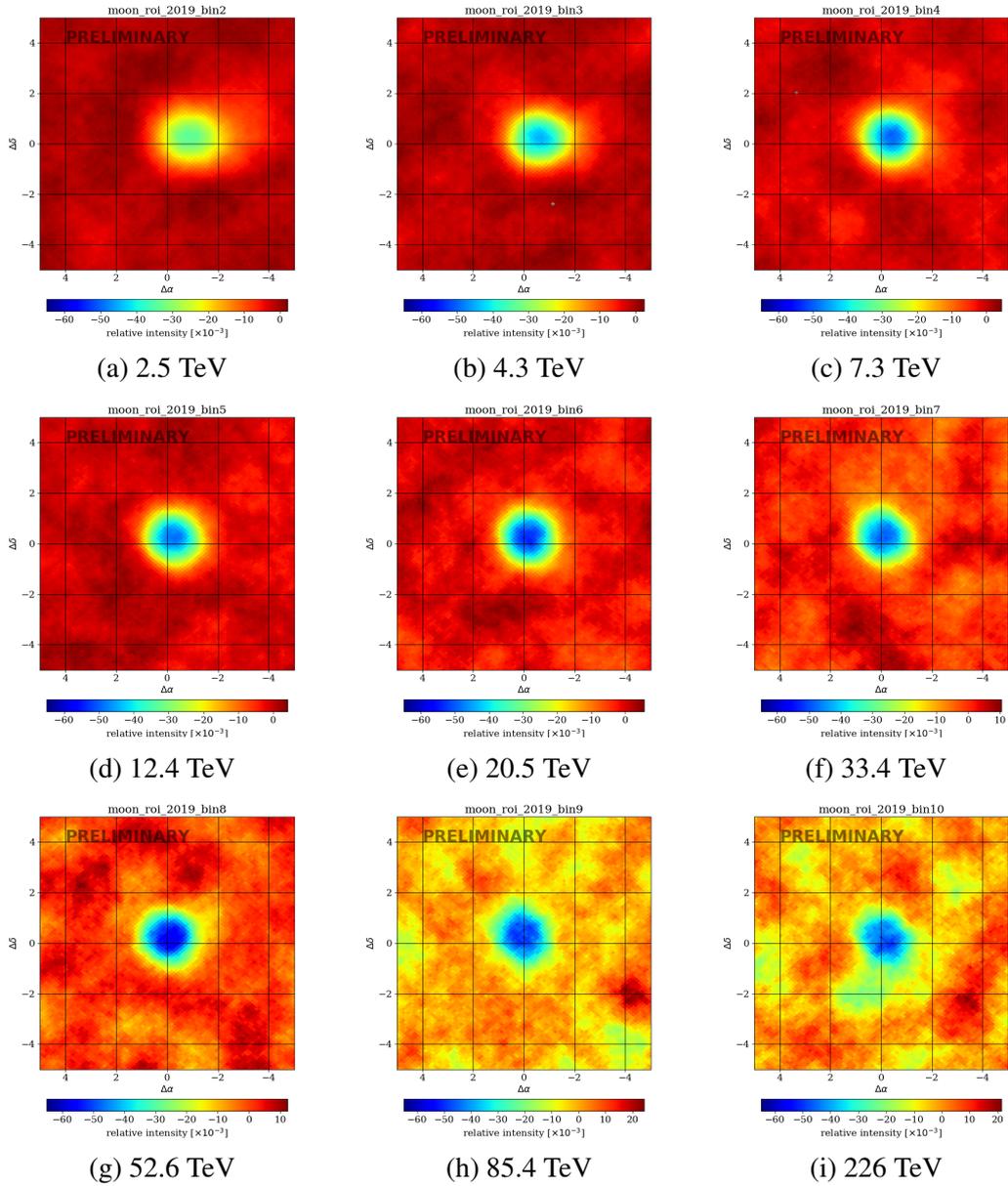


Figura B.9: Mapas de la sombra de la Luna del 2019 en intensidad relativa para cada bin de energía.

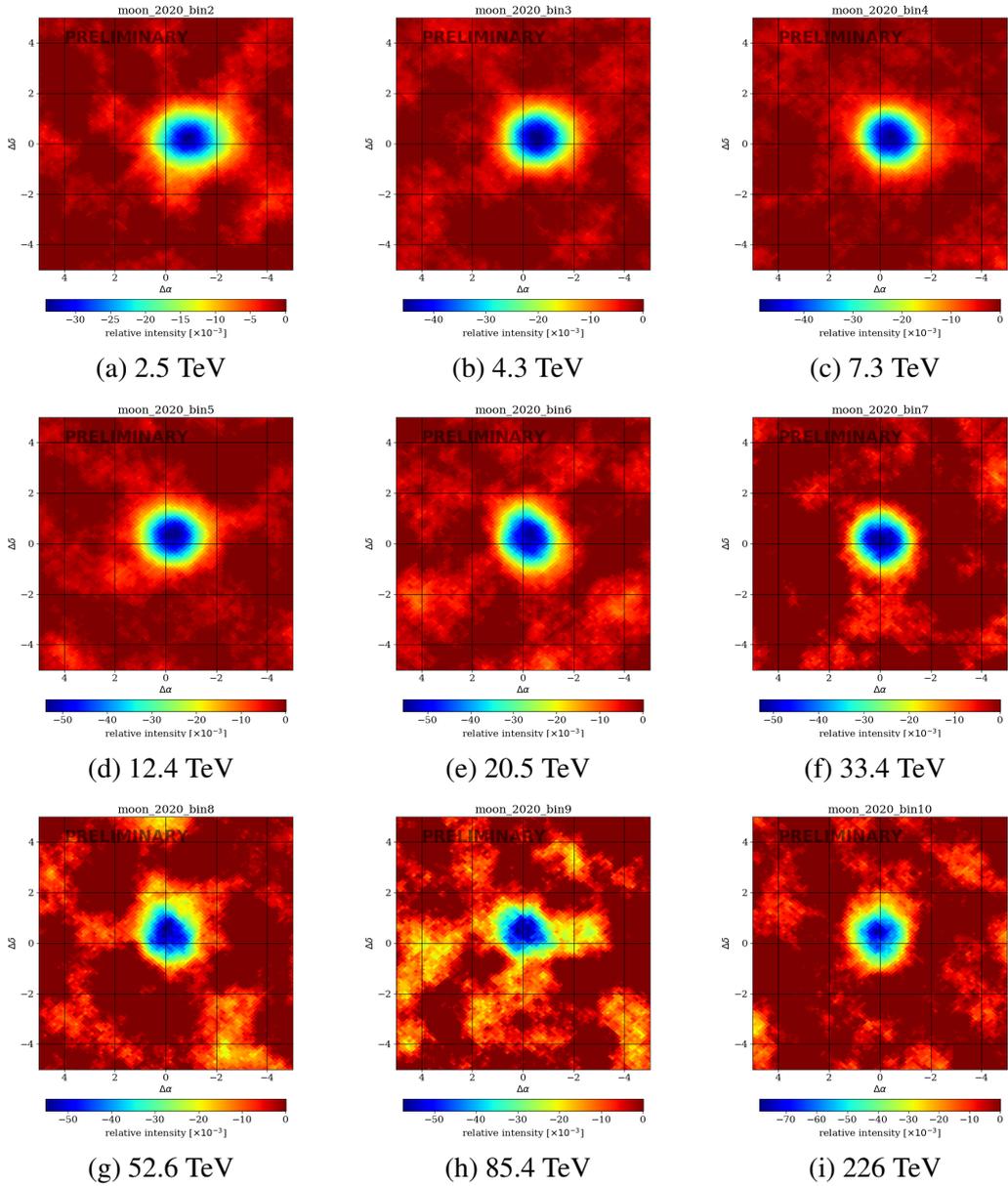


Figura B.10: Mapas de la sombra de la Luna del 2020 en intensidad relativa para cada bin de energía.

# Referencias

- [1] A. Aab et al. «Measurement of the cosmic-ray energy spectrum above  $2.5 \times 10^{18}$  eV using the Pierre Auger Observatory». En: 102.6, 062005 (sep. de 2020), pág. 062005. DOI: 10.1103/PhysRevD.102.062005. arXiv: 2008.06486 [astro-ph.HE].
- [2] M. G. Aartsen et al. «Measurements of the time-dependent cosmic-ray Sun shadow with seven years of IceCube data: Comparison with the Solar cycle and magnetic field models». En: *Phys. Rev. D* 103 (4 feb. de 2021), pág. 042005. DOI: 10.1103/PhysRevD.103.042005. URL: <https://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRevD.103.042005>.
- [3] 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. arXiv: 1701.01778 [astro-ph.HE].
- [4] 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. arXiv: 1108.6034 [astro-ph.HE].
- [5] A. Albert et al. «3HWC: The Third HAWC Catalog of Very-high-energy Gamma-Ray Sources». En: *The Astrophysical Journal* 905.1 (2020), pág. 76. DOI: 10.3847/1538-4357/abc2d8. URL: <https://doi.org/10.3847/1538-4357/abc2d8>.
- [6] A. Albert et al. «First HAWC observations of the Sun constrain steady TeV gamma-ray emission». En: *Phys. Rev. D* 98 (12 dic. de 2018), pág. 123011. DOI: 10.1103/PhysRevD.98.123011. URL: <https://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRevD.98.123011>.
- [7] H. Alfvén. *Cosmical electrodynamics*. Oxford at the Clarendon Press, 1950.
- [8] 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.
- [9] 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.
- [10] 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* (1991), págs. 704-707.

- [11] 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. eprint: astro-ph/0008159.
- [12] 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 (1993), págs. 2675-2681. DOI: 10.1103/PhysRevD.47.2675.
- [13] 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 (1993), pág. L147. DOI: 10.1086/187054.
- [14] M. Amenomori et al. «Influence of Earth-directed Coronal Mass Ejections on the Sun's Shadow Observed by the Tibet-III Air Shower Array». En: *The Astrophysical Journal* 860.1 (jun. de 2018), pág. 13. DOI: 10.3847/1538-4357/aac2e6. URL: <https://doi.org/10.3847/1538-4357/aac2e6>.
- [15] 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.
- [16] 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.
- [17] Otilia. Anderson. «Simulation of the trajectory of a charged particle in two superpositioned magnetic fields». En: *Nordic Institute for Theoretical Physics* (jul. de 2014).
- [18] Markus J. Aschwanden. *Physics of the Solar Corona*. 2nd. Springer, 2006.
- [19] 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. eprint: astro-ph/0305308.
- [20] H. D. Babcock. «The Sun's Polar Magnetic Field.» En: *The Astrophysical Journal* 130 (sep. de 1959), pág. 364. DOI: 10.1086/146726.
- [21] H. D. Babcock y W. C. Livingston. «Changes in the Sun's Polar Magnetic Field». En: *Science* 127 (mayo de 1958), pág. 1058.
- [22] 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.
- [23] David Scott Barnhill. «Composition analysis of ultrahigh energy cosmic rays using the Pierre Auger Observatory surface detector». Tesis doct. University of California, Los Angeles, United States, dic. de 2006.
- [24] J.A. Bittencourt. *Fundamental of Plasma Physics*. 3rd. Springer, 1950.
- [25] 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.

- [26] 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.
- [27] 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/).
- [28] O. Enríquez-Rivera et al. «The Galactic cosmic-ray Sun shadow observed by HAWC». En: *ArXiv e-prints* (ago. de 2015). arXiv: 1508.07351 [astro-ph.SR].
- [29] 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>.
- [30] L. Golub y J.M. Pasachoff. *The Solar Corona*. Cambridge University Press, 1997.
- [31] 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. eprint: astro-ph/0409513.
- [32] Peter K.F. Grieder. *Extensive Air Showers, High Energy Phenomena and Astrophysical Aspects*. Springer, 2010. DOI: 10.1007/978-3-540-76941-5.
- [33] 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.
- [34] 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).
- [35] Zigmund Hampel-Arias. «Cosmic Rays Observations at the TeV Scale with the HAWC Observatory». Tesis doct. University of Wisconsin - Madison, 2017.
- [36] 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. URL: <http://adsabs.harvard.edu/abs/2015JPhCS.632a2011H>.
- [37] Michael L'Annunziata. *Handbook of Radioactivity Analysis*. 3rd. Academic Press, 2012. ISBN: 9780123848741.
- [38] Alejandro Lara et al. *Galactic Cosmic Ray Sun Shadow during the declining phase of cycle 24 observed by HAWC*. 2019. arXiv: 1908.07509 [astro-ph.SR].
- [39] 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.
- [40] M. S. Longair. *High Energy Astrophysics*. 2nd. Cambridge University, 1992.
- [41] A. J. Meadows y D. Ter Haar. *Early solar physics*. Oxford: Pergamon Press, 1970. URL: <https://cds.cern.ch/record/1975072>.
- [42] D. J. Mullan. *Physics of the Sun*. University of Delaware, CRC Press, 2010.
- [43] 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.
- [44] J. Paton y B. McInnes. «Auroral activity during 1956». En: *The Observatory* 77 (dic. de 1957), págs. 252-253.

- [45] Gordon Petrie et al. «Modeling the Global Coronal Field with Simulated Synoptic Magnetograms from Earth and the Lagrange Points  $L_3$ ,  $L_4$ , and  $L_5$ ». En: *Solar Physics* 293 (jun. de 2018). DOI: 10.1007/s11207-018-1306-5.
- [46] R. Porter. *The biographical dictionary of scientists*. 1994.
- [47] M. Potgieter, Phillip Prinsloo y R. Strauss. «Acceleration of galactic electrons at the solar wind termination shock and Voyager 1 observations». En: vol. 60. Ago. de 2017, pág. 058. DOI: 10.22323/1.301.0058.
- [48] 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. arXiv: 1306.4421 [physics.space-ph].
- [49] 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.
- [50] Michon Scott y David Hathaway. *Sunspots at Solar Maximum and Minimum*. <https://earthobservatory.nasa.gov/IOTD/view.php?id=37575>. Accedido 01-04-2018. 2009.
- [51] Raymond A. Serway, Clement J. Moses y Curt A. Moyer. *Modern Physics*. 3rd. Cambridge University, 2005.
- [52] 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.
- [53] R.W. Springer y HAWC collaboration. «The High Altitude water Cherenkov (HAWC) Observatory». En: *Nuclear and Particle Physics Proceedings* 279-281 (2016), págs. 87-94. DOI: 10.1016/j.nuclphysbps.2016.10.013.
- [54] Todor Stanev. *High Energy Cosmic Rays*. 2010.
- [55] Brad Timerson. *Beginning Dates of Carrington Rotation Number*. A.L.P.O. Ago. de 2015.
- [56] S. B. Treiman. «Solar Magnetic Moment and Cosmic-Ray Effects Associated with Solar Flares». En: *Phys. Rev.* 94 (4 mayo de 1954), págs. 1029-1030. DOI: 10.1103/PhysRev.94.1029. URL: <https://link.aps.org/doi/10.1103/PhysRev.94.1029>.
- [57] University of Utah. *Cosmic Ray Spectra*. <https://www.physics.utah.edu/~whanlon/spectrum.html>. [Online; accessed 19-January-2021]. 2021.
- [58] Y. M. Wang y Jr. Sheeley N. R. «On Potential Field Models of the Solar Corona». En: *The Astrophysical Journal* 392 (jun. de 1992), pág. 310. DOI: 10.1086/171430.
- [59] W. R. Webber y F. B. McDonald. «Recent Voyager 1 data indicate that on 25 August 2012 at a distance of 121.7 AU from the Sun, sudden and unprecedented intensity changes were observed in anomalous and galactic cosmic rays». En: *Geophysical Research Letters* 40.9 (2013), págs. 1665-1668. DOI: <https://doi.org/10.1002/grl.50383>. eprint: <https://agupubs.onlinelibrary.wiley.com/doi/pdf/10.1002/grl.50383>. URL: <https://agupubs.onlinelibrary.wiley.com/doi/abs/10.1002/grl.50383>.

- [60] H. Zhou y C. M. for HAWC collaboration Hui. *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).