Universidad Nacional Mayor de San Marcos
Universidad del Perú. Decana de América
Facultad de Ciencias Físicas
Escuela Profesional de Física

Variabilidad del índice Pc3 asociada a fulguraciones solares de clase X del Ciclo Solar 24 en estaciones magnéticas de Australia

TESIS

Para optar el Título Profesional de Licenciado en Física

AUTOR

Erick Franco MONTOYA CALDERÓN

ASESOR

Dr. Walter Robert GUEVARA DAY

Lima, Perú

2024



Reconocimiento - No Comercial - Compartir Igual - Sin restricciones adicionales

https://creativecommons.org/licenses/by-nc-sa/4.0/

Usted puede distribuir, remezclar, retocar, y crear a partir del documento original de modo no comercial, siempre y cuando se dé crédito al autor del documento y se licencien las nuevas creaciones bajo las mismas condiciones. No se permite aplicar términos legales o medidas tecnológicas que restrinjan legalmente a otros a hacer cualquier cosa que permita esta licencia.

Referencia bibliográfica

Montoya, E. (2024). *Variabilidad del índice Pc3 asociada a fulguraciones solares de clase X del Ciclo Solar 24 en estaciones magnéticas de Australia*. [Tesis de pregrado, Universidad Nacional Mayor de San Marcos, Facultad de Ciencias Físicas, Escuela Profesional de Física]. Repositorio institucional Cybertesis UNMSM.

Metadatos complementarios

Datos de autor	
Nombres y apellidos	Erick Franco Montoya Calderón
Tipo de documento de identidad	DNI
Número de documento de identidad	75075005
URL de ORCID	https://orcid.org/0000-0002-0201-3265
Datos de asesor	
Nombres y apellidos	Walter Robert Guevara Day
Tipo de documento de identidad	DNI
Número de documento de identidad	06300994
URL de ORCID	https://orcid.org/0000-0002-9361-1104
Datos del jurado	
Presidente del jurado	
Nombres y apellidos	Rafael Edgardo Carlos Reyes
Tipo de documento	DNI
Número de documento de identidad	06443628
Miembro del jurado 1	
Nombres y apellidos	Teófilo Vargas Auccalla
Tipo de documento	DNI
Número de documento de identidad	06532544
Miembro del jurado 2	
Nombres y apellidos	Walter Robert Guevara Day
Tipo de documento	DNI
Número de documento de identidad	06300994
Datos de investigación	
Línea de investigación	A.2.6.1. Clima Espacial
Grupo de investigación	Grupo de Investigación en Astronomía - GIA

Agencia de financiamiento	Sin financiamiento.
Ubicación geográfica de la investigación	País: Perú Departamento: Lima Provincia: Lima Distrito: Los Olivos Urbanización: Santa Rosa de Lima Manzana y lote: Mz. A Lt. 12 Calle: Santo Tomás Latitud: -12.007306 Longitud: -77.080043
Año o rango de años en que se realizó la investigación	Abril 2022 - Noviembre 2023
URL de disciplinas OCDE	Geoquímica, Geofísica https://purl.org/pe-repo/ocde/ford#1.05.04 Física de plasmas y fluídos https://purl.org/pe-repo/ocde/ford#1.03.05 Astronomía https://purl.org/pe-repo/ocde/ford#1.03.08

Universidad Nacional Mayor de San Marcos
Universidad del Perú. Decana de América

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS

ESCUELA PROFESIONAL DE FÍSICA

ACTA DE SUSTENTACIÓN DE TESIS PARA OPTAR EL TÍTULO PROFESIONAL DE LICENCIADO EN FÍSICA

Siendo las 13:00 horas del Viernes 14 de abril de 2024, en el Salón de Grados de la Facultad de Ciencias Físicas (Auditorio 109), bajo la Presidencia del Dr. Rafael Edgardo Carlos Reyes (Presidente), Dr. Teófilo Vargas Auccalla (Miembro), Lic. Walter Robert Guevara Day (Asesor) y Lic. Jose Carlos Eche Llenque (Miembro Suplente), se dio inicio a la Sesión Pública de Sustentación de Tesis para la Licenciatura en Física, del Bachiller:

ERICK FRANCO MONTOYA CALDERÓN

Dando lectura al Resumen del Expediente, el Presidente del Jurado, invitó al Bachiller Erick Franco Montoya Calderón a realizar una exposición de Trabajo de Tesis titulada: "Variabilidad del índice Pc3 asociada a fulguraciones solares de clase X del Ciclo Solar 24 en estaciones magnéticas de Australia".

Concluida la exposición del candidato y luego de las preguntas de rigòr por parte del Jurado, el Presidente, invitó al Bachiller y al público a abandonar momentáneamente la Sala de Sesión, para dar paso a la deliberación y calificación por parte del Jurado.

Al término de la deliberación del Jurado el Dr. Rafael Edgardo Carlos Reyes, invitó al candidato y al público a pasar a la Sala de Sesión, para dar lectura al resultado de la deliberación. Ha obtenido la calificación de:

19	DIECINUEVE	APROBADO CON MAXIMOS HONORES
(NÚMERO)	(LETRAS)	(MENCIÓN)

Finalmente, el Presidente del Jurado, propone al consejo de la Facultad que se le declare Licenciado en Física al Bachiller Erick Franco Montoya Calderón. Siendo las 14:14 horas, se levanta la sesión.

Dr. Rafael Edgardo Carlos Reyes
PRESIDENTE

Dr. Teófilo Vargas Auccalla
MIEMBRO

Dirección: Calle Germán Amézaga N.º 375 - Lima
Facultad de Ciencias Físicas
Apartado Postal: 14-0149 – Lima 14 Perú

Escuela Profesional de Física
6197000 Anexo 3805
E-mail eapfis@unmsm.edu.pe

Universidad Nacional Mayor de San Marcos
Universidad del Perú. Decana de América

FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS

ESCUELA PROFESIONAL DE FÍSICA

Lic. Walter Robert Guevara Day
ASESOR

Lic. Jose Carlos Eche Llenque
MIEMBRO SUPLENTE

CERTIFICADO DE SIMILITUD

Yo Walter Robert Guevara Day en mi condición de asesor acreditado con el ACUERDO COMITÉ DE N° 018-EPF-FCF-22, de fecha 21 de abril de 2022, de la tesis, cuyo título es "Variabilidad del índice Pc3 asociada a fulguraciones solares de clase X del Ciclo Solar 24 en estaciones magnéticas de Australia", presentado por el bachiller Erick Franco Montoya Calderón para optar el título de Licenciado en Física, CERTIFICO que se ha cumplido con lo establecido en la Directiva de Originalidad y de Similitud de Trabajos Académicos, de Investigación y Producción Intelectual. Según la revisión, análisis y evaluación mediante el software de similitud textual, el documento evaluado cuenta con el porcentaje de 9 % de similitud, nivel **PERMITIDO** para continuar con los trámites correspondientes y para su **publicación en el repositorio institucional.**

Se emite el presente certificado en cumplimiento de lo establecido en las normas vigentes, como uno de los requisitos para la obtención del título correspondiente.

DNI: 06300994
Walter Robert Guevara Day



Resumen

Variabilidad del índice Pc3 asociada a fulguraciones solares de clase X del Ciclo Solar 24 en estaciones magnéticas de Australia

por Erick MONTOYA CALDERÓN

Las pulsaciones Pc3 son oscilaciones cuasi-senoidales del campo geomagnético en la banda 10-45 segundos. Las fuentes de las pulsaciones Pc3 aún no han sido determinadas con certeza, pero la evidencia sugiere que estas son generadas mayormente por inestabilidades ion-ciclotrón en la región upstream de la magnetósfera (teoría de ondas upstream). De la teoría se deduce que la amplitud de las pulsaciones Pc3 en la superficie terrestre debería aumentar si la presión y la velocidad del viento solar se incrementan, condiciones que son características de las eyecciones de masa coronal. Investigaciones que comprueben esta predicción son escasas. Por esta razón, en el presente trabajo se estudió la evolución del índice Pc3 (media cuadrática de la amplitud de las pulsaciones) luego de las 49 fulguraciones solares de clase X (las cuales son las fulguraciones más intensas y con la mayor probabilidad de ser sucedidas por eyecciones de masa coronal) del Ciclo Solar 24 en seis estaciones magnéticas de Australia continental (latitudes geográficas bajas-medias). Los resultados indican que la actividad Pc3 podría clasificarse en 4 tipos. En la de tipo 1 (11 eventos), se observó un incremento casi simultáneo y del mismo orden de magnitud del índice Pc3 en todas las estaciones, siendo el patrón de evolución igualmente similar. La actividad Pc3 tipo 2 (5 eventos) fue similar a la de tipo 1, pero solo en una estación la magnitud de este incremento fue considerablemente mayor que la de las otras estaciones (amplificación). Las características de las amplificaciones concuerdan con los efectos típicos de las ondas rápidas de compresión, por lo que este sería el principal mecanismo de propagación de las pulsaciones Pc3 en la magnetósfera. En la de tipo 3 (7 eventos), picos de actividad Pc3 muy alta fueron registrados solo en una estación magnética (anomalía), manteniéndose la actividad Pc3 en niveles normales en las estaciones restantes. La causa de las anomalías no pudo ser determinada. La actividad Pc3 tipo 4 (26 eventos) se caracterizó por el nulo incremento del índice Pc3 en todas las estaciones magnéticas, por lo que fue identificada con la actividad Pc3 normal. Los patrones de evolución similares del índice Pc3 durante los tipos de actividad 1 y 2 son coherentes con la teoría de ondas upstream. También se observó un aumento significativo de la actividad Pc3 en latitudes geográficas medias que fue atribuido al óvalo auroral del sur.

Palabras clave: geomagnetismo, tormenta geomagnética, fulguración solar, CME, índice Pc3

Abstract

Variability of the Pc3 index associated with the X-class solar flares of Solar Cycle 24 at magnetic stations of Australia

by Erick MONTOYA CALDERÓN

Pc3 pulsations are quasi-sinusoidal oscillations of the geomagnetic field in the period range 10-45 seconds. The Pc3-pulsation sources have not yet been determined with certainty, but evidence suggests that these are mainly generated by ion-cyclotron instabilities in the upstream region of the magnetosphere (upstream wave theory). From this theory, it follows that Pc3-wave amplitudes on the surface of the Earth should increase if both pressure and solar wind speed increase. Both conditions are typical of coronal mass ejections, but research on testing this prediction is scarce. For this reason, in the present thesis the evolution of the Pc3 index (root mean square of the wave amplitude) after the 49 X-class solar flares (most intense flares and with the highest probability of triggering coronal mass ejections) of Solar Cycle 24 at six magnetic stations located in Australia (low-mid geographical latitudes) was studied. The results show that Pc3 activity might be divided into four types. During type-1-related events (total number: 11) a nearly simultaneous rise of the same order of magnitude was observed at all stations, being the evolution pattern likewise similar. Type 2 (5) was similar to type 1, but the level of Pc3 activity was considerably higher at only one station (amplification). The characteristics of the amplifications agree with the typical effects of fast compressional waves, indicating that Pc3 waves likely propagate through the magnetosphere mainly via this mechanism. During type-3-related events (7), peaks of extremely high Pc3 activity were registered at only one station, but the activity remained at normal levels at the other stations (anomaly). The cause of the anomalies remains unknown. Finally, the hallmark of type-4 Pc3 activity (26) was the absence of Pc3-index increases at all magnetic stations, implying that this type of activity may be the normal Pc3 activity. Similar evolution patterns of the Pc3 index in types 1 and 2 are in agreement with the upstream wave theory. In addition, a significant increase of Pc3 activity at mid geographical latitudes was attributed to the southern auroral oval.

Keywords: geomagnetism, geomagnetic storm, solar flare, CME, Pc3 index

Agradecimientos

Los resultados presentados en esta tesis se basan en datos recolectados en observatorios magnéticos. Agradecemos a los institutos nacionales que los sostienen y a INTERMAGNET por promover altos estándares en la práctica de observatorios magnéticos (www.intermagnet.org).

English translation of Agradecimientos:

The results presented in this thesis rely on data collected at magnetic observatories. We thank the national institutes that support them and INTERMAGNET for promoting high standards of magnetic observatory practice (www.intermagnet.org).

Índice general

Resumen I

Abstract II

Agradecimientos III

Índice de figuras VII

Índice de cuadros XIV

Abreviaciones XV

Dedicatoria XVII

1. Introducción **1**

1.1. Antecedentes 1

1.2. Objetivos y estructura de la tesis 4

1.2.1. General 4

1.2.2. Específicos 4

1.2.3. Estructura de la tesis 4

2. Marco teórico **6**

2.1. Física de plasmas 6

2.1.1. Definición, propiedades y parámetros característicos del plasma 6

2.1.2. Campos magnéticos uniformes e independientes del tiempo en un plasma 9

2.1.3. Derivas del centro de guía por campos magnéticos 10

2.1.4. Invariantes adiabáticas 12

2.1.5. Comportamiento de un plasma inmerso en un dipolo magnético 13

2.1.5.1. Espejo magnético 13

2.1.5.2. Plasma en un campo dipolar 15

2.1.6. Ecuaciones MHD 17

2.1.7. Reconexión magnética 19

2.1.8. Ondas ULF 21

2.2. Física solar 23

2.2.1. Estructura y estudio del Sol 23

2.2.2. Actividad solar 25

2.2.3. Viento solar y campo magnético interplanetario . . . 29
2.2.4. Fulguraciones solares . . . 31
2.2.5. Eyecciones de masa coronal . . . 32
2.3. Geomagnetismo . . . 34
2.3.1. Definición y estructura de la magnetósfera terrestre . . . 34
2.3.1.1. Estructura externa a la magnetósfera . . . 34
2.3.1.2. Estructura y poblaciones de plasma de la magnetósfera . . . 35
2.3.1.3. Convección magnetosférica . . . 37
2.3.1.4. Región dipolar . . . 38
2.3.1.5. Hojas de plasma de la magnetósfera . . . 40
2.3.1.6. Cinturones de radiación y corrientes anillo . . . 40
2.3.2. Actividad geomagnética . . . 41
2.3.2.1. Subtormentas geomagnéticas . . . 42
2.3.2.2. Tormentas geomagnéticas . . . 44
2.4. Pulsaciones Pc3 . . . 46
2.4.1. Definición y clasificación de las ondas ULF magnetosféricas . . . 46
2.4.2. Definición y origen de las pulsaciones Pc3 . . . 47
2.4.3. Transmisión de las pulsaciones Pc3 . . . 48
2.4.4. Sustentación de la teoría de ondas upstream . . . 51
2.4.5. Definición del índice Pc3 . . . 52

3. Datos **55**
3.1. Space Weather Prediction Center . . . 55
3.2. Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory . . . 57
3.3. INTERMAGNET . . . 57
3.3.1. Mapa de observatorios geomagnéticos . . . 58
3.3.2. Descarga de datos . . . 58
3.3.3. Formato IAGA2002 . . . 59

4. Definición de la muestra **60**
4.1. Selección de las FSXs del Ciclo Solar 24 . . . 60
4.2. Selección por disponibilidad de INTERMAGNET . . . 63

5. Caracterización básica de la muestra **68**
5.1. Actividad Pc3 tipo 1 . . . 69
5.2. Actividad Pc3 tipo 2 . . . 74
5.3. Actividad Pc3 tipo 3 . . . 78
5.4. Actividad Pc3 tipo 4 . . . 82
5.5. Aspectos generales . . . 85

6. Discusión **87**

7. Conclusiones **92**

A. Imágenes complementarias de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1 **94**
A.1. Variación temporal del índice Pc3 . . . 94
A.2. Histogramas . . . 100
A.3. Variación espacial del índice Pc3 . . . 110

B. Imágenes complementarias de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 2 **120**
B.1. Variación temporal del índice Pc3 . . . 120
B.2. Histogramas . . . 123
B.3. Variación espacial del índice Pc3 . . . 127

C. Imágenes complementarias de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 3 **131**
C.1. Variación temporal del índice Pc3 . . . 131
C.2. Histogramas . . . 135
C.3. Variación espacial del índice Pc3 . . . 141

D. Imágenes complementarias de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 4 **147**
D.1. Variación temporal del índice Pc3 . . . 147
D.2. Histogramas . . . 161
D.3. Variación espacial del índice Pc3 . . . 186

E. Programa elaborado con Python **199**
E.1. Obtención de la lista de las FSXs del Ciclo Solar 24 . . . 199
E.2. Obtención del índice Pc3 . . . 201

Referencias **205**

Índice de figuras

1.1. Simulación del Space Weather Prediction Center [SWPC], s.f. en el instante 2017-09-13 00:00:00 UTC de la densidad numérica del plasma del viento solar durante la CME asociada a la FSX del 2017-09-10. De izquierda a derecha, las gráficas muestran los resultados de la simulación en el plano de la eclíptica, en el semiplano que contiene a la Tierra y el Sol perpendicular a la eclíptica, y en una superficie esférica con radio de 1 AU. 3

2.1. Dibujo del movimiento de las partículas de un plasma con un campo magnético aplicado (a) uniforme y estático, (b) con líneas paralelas con un gradiente perpendicular a su dirección, y (c) con radio de curvatura. Dibujos modificados de Eliezer y Eliezer, 2001, p. 42, Gurnett y Bhattacharjee, 2005 y Hazeltine y Waelbroeck, 2018, p. 26, respectivamente. 12

2.2. (a) Dibujo de un campo magnético con gradiente paralelo a su dirección. (b) Dibujo del cono de pérdida de una partícula dentro de la topología magnética mostrada en el panel (a). v_x y v_y son las componentes de velocidad en los ejes X e Y de un sistema de coordenadas cartesiano. Dibujos modificados de Chen et al., 1984, p. 30 y Chen et al., 1984, p. 34, respectivamente. 15

2.3. Dibujo del campo magnético terrestre en regiones cercanas a su superficie. Modificado de Hazeltine y Waelbroeck, 2018, p. 34. 17

2.4. Dibujo de las etapas de un caso particular de reconexión magnética. Modificado de Zurbriggen, 2017, p. 15. 20

2.5. Secuencia de dibujos explicando el mecanismo de generación de ondas Alfvén. Modificado de McPherron, 2005, p. 548. 22

2.6. (a) Fotografía del Sol tomada con filtro Fe I (canal HMI del SDO) en 2017-09-10 03:15:00 UTC. Las manchas oscuras que se observan en el disco solar son manchas solares. (b) Fotografía del Sol tomada con filtro Fe IX (canal AIA del SDO) en 2017-09-10 03:12:34 UTC. Las flechas blancas indican la ubicación de los arcos cerrados mencionados en el texto. Modificados de National Aeronautics and Space Administration [NASA], 2022. 25

2.7. Gráfica del número de manchas solares promediado por mes. El color de los puntos denota el número de días de registro por mes. Modificado de Hathaway, 2022. 26

2.8. Secuencia de dibujos del modelo de Babcock explicando el origen de los ciclos solares. Modificados de Babcock, 1961 y Foukal, 2008. 28

2.9. (a) Dibujo de la espiral de Parker extrapolada usando mediciones de la sonda IMP-1. Las fechas y horas anotadas en el esquema denotan la ubicación de la sonda en esos instantes. Modificado de Foukal, 2008. (b) Concepción artística de la hoja de corriente heliosférica en tres dimensiones. Créditos: Heil, s.f. 30
2.10. (a) Fotografía del Sol tomada con filtro Fe XII-XIV (canal AIA del SDO) en 2017-09-10 16:11:05 UTC. La flecha indica la ubicación de la fulguración solar de clase X8.2. Modificado de NASA, 2022. (b) Fotografía de la corona solar tomada por el instrumento LASCO del SOHO en 2017-09-10 16:12:00 UTC. La flecha señala a la CME asociada a la FSX mostrada en el panel (a). Modificado de NASA, s.f. 32
2.11. Dibujo de la estructura de una onda de choque interplanetaria asociada a una CME. Las flechas indican la velocidad del flujo de plasma. Las líneas delgadas denotan el IMF. Modificado de Foukal, 2008. 33
2.12. Dibujos de la estructura de la magnetósfera mostrando (a) la topología del campo geomagnético desde una latitud media en el sector mediodía-anochecer y (b) las poblaciones de plasma desde el sector anochecer. Escala en unidades de R_{E}. Modificados de Obara, 2002 y Borovsky y Valdivia, 2018, respectivamente. 36
2.13. Dibujos de algunas estructuras y poblaciones de plasma de la magnetósfera vistos desde (a) latitudes medias en el sector mediodía-anochecer y (b) desde el polo norte magnético. Diferentes tonalidades de gris denotan diferentes poblaciones de plasma. Leyenda a la derecha de la Figura. Modificado de Obara, 2002. 37
2.14. Dibujo simplificado del proceso de reconexión del campo geomagnético con el IMF (del cual solo se muestra B_{z}). Modificado de Obara, 2002. 38
2.15. Simulación en la sección ecuatorial de la convección magnetosférica (líneas discontinuas) hacia el Sol en la región dipolar. La curva sólida externa representa a la magnetopausa, mientras que la curva interna denota el límite entre las trayectorias abiertas y cerradas de los flujos de plasma (plasmapausa). Escala en unidades de R_{E}. Modificado de Obara, 2002. 39
2.16. Dibujo del modelo de disrupción de la corriente. Modificado de Obara, 2002. . . 43
2.17. Gráficas de la evolución de p_{sw}, E_{y} y del índice Dst durante una típica tormenta geomagnética. Modificado de Burton, 1975, citado en Obara, 2002. 45
2.18. Dibujo que ilustra las componentes magnéticas tangencial B_{t} y lateral B_{l} (con respecto al IMF) de las diversas ondas ULF generadas en sectores seleccionados del foreshock. Modificado de Russell y Hoppe, 1983. 48
2.19. Dibujo simplificado de las FLRs para una línea del campo geomagnético con modo (a) impar y (b) par. Modificado de McPherron, 2005. 49
2.20. Dibujo que explica la detección de pulsaciones Pc3 en la superficie terrestre. Modificado de McPherron, 2005. 50
2.21. Gráficas de la evolución (a) de B_{z}, (b) del índice Dst, y (c) del índice Pc3 en tres estaciones magnéticas de Canadá durante la tormenta geomagnética acontecida el 2000-07-14. Modificado de Vallée et al., 2007. 54

2.22. Distribución espacial del promedio anual (año 2000) del índice Pc3 sobre Canadá. Modificado de Vallée et al., 2007. 54

3.1. Gráfica del flujo en rayos X del Sol desde 2017-09-10 00:00:00 UTC hasta 2017-09-12 23:59:00 UTC (National Oceanic and Atmospheric Administration [NOAA], s.f.-b). 56

4.1. Gráfica circular de los porcentajes de ocurrencia de las fulguraciones solares registradas durante el Ciclo Solar 24 según su clase. 61
4.2. Campo geomagnético medido por la estación magnética CTA el día 2011-02-16 (a) sin limpieza y (b) con limpieza de datos. 65

5.1. Gráfica circular de los cuatro tipos de actividad Pc3 encontrados en el presente trabajo. 68
5.2. Variación temporal del índice Pc3 durante los 3 días posteriores a la detección de la FSX N°48 del Ciclo Solar 24 en seis estaciones magnéticas de Australia continental. La línea roja denota el instante del flujo máximo en rayos X de la FSX (ver Cuadro 4.2). La línea verde denota el instante de la hipotética llegada a la Tierra de la CME más rápida reportada por Miteva et al., 2013 y Swalwell et al., 2017. Tiempo en formato Día Hora:Minuto. 70
5.3. Histogramas de los valores del índice Pc3 registrados en las estaciones magnéticas de Australia continental durante el evento N°48. Resolución: 0.01 nT RMS. . . . 73
5.4. Distribución espacial durante el evento N°48 del índice Pc3 promediado para (a) $Pc3 > Pc3_{\mathrm{u}}$ y (b) $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$. Solo se consideraron valores posteriores a la línea verde de la Figura 5.2 para la obtención del promedio. Los triángulos verdes indican la ubicación de las estaciones magnéticas dentro de Australia continental (ver Cuadro 4.3). Método de interpolación: mínima curvatura. Resolución: 0.01 nT RMS. 74
5.5. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°13. 75
5.6. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°13. 77
5.7. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°13. 78
5.8. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°40. 79
5.9. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°40. 80
5.10. Variación espacial del índice Pc3 durante el evento N°40 (a) en el instante 2014-10-30 10:00:00 UTC correspondiente al valor máximo registrado en la estación GNG, y (b) promediado para todos los $Pc3 < 0.5$ nT RMS posteriores a la línea verde mostrada en la Figura 5.8, con el objetivo de filtrar las anomalías detectadas en la estación GNG. Método de interpolación: mínima curvatura. Resolución: 0.01 nT RMS. 81
5.11. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°42. 82
5.12. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°42. 84
5.13. Mismo formato que la Figura 5.2 (b) pero del evento N°42. 85

5.14. Mapa de la ubicación en el disco solar de las ARs asociadas a las FSXs del Ciclo Solar 24, elaborado usando los datos del Cuadro 4.2. 86

A.1. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°0. 94
A.3. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°6. 95
A.2. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°1. 95
A.4. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°28. 96
A.5. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°31. 96
A.6. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°32. 97
A.7. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°35. 97
A.8. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°45. 98
A.9. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°46. 98
A.10. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°47. 99
A.11. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°0. 100
A.12. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°1. 101
A.13. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°6. 102
A.14. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°28. 103
A.15. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°31. 104
A.16. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°32. 105
A.17. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°35. 106
A.18. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°45. 107
A.19. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°46. 108
A.20. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°47. 109
A.21. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°0. 110
A.22. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°1. 111
A.23. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°6. 112
A.24. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°28. 113
A.25. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°31. 114
A.26. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°32. 115
A.27. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°35. 116
A.28. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°45. 117
A.29. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°46. 118
A.30. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°47. 119

B.1. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°9. 120
B.3. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°11. 121
B.2. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°10. 121
B.4. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°34. 122
B.5. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°9. 123
B.6. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°10. 124
B.7. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°11. 125
B.8. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°34. 126
B.9. Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°9. 127

B.10.Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°10. 128
B.11.Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°11. 129
B.12.Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°34. 130

C.1. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°12. 131
C.3. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°24. 132
C.2. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°14. 132
C.4. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°25. 133
C.5. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°36. 133
C.6. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°39. 134
C.7. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°12. 135
C.8. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°14. 136
C.9. Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°24. 137
C.10.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°25. 138
C.11.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°36. 139
C.12.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°39. 140
C.13.Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°12 y para el instante 2012-07-08 08:20:00 en el panel (a). 141
C.14.Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°14 y para el instante 2012-10-24 17:00:00 en el panel (a). 142
C.15.Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°24 y para el instante 2013-11-11 02:40:00 en el panel (a). 143
C.16.Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°25 y para el instante 2013-11-11 13:20:00 en el panel (a). 144
C.17.Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°36 y para el instante 2014-10-24 01:40:00 en el panel (a). 145
C.18.Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°39 y para el instante 2014-10-29 03:20:00 en el panel (a). 146

D.1. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°2. 147
D.3. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°4. 148
D.2. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°3. 148
D.4. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°5. 149
D.5. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°7. 149
D.6. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°8. 150
D.7. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°15. 150
D.8. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°16. 151
D.9. Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°17. 151
D.10.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°18. 152
D.11.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°19. 152
D.12.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°20. 153
D.13.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°21. 153
D.14.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°22. 154

D.15.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°23. 154
D.16.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°26. 155
D.17.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°27. 155
D.18.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°29. 156
D.19.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°30. 156
D.20.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°33. 157
D.21.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°37. 157
D.22.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°38. 158
D.23.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°41. 158
D.24.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°43. 159
D.25.Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°44. 159
D.26.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°2. 161
D.27.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°3. 162
D.28.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°4. 163
D.29.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°5. 164
D.30.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°7. 165
D.31.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°8. 166
D.32.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°15. 167
D.33.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°16. 168
D.34.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°17. 169
D.35.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°18. 170
D.36.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°19. 171
D.37.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°20. 172
D.38.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°21. 173
D.39.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°22. 174
D.40.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°23. 175
D.41.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°26. 176
D.42.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°27. 177
D.43.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°29. 178
D.44.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°30. 179
D.45.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°33. 180
D.46.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°37. 181
D.47.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°38. 182
D.48.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°41. 183
D.49.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°43. 184
D.50.Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°44. 185
D.51.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°2. 186
D.52.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°3. 186
D.53.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°4. 187
D.54.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°5. 187
D.55.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°7. 188
D.56.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°8. 188

D.57.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°15. 189
D.58.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°16. 189
D.59.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°17. 190
D.60.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°18. 190
D.61.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°19. 191
D.62.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°20. 191
D.63.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°21. 192
D.64.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°22. 192
D.65.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°23. 193
D.66.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°26. 193
D.67.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°27. 194
D.68.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°29. 194
D.69.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°30. 195
D.70.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°33. 195
D.71.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°37. 196
D.72.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°38. 196
D.73.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°41. 197
D.74.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°43. 197
D.75.Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°44. 198

Índice de cuadros

2.1. Clasificación IAGA de las ondas ULF magnetosféricas. Modificado de Jacobs et al., 1964, citado en McPherron, 2005. 46

4.1. Número de eventos y de fulguraciones solares (divididas según su clasificación NOAA) del Ciclo Solar 24 con sus respectivos porcentajes de ocurrencia. 61
4.2. Lista de las FSXs del Ciclo Solar 24 registradas por GOES-15. 62
4.3. Información de las estaciones magnéticas dentro de Australia continental (International Real-time Magnetic Observatory Network [INTERMAGNET], s.f.-b) usadas como fuente de datos para el presente trabajo. 64
4.4. Información de las estaciones magnéticas fuera de Australia continental (INTERMAGNET, s.f.-b) usadas como fuente de datos para el presente trabajo. 65
4.5. Porcentaje de cobertura de las estaciones magnéticas del Cuadro 4.3. 66
4.6. Porcentaje de cobertura de las estaciones magnéticas del Cuadro 4.4. 67

5.1. Lista de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1 con sus respectivos valores promedio del índice Pc3 (en unidades de 0.1 nT RMS) calculados para las estaciones magnéticas de Australia continental. Solo se consideraron valores posteriores a la línea verde de la Figura 5.2 para la obtención del promedio. Grado de confianza: 95 %. 70
5.2. Valores umbrales (en unidades de 0.1 nT RMS) de las estaciones magnéticas dentro de Australia continental para los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1. 72
5.3. Valores umbrales (en unidades de 0.1 nT RMS) de las estaciones magnéticas fuera de Australia continental para los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1. . . . 72
5.4. Mismo formato que el Cuadro 5.1 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 2. 75
5.5. Mismo formato que el Cuadro 5.2 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 2. 76
5.6. Mismo formato que el Cuadro 5.3 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 2. 76
5.7. Mismo formato que el Cuadro 5.1 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 3. 79
5.8. Mismo formato que el Cuadro 5.1 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 4. 83

Abreviaciones

CME	Eyección de Masa Coronal
FSX	Fulguración Solar de Clase X
UTC	Coordinated Universal Time
AU	Unidad Astronómica
ULF	Frecuencia Ultra Baja
MHD	Magnetohidrodinámica(s)
EUV	Ultravioleta Extremo
HMI	Heliosismic and Magnetic Imager
SDO	Solar Dynamics Observatory
AIA	Atmospheric Imaging Assembly
AR	Región Activa
IMF	Campo Magnético Interplanetario
IMP	Interplanetary Monitoring Platform
NOAA	National Oceanic and Atmospheric Administration
GOES	Geostationary Operational Environmental Satellite
LASCO	Large Angle and Spectrometric Coronograph
SOHO	Solar and Heliospheric Observatory

LLBL	Capa Límite de Baja Latitud
FAC	Corriente Alineada con el Campo
IAGA	International Association of Geomagnetism and Aeronomy
RMS	Media Cuadrática
SWPC	Space Weather Prediction Center
NWS	National Weather Service
FIE	Flujo Integrado de Energía
INTERMAGNET	International Real-time Magnetic Observatory Network
GIN	Nodo de Información Geomagnética
LMSAL	Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory
FLR	Resonancia de Línea de Campo

Dedicado a mi madre Luz Calderón Huaroto y a mi padre Francisco Montoya Chávez, cuyo apoyo económico, moral y emocional, incentivaron mi curiosidad por los misterios del Universo, permitiéndome así finalizar mis estudios en esta maravillosa rama del conocimiento que es la Física y redactar la presente tesis testimonio de mi inicio en el mundo de la investigación.

A ellos les estaré eternamente agradecido, no sólo por haberme dado la vida, sino también por haberme apoyado en todos mis años de formación académica como físico, por haberme permitido enfocarme en mis proyectos personales desde mi juventud, y por enriquecerme con sus enseñanzas de vida que solo la experiencia puede proveer. Sé que contaré con su apoyo moral cuando estudie en el extranjero la hermosa carrera de Astronomía y Astrofísica.

Nuevamente, muchas gracias y que la vida les devuelva toda la bondad que han tenido para conmigo.

Capítulo 1

Introducción

1.1. Antecedentes

Antes de la primera mitad del Siglo XIX, la variabilidad de la actividad solar era irrelevante para el desarrollo de las civilizaciones. Actualmente, sin embargo, la creciente dependencia de dispositivos eléctricos y electrónicos (los cuales, junto con la implementación de políticas públicas, han contribuido a la mejora de la calidad de vida de las personas), ha ocasionado que la sociedad moderna sea cada vez más vulnerable ante episodios de alta actividad geomagnética, la cual depende mayormente de la actividad solar.

Las fulguraciones solares constituyen un ejemplo de fenómenos explosivos característicos de la actividad solar. Las fulguraciones solares más intensas (clase X o FSXs) son de particular interés para la comunidad científica, ya que poseen una mayor probabilidad de ser acompañadas por eyecciones de masa coronal (CMEs) (Yashiro et al., 2006). Cuando una de estas CMEs alcanza la Tierra, el campo magnético en su interior puede reconectarse con las líneas de la magnetósfera terrestre y provocar tormentas y/o subtormentas geomagnéticas (Gopalswamy et al., 2016), las cuales son manifestaciones de alta actividad geomagnética. Las tormentas y subtormentas geomagnéticas se manifiestan como oscilaciones del campo magnético terrestre que inducen corrientes parásitas en los circuitos que conforman dispositivos electrónicos y transformadores de la red eléctrica. Durante episodios de actividad geomagnética extremadamente alta, las oscilaciones magnéticas pueden llegar a tener una amplitud considerable, causando corrientes parásitas de alta intensidad que pueden dañar parcial o completamente los artefactos eléctricos y electrónicos de los que depende la sociedad actual (Kataoka & Pulkkinen, 2008). En el escenario de una falla general de los transformadores de una red eléctrica, sucedería un apagón energético en las poblaciones proveídas por la red, lo cual imposibilitaría el acceso a varios servicios esenciales. Este escenario, aunque poco probable, podría ocurrir debido a una CME de muy alta energía dirigida hacia la Tierra.

Existen registros históricos de las consecuencias de la llegada de CMEs de alta energía que evidencian el inminente peligro que representan para el desarrollo de la humanidad. La tormenta geomagnética más intensa registrada hasta la fecha inició el 2 de Septiembre de 1859. La

secuencia de eventos que sucedieron a partir de aquel día (recopilados en Cliver y Dietrich, 2013) se denomina en conjunto como Evento Carrington. El 1 de Septiembre de 1859, los astrónomos británicos Richard Carrington y Richard Hodgson observaron independientemente (usando un telescopio con filtro solar) puntos blancos que se movían entre un grupo de manchas solares. 17.6 horas después, magnetómetros en todo el mundo registraron oscilaciones violentas del campo magnético terrestre, lo que provocó la aparición de corrientes parásitas de alta intensidad en los sistemas de comunicación de la época: los telégrafos. Amagos de incendio causados por los chispazos emitidos por los alambres de la red telegráfica fueron reportados en Noruega y Baltimore (Maryland, Estados Unidos). Además, se anotaron testimonios de auroras visibles desde regiones tan cercanas al ecuador como El Caribe (Green & Boardsen, 2006), y posiblemente Colombia (Cárdenas et al., 2016). En aquel entonces, la comunidad científica pensó que no existía relación entre esta serie de eventos y las observaciones de Hodgson y Carrington (quien pensaba lo contrario). Actualmente, se sabe que lo que observaron ambos astrónomos en el disco solar fue una fulguración solar muy intensa, la cual fue seguida por una CME de muy alta energía que interactuó con la magnetósfera terrestre. La segunda tormenta geomagnética más intensa ocurrió en 1921, y aunque no escaló al mismo nivel que el Evento Carrington, la magnitud de los daños fue mayor debido a la integración de más sistemas de comunicación y dispositivos que requerían de la electricidad para su funcionamiento (Cliver & Dietrich, 2013). Durante este evento, se reportaron incendios en dos estaciones del Metro de Nueva York y en una estación de telefonía en Suecia.

Fulguraciones solares como las que ocasionaron el Evento Carrington tienen un 3-12 % de probabilidad de ocurrir en una década (Riley, 2012), por lo que las fulguraciones solares más intensas (FSXs) representan una amenaza real para la tecnología actual. Aún más complicado es el hecho de que no todas las CMEs de alta energía suceden fulguraciones solares intensas. Por ejemplo, el 13 de Marzo de 1989, dos CMEs (la primera asociada con una FSX y la segunda asociada con una fulguración de clase M7.3) provocaron un apagón en Quebec (Canadá) y problemas en algunas plantas de energía eléctrica de Estados Unidos, Suecia y el Reino Unido (Boteler, 2019). Más recientemente, el 23 de Julio de 2012 se observó una de las CMEs más energéticas registradas hasta la fecha (Gopalswamy et al., 2016). Esta CME tenía el potencial para ocasionar un evento similar al Evento Carrington, pero la rotación del Sol desplazó la región activa de procedencia hacia la parte del disco solar no visible desde la Tierra (Baker et al., 2013). Si la CME hubiera ocurrido una semana antes, el impacto habría sido directo. Ejemplos como los mencionados han aumentado el interés de los científicos por predecir el impacto que una CME medida por observatorios espaciales podría tener en la magnetósfera terrestre. El procedimiento de predicción de la intensidad de las tormentas y subtormentas geomagnéticas causadas por CMEs es análogo al realizado en meteorología, y constituye uno de los objetivos principales del estudio del clima espacial. La Figura 1.1 muestra los resultados de una simulación de los efectos de la CME asociada a una de las FSXs objeto de estudio en el presente trabajo en las condiciones climáticas del espacio interplanetario.

Una manera de cuantificar la influencia de las condiciones del clima espacial en los diversos

sistemas que conforman la magnetósfera terrestre es usando índices de actividad geomagnética. Bien conocidos en geomagnetismo son los índices Kp y Dst, de los cuales existe abundante información en la literatura científica, ya que han demostrado ser buenos indicadores de la ocurrencia de tormentas y subtormentas geomagnéticas. Sin embargo, otros índices, como el índice Pc3 (cuantificador de la amplitud de las pulsaciones magnéticas con periodos de 10-45 segundos) no han sido estudiados tan detalladamente, a pesar de que investigaciones recientes han encontrado que el índice Pc3 también podría ser usado como indicador de tormentas geomagnéticas intensas causadas por la interacción de CMEs con la magnetósfera terrestre. Hasta la fecha, no existen estudios acerca de la evolución del índice Pc3 luego de la ocurrencia de fenómenos explosivos en el Sol y en el rango de latitudes del territorio peruano (latitudes ecuatoriales-bajas). Un estudio de esta naturaleza podría ser útil para entender la propagación de las pulsaciones Pc3 en latitudes bajas de la magnetósfera, así como promover su divulgación como índice de actividad geomagnética de importancia si los resultados así lo indicaran. De hecho, todo estudio de la magnetósfera es bienvenido en la comunidad científica, ya que la imagen física de la magnetósfera aún está bastante incompleta.

Ante este inconveniente, en el presente trabajo se investigó cómo las fulguraciones solares de clase X influyeron en la variabilidad del índice Pc3 durante los 3 días posteriores al inicio de las FSXs del Ciclo Solar 24 usando mediciones de estaciones magnéticas australianas. Posteriormente, se evaluó la implicación de los resultados para Perú.

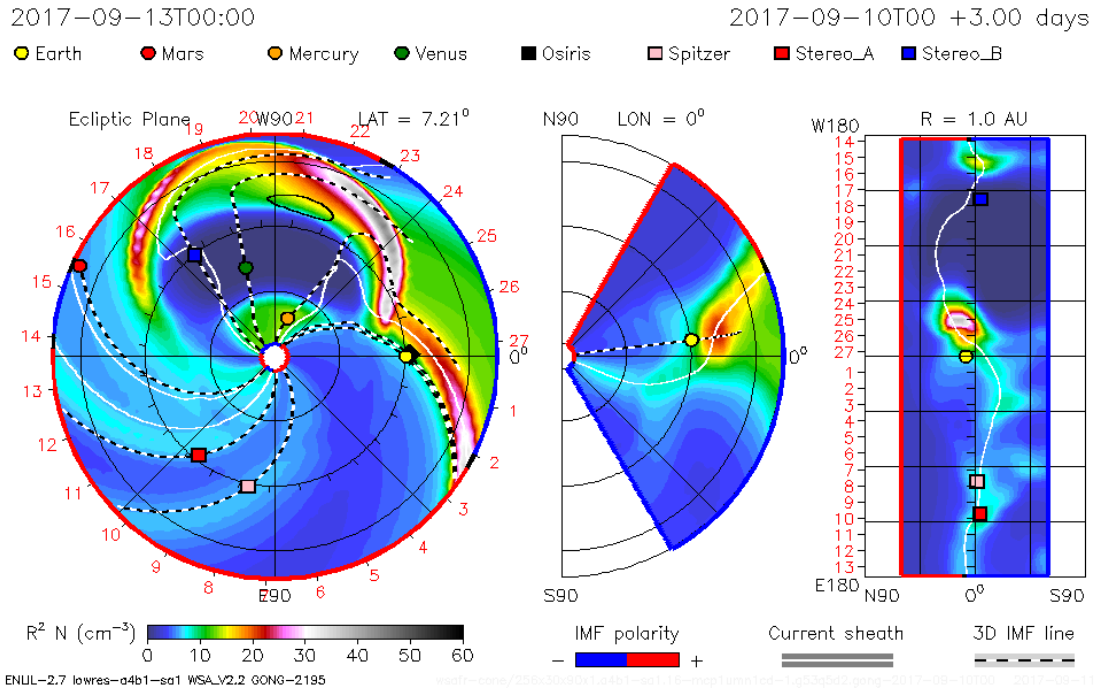

Figura 1.1: Simulación del SWPC, s.f. en el instante 2017-09-13 00:00:00 UTC de la densidad numérica del plasma del viento solar durante la CME asociada a la FSX del 2017-09-10. De izquierda a derecha, las gráficas muestran los resultados de la simulación en el plano de la eclíptica, en el semiplano que contiene a la Tierra y el Sol perpendicular a la eclíptica, y en una superficie esférica con radio de 1 AU.

1.2. Objetivos y estructura de la tesis

1.2.1. General

Estudiar la evolución del índice de actividad geomagnética Pc3 durante episodios de alta actividad geomagnética ocasionados por fulguraciones solares de clase X del Ciclo Solar 24, usando mediciones del campo magnético terrestre realizadas en varias regiones de Australia.

1.2.2. Específicos

- Calcular el porcentaje de fulguraciones solares de clase X que ocasionaron un aumento importante del índice Pc3.
- Determinar las regiones de Australia más susceptibles a registrar valores altos del índice Pc3 luego de fulguraciones solares de clase X.
- Determinar a partir de los resultados obtenidos las implicancias que estos tendrían para Perú.

1.2.3. Estructura de la tesis

En el Capítulo 1, se introducen el fundamento histórico y científico del motivo de estudio del presente trabajo y los objetivos planteados. Además, se detalla el contenido de cada capítulo de la tesis.

En el Capítulo 2, se explicarán los conceptos y ecuaciones físicas necesarias para el correcto entendimiento de la presente tesis, incluido el Capítulo 1. Este capítulo se divide en 4 secciones: las 3 primeras comprenden las ramas de la Física necesarias para entender el fenómeno de estudio de la tesis: física de plasmas, física solar y geomagnetismo. El cuarto capítulo contiene la información conocida hasta la fecha de las pulsaciones Pc3, las cuales son objeto de estudio en la presente investigación.

En el Capítulo 3, se introducirán las bases de datos usadas y se explicará la información *a priori* necesaria para la correcta obtención de los registros de las fulguraciones solares de clase X del Ciclo Solar 24 y de las mediciones del campo magnético terrestre.

En el Capítulo 4, teniendo en cuenta los objetivos expuestos en la Sección 1.2, se presentarán las condiciones que debieron cumplir los datos para su correcto procesamiento (filtración), así como el procedimiento de obtención del índice Pc3.

En el Capítulo 5, se presentarán los resultados obtenidos del procesamiento estadístico de los datos, clasificados según el tipo de actividad Pc3 observado. Esta clasificación fue propuesta por el autor y el asesor de la tesis basándose en los cuatro patrones de evolución que podía adoptar

el índice Pc3 luego de las FSXs del Ciclo Solar 24. Este resultado no ha sido reportado en ningún artículo científico anterior al presente trabajo, lo que lo convierte en uno de los hallazgos más resaltantes de la tesis.

En el Capítulo 6, se explicarán y analizarán los resultados obtenidos en el Capítulo 5 y se comentarán los resultados no esperados que puedan servir como base para una futura investigación. Adicionalmente, se evaluará la implicancia de estos resultados para Perú.

En el Capítulo 7, se presentarán las conclusiones del presente trabajo de investigación.

Capítulo 2

Marco teórico

Para entender los procesos físicos que ocurren en la magnetósfera terrestre y en la corona solar, es necesario explicar las definiciones y parámetros físicos de la rama de la física que estudia a ambos sistemas: la física de plasmas. En la Sección 2.1, se introducirán y explicarán los conceptos y parámetros característicos de la física de plasmas necesarios para entender el contenido de las secciones subsecuentes. En la Sección 2.2, se explicarán las características más importantes del Sol y del viento solar, y dos de sus fenómenos explosivos: las fulguraciones solares y las CMEs. En la Sección 2.3, se presentarán las estructuras y corrientes más importantes de la magnetósfera y dos de sus fenómenos transitorios: las subtormentas y las tormentas geomagnéticas. En la Sección 2.4, se introducirán la definición de las pulsaciones y del índice Pc3, así como la teoría vigente de sus mecanismos de generación y transmisión.

2.1. Física de plasmas

2.1.1. Definición, propiedades y parámetros característicos del plasma

Se denomina plasma a un volumen de gas eléctricamente casi neutro compuesto por partículas cargadas y neutras, que en conjunto exhiben comportamiento colectivo y en donde predominan fuerzas de naturaleza electromagnética (Chen et al., 1984, pp. 3, 11). Las partículas cargadas del plasma (electrones e iones) son resultado de la ionización de sus átomos primigenios, la cual puede ocurrir por la alta temperatura del medio o por incidencia de un fotón de alta energía. Para que un volumen de gas ionizado sea llamado plasma, deben cumplirse los siguientes tres criterios:

1. Cuasineutralidad. Considere que una diferencia de potencial no muy grande es aplicada en el interior de un plasma con la ayuda de una batería. La ley de Coulumb predice que cargas opuestas se atraerán y viceversa, por lo que el resultado serán electrones agrupados alrededor del polo positivo de la batería, mientras que los iones se agruparán en el polo negativo. Si el plasma tuviera un suficiente número de partículas y la temperatura fuera nula, entonces el potencial aplicado será completamente opacado por el potencial creado por las partículas del plasma. Este comportamiento característico de los plasmas se denomina escudo de Debye y se refiere a la habilidad de un plasma para repeler potenciales

eléctricos aplicados (Chen et al., 1984, p. 8). Sin embargo, la temperatura nula es una idealización. En realidad, el escudo de Debye no es perfecto, ya que una temperatura no nula añade cierta velocidad a las partículas del plasma que permite a las partículas más alejadas de los polos de la batería (expuestas a un campo eléctrico de menor magnitud) escapar de la acción del escudo. En conjunto, las partículas más alejadas de los polos conforman una capa llamada sheath, que es una región del plasma donde la acción del escudo de Debye no es lo suficientemente fuerte como para prevenir el escape de las partículas del pozo de potencial. La distancia hasta la cual predomina el escudo de Debye está dada por la longitud de Debye λ_D (Chen et al., 1984, p. 10), definida según

$$\lambda_\mathrm{D} = \left(\frac{\varepsilon_0 k_\mathrm{B} T_\mathrm{e}}{n e^2} \right)^{1/2}, \tag{2.1}$$

donde n es la densidad numérica de las partículas del plasma, T_e es la temperatura de los electrones, e es la carga eléctrica del protón, ε_0 es la permeabilidad eléctrica del vacío y k_B es la constante de Boltzmann. En la Ecuación (2.1), no se ha considerado la temperatura de los iones T_i ya que la masa de estos es mucho mayor que la de los electrones, por lo que se los puede considerar inmóviles con respecto a estos.

Ahora bien, considere un sistema de dimensiones L tal que $L \gg \lambda_\mathrm{D}$. En este caso, múltiples escudos de Debye cubrirán la mayor parte del volumen del sistema, manteniéndose esta región a un potencial casi nulo. Esto solo puede ocurrir si las densidades numéricas de los electrones n_e e iones n_i son aproximadamente iguales:

$$n_\mathrm{e} \approx n_\mathrm{i}. \tag{2.2}$$

La Ecuación (2.2) muestra el criterio de cuasineutralidad (Chen et al., 1984, p. 10), el cual es una de las propiedades más importantes de un plasma, y es válido si y solo si se cumple el primer criterio:

$$\lambda_\mathrm{D} \ll L. \tag{2.3}$$

2. Comportamiento colectivo. Se refiere a la capacidad que poseen las partículas de un plasma para interactuar entre sí. El comportamiento colectivo es muy importante para considerar un gas ionizado como plasma, ya que la longitud de Debye λ_D es un resultado estadístico. Sea N_D el número de partículas dentro de una esfera de Debye con radio λ_D, tal que

$$N_\mathrm{D} = \frac{4\pi}{3} \lambda_\mathrm{D}^3 n. \tag{2.4}$$

Entonces, para que un gas ionizado muestre comportamiento colectivo, debe cumplirse el segundo criterio:

$$N_\mathrm{D} \gg 1 \tag{2.5}$$

3. Fuerzas electromagnéticas. El movimiento de las partículas de un plasma debe ser causado principalmente por fuerzas electromagnéticas (colisiones a distancia) y no por fuerzas

dinámicas (colisiones con átomos neutros) (Chen et al., 1984, p. 11). Sean ω la frecuencia de las oscilaciones típicas de una plasma y τ el tiempo medio entre las colisiones con átomos neutros. Entonces, el tercer criterio es:

$$\omega\tau > 1. \tag{2.6}$$

Generalmente, lograr una descripción exacta de los plasmas no es posible (Chen & Chang, 2003, p. 3). Primero, la naturaleza eléctrica de las partículas constituyentes hacen que sus interacciones sean no lineales. Por ejemplo, si se aplican campos eléctricos y magnéticos a un plasma, sus partículas constituyentes se moverán según la fuerza de Lorentz $\mathbf{F}_\mathrm{L}$, y según las ecuaciones de Maxwell, el movimiento de estas partículas a su vez generará campos eléctricos y magnéticos que se sumarán vectorialmente a los campos aplicados inicialmente.

El segundo inconveniente en el estudio de plasmas en su amplio rango de densidades: los plasmas más enrarecidos del Universo poseen una densidad tan baja que puede ser estudiados bajo el enfoque de partícula individual, mientras que los plasmas más densos pueden ser estudiados modelándolos como un fluido (ver Sección 2.1.6).

La alta complejidad de los plasmas hace necesaria la introducción de parámetros característicos que puedan facilitar la descripción y predicción de los mismos. Para la presente tesis, serán necesarios los siguientes parámetros característicos:

1. Temperatura. Asumiendo una distribución de velocidades Maxwelliana, la temperatura T se relaciona con la energía cinética promedio de las partículas en tres dimensiones E_av (Chen et al., 1984, p. 6) según:

   $$E_\mathrm{av} = \frac{3}{2} k_\mathrm{B} T. \tag{2.7}$$

   Dada la cercana relación entre E_av y T, es costumbre en física de plasmas proporcionar la temperatura en unidades de energía: $k_\mathrm{B}T = 1$ electronvoltio (eV), siendo el factor de conversión

   $$1\,\mathrm{eV} = 11600\,\mathrm{K}, \tag{2.8}$$

   donde K es la unidad de temperatura Kelvin.

   En general, debido a la baja densidad de los plasmas, los electrones e iones no suelen alcanzar el equilibrio termodinámico, por lo que difícilmente se encuentran a la misma temperatura (Chen & Chang, 2003).

2. Parámetro beta β. Se define el parámetro β como la relación entre la presión dinámica de las partículas p_d y la presión del campo magnético p_B del plasma (Chen et al., 1984):

   $$\beta = \frac{p_\mathrm{d}}{p_\mathrm{B}}. \tag{2.9}$$

   La importancia del parámetro β radica en el origen de sus dos términos de presión. La presión dinámica p_d es producto de las colisiones de las partículas con una pared o frontera,

mientras que la presión magnética p_{B} es resultado de los campos magnéticos presentes en un cuerpo de plasma. Dado que

$$p_{\mathrm{B}} = \frac{B^2}{2\mu_0} \tag{2.10}$$

para un módulo de campo magnético B dentro de un cuerpo de plasma con permeabilidad magnética μ_0, se deduce que el parámetro β refleja el nivel de relevancia de la fuerza de Lorentz $\mathbf{F}_{\mathrm{L}}$ con respecto a las fuerzas producidas por las colisiones entre las partículas.

Existen más parámetros característicos de los plasmas, pero su introducción no es conveniente en esta instancia ya que requieren de un mayor conocimiento de la física de plasmas. Los parámetros y propiedades restantes de los plasmas serán introducidos en las siguientes secciones.

2.1.2. Campos magnéticos uniformes e independientes del tiempo en un plasma

Tal como se explicó en la Sección 2.1.1, la naturaleza no lineal de los plasmas dificulta enormemente su descripción cuantitativa. Por ello, cuando se estudia la aplicación de un campo magnético $\mathbf{B}$ o eléctrico $\mathbf{E}$ en un plasma, por simplificación (1) se asume que las partículas del plasma no contribuyen a la suma vectorial de ambos campos, y (2) se adopta el enfoque de partícula individual, ignorando los efectos del comportamiento colectivo y de la temperatura.

Para el caso más sencillo, considere un campo eléctrico nulo y un campo magnético uniforme e independiente del tiempo $\mathbf{B}$. En general, la fuerza de Lorentz está dada por

$$\mathbf{F}_{\mathrm{L}} = q(\mathbf{E} + \mathbf{v} \times \mathbf{B}), \tag{2.11}$$

siendo q y $\mathbf{v}$ la carga eléctrica y el vector velocidad de una partícula del plasma, respectivamente. Al aplicar la segunda ley de Newton, se obtiene la ecuación del movimiento de la partícula:

$$m\frac{\mathrm{d}\mathbf{v}}{\mathrm{d}t} = q\mathbf{v} \times \mathbf{B}, \tag{2.12}$$

donde m es la masa de la partícula y t es el tiempo. Si se opta por un sistema de coordenadas cartesiano cuyo eje vertical Z sea paralelo a $\mathbf{B}$, entonces la Ecuación (2.12) indica que la partícula describirá la siguiente trayectoria circular (Chen et al., 1984, p. 20):

$$x(t) = x_0 + r_{\mathrm{L}} \sin \omega_{\mathrm{c}} t, \quad y(t) = y_0 \pm r_{\mathrm{L}} \cos \omega_{\mathrm{c}} t, \tag{2.13}$$

donde r_{L} y ω_{c} son el radio y la frecuencia angular de giro de la partícula, respectivamente. El signo $\pm$ denota que los iones $(+)$ y electrones $(-)$ giran en sentidos opuestos. Nótese que la componente vertical no es alterada por $\mathbf{B}$ ya que $q\mathbf{v} \times \mathbf{B}$ solo actúa en las componentes de velocidad perpendiculares a $\mathbf{B}$.

Nótese que se han introducido dos nuevos parámetros característicos del plasma: la frecuencia angular de giro, conocida como frecuencia ciclotrón ω_{c} (Chen et al., 1984, p. 20), dada

por

$$\omega_c = \frac{|q|B}{m}; \tag{2.14}$$

y el radio de Larmor r_L (Chen et al., 1984, p. 20), dado por

$$r_L = \frac{v_\perp}{\omega_c} = \frac{mv_\perp}{|q|B}, \tag{2.15}$$

donde $v_\perp$ es el módulo de la componente de velocidad perpendicular a $\mathbf{B}$. La Ecuación (2.13) describe a una partícula girando alrededor de un punto fijo cuya proyección en el plano X-Y está ubicada en el punto (x_0, y_0). Este punto fijo se denomina centro de guía (Chen et al., 1984, p. 21) y es importante para entender la deriva de las partículas de un plasma alrededor de topologías magnéticas más complejas (ver Sección 2.1.3). Una representación gráfica de la Ecuación (2.13) y del centro de guía se muestra en la Figura 2.1 (a). Cabe recordar que la componente de velocidad paralela a $\mathbf{B}$ ($v_\parallel$) no es alterada por el campo, por lo que en general, el movimiento de una partícula en un campo magnético uniforme e independiente del tiempo es helicoidal.

Nótese también que las partículas de un plasma giran en un sentido tal que siempre inducen un campo magnético opuesto al campo magnético aplicado $\mathbf{B}$ en el interior del radio de giro. Esta es otra de las propiedades fundamentales de un plasma: el diamagnetismo (Chen et al., 1984, p. 21).

Si no se modifica el sistema expuesto en la presente Sección, tanto $v_\perp$ como $v_\parallel$ (no afectada por $\mathbf{B}$) permanecen constantes. Sin embargo, para topologías magnéticas más complejas, $v_\perp$ y $v_\parallel$ no son constantes, por lo que resulta conveniente definir un parámetro que permita estudiar la evolución de la relación entre ambas componentes de velocidad. Se define el ángulo pitch θ_p como

$$\theta_p = \arcsin \frac{v_\perp}{v}, \tag{2.16}$$

siendo $v = \sqrt{v_\perp^2 + v_\parallel^2}$ el módulo de la velocidad de una partícula de plasma.

2.1.3. Derivas del centro de guía por campos magnéticos

El centro de guía, en general, no es fijo. Si la trayectoria de la partícula es modificada por un campo de fuerzas uniforme y estático $\mathbf{F}$, entonces el centro de guía se desplazará con una velocidad $\mathbf{v}_F$ (Chen et al., 1984, p. 24) dada por:

$$\mathbf{v}_F = \frac{1}{q}\frac{\mathbf{F} \times \mathbf{B}}{B^2}. \tag{2.17}$$

Por ejemplo, para el caso de un campo eléctrico uniforme y estático $\mathbf{E}$, el campo de fuerzas será $\mathbf{F} = q\mathbf{E}$. El desplazamiento del centro de guía se conoce como deriva y es sinónimo del movimiento de las partículas dentro de un plasma magnetizado. Si bien la Ecuación (2.13) representa la trayectoria real de las partículas, usualmente r_L es demasiado pequeño como para afectar significativamente la magnitud de la deriva. En cambio, suele ser de más utilidad ω_c, ya que las frecuencias en el interior de un plasma pueden ser medidas por satélites y magnetóme-

tros instalados en la superficie terrestre (ver Sección 2.4).

Las derivas del centro de guía también aparecen cuando se aplican campos **B** y **E** no uniformes y dependientes del tiempo en un plasma. En estos casos no es posible obtener ecuaciones exactas para describir el movimiento de las partículas de un plasma. La teoría de órbitas propone un enfoque que permite superar este inconveniente: las ecuaciones deducidas serán válidas si y solo si $r_{\mathrm{L}} \ll L_{\mathrm{ih}}$, siendo L_{ih} la longitud de escala de inhomogeneidad (Chen et al., 1984, p. 27). Así, las ecuaciones deducidas serán una representación aceptable del movimiento de las partículas en un plasma siempre que el radio de giro sea despreciable con respecto a la longitud de variación de las propiedades del plasma.

Los sistemas que se explicarán en las siguientes secciones no requieren del conocimiento de todas las formas de deriva del centro de guía. Las dos formas más importantes de deriva para el presente trabajo son:

1. Deriva por gradiente perpendicular al campo magnético. Considere un campo magnético **B** cuyas líneas son paralelas entre sí y cuya densidad aumenta perpendicularmente a la dirección de las líneas, tal como se muestra en la Figura 2.1 (b). Esta topología con gradiente ∇B ocasionará una deriva $\mathbf{v}_{\nabla \mathrm{B}}$ del centro de guía (Chen et al., 1984, p. 28) dada por

$$\mathbf{v}_{\nabla \mathrm{B}} = \pm \frac{1}{2} v_{\perp} r_{\mathrm{L}} \frac{\mathbf{B} \times \nabla B}{B^2}, \tag{2.18}$$

   donde el término $\pm$ es positivo $(+)$ para iones y negativo $(-)$ para electrones. Nótese que la deriva $\mathbf{v}_{\nabla \mathrm{B}}$ implica la aparición de una corriente de iones y electrones que fluyen en sentidos opuestos perpendicularmente a **B** y ∇B. Sin embargo, como las cargas eléctricas de los iones y electrones son opuestas, el resultado es una única corriente con dirección y sentido igual al de la corriente de iones. Este resultado será relevante para el entendimiento de la Sección 2.3.

2. Deriva por curvatura. Considere un campo magnético **B** cuyas líneas están curvadas con un radio de curvatura R_{c} y cuya densidad decrece a mayor R_{c}, tal como se muestra en la Figura 2.1 (c). Esta topología magnética ocasionará una deriva $\mathbf{v}_{\mathrm{R}}$ del centro de guía (Chen et al., 1984, p. 30) dada por

$$\mathbf{v}_{\mathrm{R}} = \frac{m}{q} \frac{\mathbf{R}_{\mathrm{c}} \times \mathbf{B}}{R_{\mathrm{c}}^2 B^2} \left(v_{\parallel}^2 + \frac{1}{2} v_{\perp}^2 \right), \tag{2.19}$$

   donde $\mathbf{R}_{\mathrm{c}}$ es el vector radio de curvatura. Este resultado también será importante para explicar el origen del dinamismo de algunas poblaciones de plasma de la magnetósfera terrestre en la Sección 2.3.

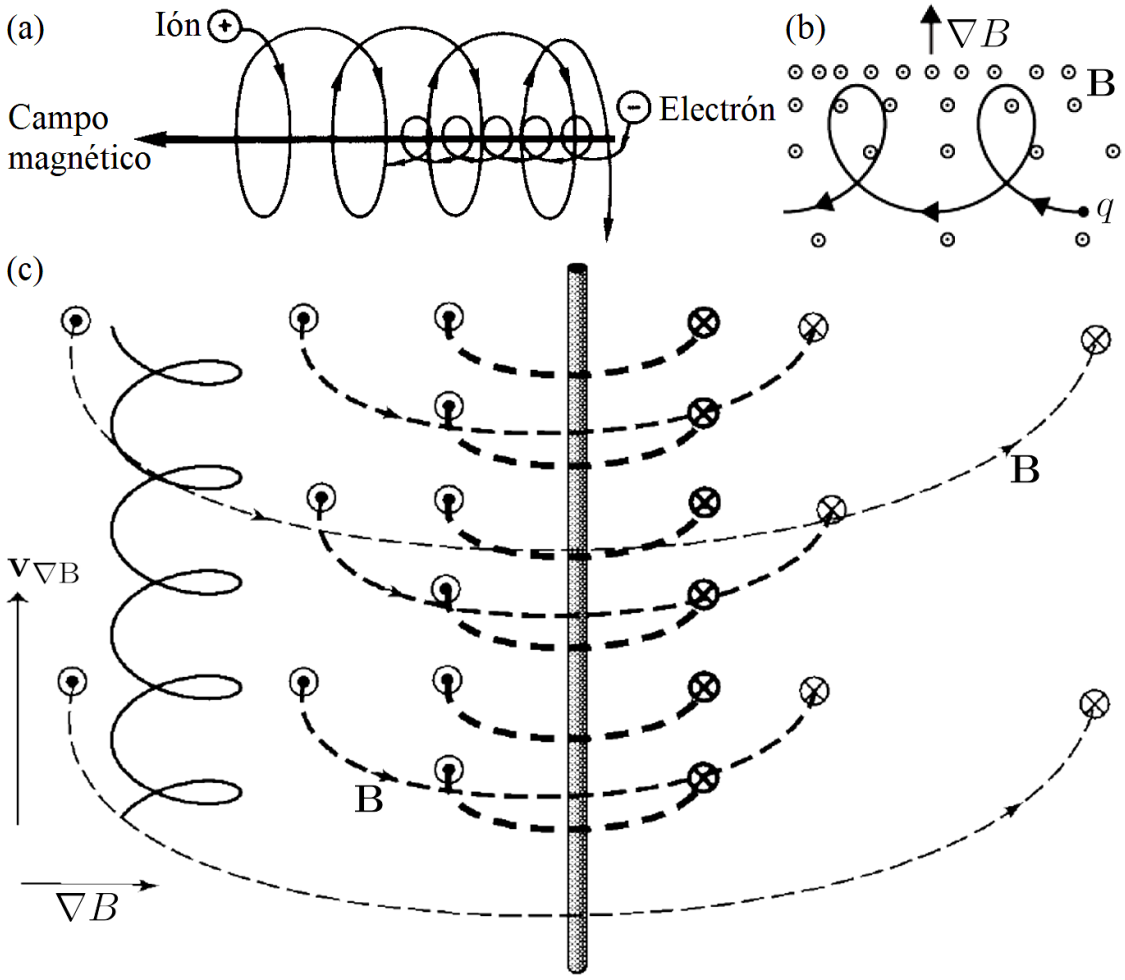

Figura 2.1: Dibujo del movimiento de las partículas de un plasma con un campo magnético aplicado (a) uniforme y estático, (b) con líneas paralelas con un gradiente perpendicular a su dirección, y (c) con radio de curvatura. Dibujos modificados de Eliezer y Eliezer, 2001, p. 42, Gurnett y Bhattacharjee, 2005 y Hazeltine y Waelbroeck, 2018, p. 26, respectivamente.

2.1.4. Invariantes adiabáticas

Las invariantes adiabáticas son cantidades importantes en física de plasmas porque facilitan la predicción de sistemas complejos. La definición de una invariante adiabática es análoga a la proporcionada en mecánica clásica (Chen et al., 1984, p. 43).

Considere un objeto puntual con movimiento periódico. En este caso, la integral de acción es una integral cerrada tomada sobre la trayectoria del objeto, la cual será constante porque el movimiento es periódico. Si se introduce una perturbación lo suficientemente lenta a la trayectoria del objeto (lenta en comparación con su periodo), entonces su periodicidad no variará significativamente, por lo que la integral de acción podría tomarse como una constante del movimiento: este es el concepto de una invariante adiabática. En física de plasmas, una invariante adiabática es un parámetro físico que puede considerarse constante bajo ciertas condiciones.

Existen tres invariantes adiabáticas en física de plasmas:

1. Momento magnético μ. El momento magnético de una partícula se define como

$$\mu = \frac{mv_\perp^2}{2B}. \tag{2.20}$$

   La invariancia de μ solo es válida cuando ω_c es mucho menor que la tasa de cambio del campo magnético. Igualmente, para campos magnéticos no uniformes, debe cumplirse que $r_L \ll L_{ih}$ (Chen et al., 1984, p. 44).

2. Invariante longitudinal J. La invariante J se define como

$$J = \int_a^b v_\parallel \, ds, \tag{2.21}$$

   donde la integral se toma entre dos puntos a y b de una línea de campo magnético, siendo ds un elemento infinitesimal de la línea. La invariancia de J es válida para campos magnéticos estáticos no uniformes y que varían lentamente en el tiempo (Chen et al., 1984, p. 46).

3. Flujo magnético Φ. Se define el flujo magnético como

$$\Phi = \frac{2\pi m}{q^2}\mu. \tag{2.22}$$

   Nótese que Φ puede ser una invariante adiabática solo si μ también lo es (Chen et al., 1984, p. 49).

2.1.5. Comportamiento de un plasma inmerso en un dipolo magnético

2.1.5.1. Espejo magnético

En la Sección 2.1.3, se introdujo la deriva por gradiente perpendicular al campo magnético ($\nabla B \perp \mathbf{B}$). La deriva por gradiente paralelo al campo magnético ($\nabla B \parallel \mathbf{B}$) no se introdujo en la Sección 2.1.3 ya que su análisis se simplifica significativamente cuando ya se conocen las invariantes adiabáticas (ver Sección 2.1.4). Ambos casos serán muy útiles cuando se analice el comportamiento de un plasma en un dipolo magnético al final de la presente Sección.

Considere un campo magnético $\mathbf{B}$ tal que se cumple que $\nabla B \parallel \mathbf{B}$, como se muestra en la Figura 2.2 (a). Una partícula se acerca a la región donde B aumenta considerablemente (cuello de botella). Como μ debe mantenerse constante, un aumento de B conlleva un incremento de $v_\perp$, pero la ley de la conservación de la energía también exige que

$$\frac{1}{2}mv_\parallel^2 + \frac{1}{2}mv_\perp^2$$

sea constante. Por lo tanto, un incremento de $v_\perp$ solo es posible si $v_\parallel$ disminuye. Entonces, si B aumenta lo suficiente, $v_\parallel$ podría reducirse a cero, imposibilitando a la partícula cruzar el cuello de botella (Chen et al., 1984, p. 33), como si una fuerza $\mathbf{F}_\parallel$ paralela a $\mathbf{B}$ se opusiera a su avance por la región del espacio con mayor B, estando $\mathbf{F}_\parallel$ dado por:

$$\mathbf{F}_\parallel = -\mu \nabla_\parallel B \tag{2.23}$$

Debido a esta propiedad de reflejar las partículas incidentes hacia el cuello de botella, esta topología es llamada espejo magnético.

Sin embargo, si B no se incrementa lo suficiente en el cuello de botella, entonces $v_\parallel$ podría no disminuir lo suficiente, lo que posibilitaría el escape de la partícula a través del cuello de botella. Lo mismo podría ocurrir si $v_\perp$ fuera muy pequeño. Para un espejo magnético con $B = B_0$ en la sección media y $B = B_\mathrm{m}$ en el cuello de botella, la reflexión ocurrirá solo si

$$\theta_\mathrm{p} \geq \arcsin \sqrt{\frac{B_0}{B_\mathrm{m}}}. \tag{2.24}$$

Basándose en la Ecuación (2.16), se deduce que la Ecuación (2.24) describe una superficie cónica en el espacio de velocidades tal que $\theta_\mathrm{m} = \arcsin \sqrt{B_0/B_\mathrm{m}}$ es el mínimo ángulo pitch permitido para la reflexión de las partículas del plasma. Dentro del cono, el cual se muestra en la Figura 2.2 (b), las partículas penetrarán a través del cuello de botella, por lo que el espejo magnético no será efectivo contra estas partículas (Chen et al., 1984, p. 33).

Nótese que la Ecuación (2.24) también indica que la eficiencia de la reflexión del cuello de botella depende únicamente de la topología del espejo magnético, pero esto es solo una idealización. En un plasma real, las partículas también pueden evitar la reflexión del espejo magnético de dos maneras:

1. Dispersión. Las fuerzas electromagnéticas de las partículas ocasionan que sus componentes de velocidad $v_\parallel$ y $v_\perp$ varíen, lo cual podría modificar θ_p y hacer que la partícula no cumpla la Ecuación (2.24), lo que le permitiría atravesar el espejo magnético. Como las partículas de menor masa son más susceptibles a ser desplazadas por fuerzas y, por ende, a poseer una mayor frecuencia de colisiones, usualmente son los electrones las partículas que presentan mayor facilidad para atravesar el espejo magnético (Chen et al., 1984, p. 34).

2. Temperatura. Según la Ecuación (2.7), la temperatura tiene una relación estrecha con la energía cinética promedio de las partículas. Por lo tanto, una temperatura lo suficientemente alta podría alterar significativamente la relación entre $v_\parallel$ y $v_\perp$, lo cual forzaría a algunas partículas a atravesar el espejo magnético.

Nótese que en ambas formas las partículas del plasma atraviesan el espejo magnético por un cambio de θ_p, lo cual se interpreta como un cambio significativo en la trayectoria de las partículas. Este escape de las partículas del plasma por un cambio de θ_p se denomina dispersión por ángulo pitch.

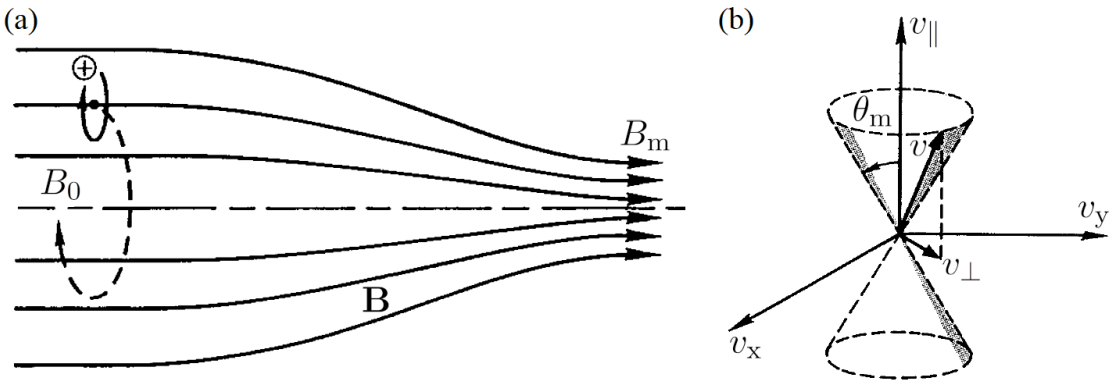

Figura 2.2: (a) Dibujo de un campo magnético con gradiente paralelo a su dirección. (b) Dibujo del cono de pérdida de una partícula dentro de la topología magnética mostrada en el panel (a). v_x y v_y son las componentes de velocidad en los ejes X e Y de un sistema de coordenadas cartesiano. Dibujos modificados de Chen et al., 1984, p. 30 y Chen et al., 1984, p. 34, respectivamente.

2.1.5.2. Plasma en un campo dipolar

Hasta el momento, se ha estudiado el movimiento de las partículas de un plasma en distintas topologías magnéticas. Todas las topologías son idealizadas, por lo que las ecuaciones deducidas difícilmente pueden ser aplicadas sin alguna corrección. Sin embargo, existe una topología cuyas ecuaciones se corresponden bastante bien con la realidad física: el dipolo magnético $\mathbf{B}_{\text{dip}}$. En efecto, en regiones del espacio cercanas a la Tierra (ver Sección 2.3.1), el campo magnético terrestre puede ser modelado como un campo dipolar:

$$\mathbf{B}_{\text{dip}}(r,\theta) = \frac{\mu_0 \mu_{\text{E}}}{4\pi r^3}(2\cos\theta\,\hat{\mathbf{r}} + \sin\theta\,\hat{\boldsymbol{\theta}}), \tag{2.25}$$

tal como se muestra en la Figura 2.3, siendo r y θ las componentes radial y polar de un sistema de coordenadas esférico con origen ubicado en el centro de la Tierra, con sus respectivos vectores unitarios $\hat{\mathbf{r}}$ y $\hat{\boldsymbol{\theta}}$. Para que la Ecuación (2.25) se corresponda con la realidad física mostrada en la Figura 2.3, se define a θ desde el polo norte magnético, el cual comparte el mismo sentido que el polo sur geográfico, denotado por una S en la Figura 2.3, mientras que N denota el polo norte geográfico. En la Ecuación (2.25), se ha asumido que el momento dipolar del campo magnético terrestre μ_{E} puede considerarse como una cantidad escalar constante. La Ecuación (2.25) es demostrada en Griffiths, 2013, pp. 252-255.

Cerca al ecuador magnético ($\theta = \pi/2$), la topología de $\mathbf{B}_{\text{dip}}$ se asemeja a dos topologías estudiadas en las secciones anteriores. Considere un valor de θ próximo a $\pi/2$:

$$\theta = \pi/2 \pm \Delta\theta,$$

tal que $\Delta\theta$ tiende a cero. Reemplazando en la Ecuación (2.25), se obtiene la siguiente expresión:

$$\mathbf{B}_{\text{dip}}(r, \pi/2 \pm \Delta\theta) = \frac{\mu_0 \mu_{\text{E}}}{4\pi r^3}(\mp 2\sin\Delta\theta\,\hat{\mathbf{r}} + \cos\Delta\theta\,\hat{\boldsymbol{\theta}})$$

Como $\Delta\theta$ tiende a cero, $2\sin\Delta\theta \ll \cos\Delta\theta$, por lo que $2\sin\Delta\theta$ puede despreciarse. Además, como $\theta \approx \pi/2$, el vector unitario $\hat{\boldsymbol{\theta}}$ es aproximadamente igual al vector unitario $\hat{\mathbf{z}}$ del eje vertical cartesiano Z, obteniéndose

$$\mathbf{B}_{\text{dip}}(r, \pi/2 \pm \Delta\theta) \approx \frac{\mu_0 \mu_{\text{E}}}{4\pi r^3} \cos\Delta\theta\, \hat{\mathbf{z}} \tag{2.26}$$

A partir de la Ecuación (2.26), se deducen dos aspectos interesantes de la topología de $\mathbf{B}_{\text{dip}}$ cerca al ecuador magnético:

1. $\cos\Delta\theta$ posee un máximo en $\Delta\theta = 0$. Por lo tanto, para un radio r constante, el módulo de $\mathbf{B}_{\text{dip}}(r, \pi/2 \pm \Delta\theta)$ disminuye al aumentar la distancia vertical al ecuador magnético.

   Entonces, se tiene que $\mathbf{B}_{\text{dip}}$ presenta un gradiente de campo que es paralelo a la dirección del mismo. Este es el caso $\nabla B \parallel \mathbf{B}$ (ver Sección 2.1.5.1), por lo que la partícula que se muestra en la Figura 2.3 no podrá atravesar (bajo las condiciones mencionadas en la sección referenciada) el espejo magnético conformado por la agrupación de las líneas en los polos norte y sur.

   Además, la invariante longitudinal J (Ecuación (2.21)) indica que, si $v_{\parallel}$ varía periódicamente con respecto al ecuador magnético, la distancia entre los dos puntos extremos de la línea del campo magnético donde ocurren las reflexiones deberá ser constante, por lo que la partícula rebotará entre los puntos a y b indicados en la Figura 2.3.

2. Si $\Delta\theta = 0$, entonces
   $$\mathbf{B}_{\text{dip}}(r, \pi/2) = \frac{\mu_0 \mu_{\text{E}}}{4\pi r^3}\, \hat{\mathbf{z}},$$
   cuyo gradiente apunta al origen del sistema de referencia. En este caso $\nabla B \perp \mathbf{B}$ (ver Sección 2.1.3), por lo que según la Ecuación (2.18), el centro de guía de los iones derivará en sentido horario, y en sentido contrario en el caso de los electrones.

   Además, cada arco del dipolo magnético puede aproximarse como la topología magnética mostrada en la Figura 2.1 (c), estando la deriva dada por la Ecuación (2.19), la cual comparte la misma dirección que $\mathbf{v}_{\nabla \text{B}}$ ya que los vectores $\mathbf{R}_{\text{c}}$ y ∇B son opuestos.

En conclusión, un volumen de plasma en un campo magnético dipolar estará idealmente contenido en una región delimitada por los puntos extremos de cada una de las líneas del campo magnético, definiendo así una región alrededor del ecuador densa en plasma, la cual fluirá alrededor del centro del dipolo con forma de rosquilla. Por supuesto, la dispersión y la temperatura introducen inestabilidades que no fueron consideradas en las ecuaciones expuestas, por lo que en realidad el contenido del volumen de plasma se vacía lentamente (ver Sección 2.1.5.1). Asimismo, cabe recordar que las partículas del plasma también giran alrededor de las líneas de campo en su recorrido entre los puntos extremos. La frecuencia y el radio de giro están dados por la frecuencia ciclotrón (Ecuación (2.14)) y el radio de Larmor (Ecuación (2.15)), respectivamente. La importancia de ambas aclaraciones se evidenciará en las Secciones 2.3 y 2.4.

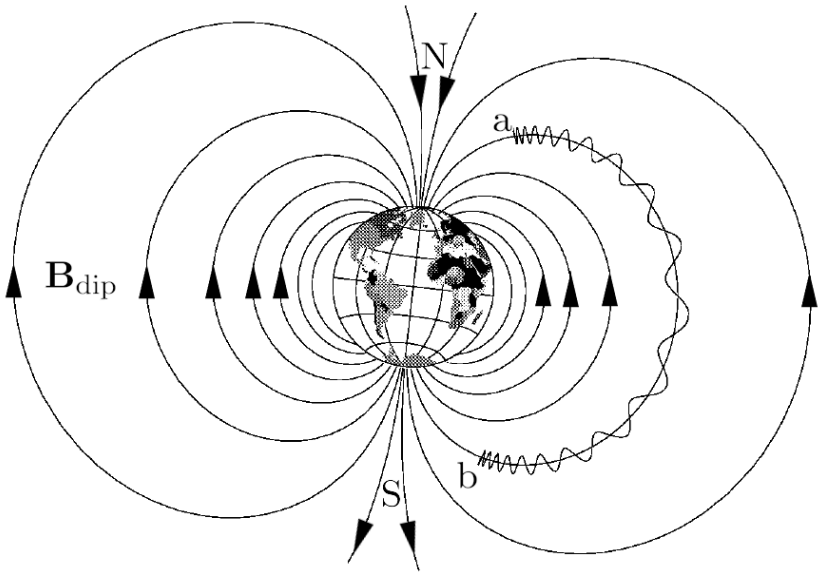

Figura 2.3: Dibujo del campo magnético terrestre en regiones cercanas a su superficie. Modificado de Hazeltine y Waelbroeck, 2018, p. 34.

2.1.6. Ecuaciones MHD

Se explicó en la Sección 2.1.5.2 que un plasma dentro de un dipolo magnético rotará dentro del mismo en una región confinada por los cuellos de botella producto de la topología dipolar. La descripción analítica exacta de la rotación del plasma y de las ondas que pueden surgir cuando una perturbación es aplicada al sistema no suele ser posible debido a las interacciones no lineales de las partículas del plasma.

Sin embargo, existe un enfoque que simplifica el problema al tratar el plasma como un fluido simple. Este enfoque permite obtener las ecuaciones magnetohidrodinámicas (MHD), las cuales resultan al acoplar las ecuaciones de Maxwell con las ecuaciones de la hidrodinámica (Zurbriggen, 2017, p. 9). Las ecuaciones MHD tienen como objetivo describir la evolución de un plasma inmerso en campos eléctricos y magnéticos que varían lentamente en el tiempo (en comparación con la tasa de cambio del sistema), tratando a las corrientes de iones y electrones como un único fluido.

Antes de introducir las ecuaciones MHD, es conveniente definir los parámetros físicos que permitirán la simplificación del problema. Se definen la densidad másica ρ_{m}, la velocidad másica $\mathbf{v}_{\text{m}}$ y la densidad de corriente $\mathbf{j}$ como

$$\rho_{\text{m}} = n_{\text{i}} m_{\text{i}} + n_{\text{e}} m_{\text{e}} \approx n(m_{\text{i}} + m_{\text{e}}), \tag{2.27}$$

$$\mathbf{v}_{\text{m}} = \frac{1}{\rho_{\text{m}}}(n_{\text{i}} m_{\text{i}} \mathbf{v}_{\text{i}} + n_{\text{e}} m_{\text{e}} \mathbf{v}_{\text{e}}) \approx \frac{m_{\text{i}} \mathbf{v}_{\text{i}} + m_{\text{e}} \mathbf{v}_{\text{e}}}{m_{\text{i}} + m_{\text{e}}}, \tag{2.28}$$

$$\mathbf{j} = e(n_{\text{i}} \mathbf{v}_{\text{i}} - n_{\text{e}} \mathbf{v}_{\text{e}}) \approx ne(\mathbf{v}_{\text{i}} - \mathbf{v}_{\text{e}}), \tag{2.29}$$

donde n_i y n_e, m_i y m_e, y $\mathbf{v}_\mathrm{i}$ y $\mathbf{v}_\mathrm{e}$ son la densidad numérica, la masa y los vectores de velocidad (movimiento colectivo) de los iones y electrones, respectivamente (Chen et al., 1984, p. 184). Nótese que en las Ecuaciones (2.27)-(2.29) se ha aplicado el criterio de cuasineutralidad (Ecuación (2.2)) explicado en la Sección 2.1.1.

Adicionalmente, denotando a la presión total del plama como p, se tiene que esta debe ser la suma de las presiones ejercidas por los iones p_i y por los electrones p_e:

$$p = p_\mathrm{i} + p_\mathrm{e}. \tag{2.30}$$

Al adaptar la Ecuación (2.11) a la de un fluido simple y al acoplar las ecuaciones de Maxwell, se deduce que el conjunto de ecuaciones MHD está dado por:

$$\rho_\mathrm{m}\frac{\partial \mathbf{v}_\mathrm{m}}{\partial t} = \mathbf{j}\times\mathbf{B} - \nabla p + \rho_\mathrm{m}\mathbf{g}, \tag{2.31}$$

$$\mathbf{E} + \mathbf{v}\times\mathbf{B} = \frac{1}{\sigma}\mathbf{j}, \tag{2.32}$$

$$\frac{\partial \rho_\mathrm{m}}{\partial t} + \nabla\cdot(\rho_\mathrm{m}\mathbf{v}) = 0, \tag{2.33}$$

$$\frac{\partial \rho_\mathrm{q}}{\partial t} + \nabla\cdot\mathbf{j} = 0, \tag{2.34}$$

donde $\mathbf{g}$ es un campo vectorial gravitatorio, σ es la conductividad eléctrica del plasma y ρ_q denota la densidad de carga eléctrica (Chen et al., 1984, pp. 184-186). En las Ecuaciones (2.31)-(2.34) no se ha incluido la viscosidad del plasma ya que este parámetro puede despreciarse si $r_\mathrm{L} \ll L_\mathrm{ih}$. También se han despreciado términos cuadráticos muy pequeños en comparación con los otros términos de las ecuaciones. Asimismo, se ha asumido que $m_\mathrm{e}/m_\mathrm{i} \approx 0$.

La Ecuación (2.31) es la ecuación del movimiento de un fluido simple y es análoga a la ecuación de Navier-Stokes. La Ecuación (2.32) es la ley de Ohm, cuya expresión generalizada es

$$\mathbf{E} + \mathbf{v}\times\mathbf{B} = \frac{1}{\sigma}\mathbf{j} + \frac{1}{en}(\mathbf{j}\times\mathbf{B} - \nabla p_\mathrm{e}). \tag{2.35}$$

Los términos $\mathbf{j}\times\mathbf{B}$ y ∇p_e fueron despreciados ya que suelen ser muy pequeños en comparación con los otros términos de la Ecuación (2.32) (Chen et al., 1984, p. 186). Las Ecuaciones (2.33) y (2.34) son las ecuaciones de continuidad de la masa y de la carga eléctrica, respectivamente.

Las ecuaciones MHD predicen que la formación de ondas en cuerpos de plasma es posible, pero la exactitud de las ondas descritas es menor que la del enfoque de dos fluidos (Chen et al., 1984, p. 186). Sin embargo, la simplicidad de las ecuaciones MHD, las cuales no desprecian la resistividad eléctrica del plasma, hacen que sean ampliamente usadas en el estudio de plasmas astrofísicos (ver Secciones 2.1.7, 2.1.8 y 2.2.4).

2.1.7. Reconexión magnética

En la Sección 2.1.6, se comentó que las ecuaciones MHD se deducían usando las ecuaciones de Maxwell:

$$\nabla \cdot \mathbf{E} = \frac{\rho_q}{\varepsilon_0}, \tag{2.36}$$

$$\nabla \cdot \mathbf{B} = 0, \tag{2.37}$$

$$\nabla \times \mathbf{E} = -\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t}, \tag{2.38}$$

$$\nabla \times \mathbf{B} = \mu_0 \mathbf{j} + \mu_0 \varepsilon_0 \frac{\partial \mathbf{E}}{\partial t}. \tag{2.39}$$

Del conjunto de ecuaciones MHD, resalta la Ecuación (2.32), la cual contiene la conductividad eléctrica σ. Al aplicar el operador rotacional ($\nabla\times$) a esta ecuación, se obtiene

$$\nabla \times \mathbf{E} + \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) = \frac{1}{\sigma} \nabla \times \mathbf{j}. \tag{2.40}$$

Aplicando el operador $\nabla\times$ a la Ecuación (2.39), se obtiene

$$\nabla \times (\nabla \times \mathbf{B}) = \nabla(\nabla \cdot \mathbf{B}) - \nabla^2 \mathbf{B} = \mu_0 \nabla \times \mathbf{j} + \mu_0 \varepsilon_0 \nabla \times \frac{\partial \mathbf{E}}{\partial t}$$

$$\nabla \times \mathbf{j} = -\frac{1}{\mu_0} \nabla^2 \mathbf{B} \tag{2.41}$$

Para obtener la Ecuación (2.41), es necesario aplicar la Ecuación (2.37) y asumir que el campo eléctrico varía muy lentamente en el tiempo. Al reemplazar la Ecuación (2.41) en la Ecuación (2.40) y al aplicar la Ecuación (2.38) en el resultado obtenido, la ecuación resultante es

$$\frac{\partial \mathbf{B}}{\partial t} = \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) + \eta \nabla^2 \mathbf{B}, \tag{2.42}$$

donde

$$\eta = \frac{1}{\sigma \mu_0} \tag{2.43}$$

es el coeficiente de difusión magnética (Zurbriggen, 2017, p. 15). La expresión $\nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B})$ describe cómo $\mathbf{v}$ y $\mathbf{B}$ se influyen entre sí (término advectivo), mientras que $\eta \nabla^2 \mathbf{B}$ describe cómo la energía magnética es consumida en la región donde $\nabla B \to \infty$ y disipada como calor. Por lo tanto, en un plasma resistivo, el campo magnético local pierde su topología magnética inicial.

Como ambos términos representan procesos opuestos, es conveniente definir una cantidad que indique la eficiencia de la reconfiguración magnética. En analogía a su equivalente en mecánica de fluidos, se define el número de Reynolds magnético R_M como

$$R_M = \left| \frac{\nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B})}{\eta \nabla^2 \mathbf{B}} \right| \sim \frac{v_0 L_0}{\eta}, \tag{2.44}$$

donde v_0 y L_0 denotan las escalas típicas de velocidad y longitud de un fluido, respectivamente. El valor de R_M indica el nivel de turbulencia de la sección del fluido donde se evalúa y puede ubicarse dentro de uno de los siguientes tres regímenes (Zurbriggen, 2017, p. 16):

1. $R_M \gg 1$: la difusión magnética es despreciable. En este régimen es válido el teorema de Alfvén, el cual argumenta que, si $\sigma \to \infty$, entonces el plasma y el campo magnético evolucionarán solidariamente como si estuvieran "congelados" entre sí, por lo que la topología magnética se preservará en el tiempo.

2. $R_M \approx 1$: los términos de advección y difusión son igualmente importantes.

3. $R_M \ll 1$: el término de advección es despreciable y la reconfiguración magnética ocurre principalmente donde ∇B aumenta. Una predicción interesante en este régimen es la posibilidad de reconectar líneas de campo magnético con polaridades opuestas. Considere dos líneas de campo magnético con polaridades opuestas cercanas entre sí en un plasma resistivo, tal como se observa en la Figura 2.4 (a). Una perturbación externa provoca que ambas líneas se acerquen (b), lo que incrementa el gradiente del campo, y en consecuencia, la predominancia del término difusivo en la región donde ambas líneas están muy próximas. Eventualmente, ambas líneas se reconectan formando un punto X. Tal como se observa en el panel (c), las líneas ahora pasan por puntos del espacio diferentes a los del panel (a), por lo que han perdido sus topologías magnéticas iniciales. Este proceso se denomina reconexión magnética.

La reconexión magnética es aún tema de debate en la comunidad científica. Su concepto ha sido muy útil para explicar varios procesos físicos observados en fulguraciones solares (ver Sección 2.2.4) y varios procesos dinámicos de la magnetósfera terrestre (ver Sección 2.3). Sin embargo, el mecanismo exacto de reconexión aún no es entendido.

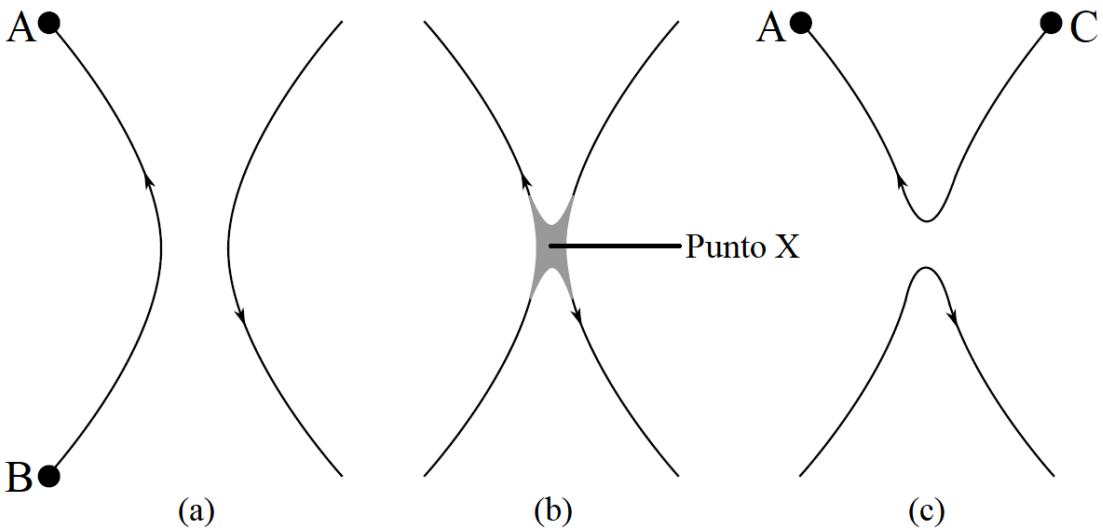

Figura 2.4: Dibujo de las etapas de un caso particular de reconexión magnética. Modificado de Zurbriggen, 2017, p. 15.

2.1.8. Ondas ULF

Cuando una perturbación es aplicada a un plasma, este reaccionará tratando de regresar a su estado original en forma de ondas. Para el presente trabajo, es necesario entender el mecanismo de generación de las ondas de ultrabaja frecuencia, denominadas ondas ULF, las cuales son una predicción de las ecuaciones MHD (ver Sección 2.1.6).

Un mecanismo de generación de ondas ULF fue propuesto por el físico sueco Hannes Alfvén, quién recibió el Premio Nobel de Física en 1970 por sus contribuciones a la magnetohidrodinámica (McPherron, 2005, pp. 548, 549). El mecanismo de generación propuesto por Alfvén se explica a continuación: considere un volumen infinito de hidrógeno completamente ionizado magnetizado por un campo $\mathbf{B}$. Una fuerza externa ocasiona que un sector rectangular del volumen de plasma se mueva con una velocidad $\mathbf{v}'$ perpendicular a $\mathbf{B}$, tal como se muestra en la Figura 2.5 (a). Debido a esta perturbación, los protones y electrones del plasma experimentan una fuerza $q\mathbf{v}' \times \mathbf{B}$ (ver Ecuación (2.11)) que los desplaza en sentidos opuestos, polarizando el plasma con un campo eléctrico $\mathbf{E}$ antiparalelo a $q\mathbf{v}' \times \mathbf{B}$ (b). Como el plasma trata de anular esta polarización inducida (ver Sección 2.1.1), una corriente con densidad $\mathbf{j}'$ perpendicular a $\mathbf{B}$ y $\mathbf{v}'$ fluye por la sección del volumen de plasma (c). En las secciones adyacentes, una fuerza $\mathbf{F}_\mathrm{j} = \mathbf{j}' \times \mathbf{B}$ (ver Ecuación (2.31)) desplaza a las partículas del plasma paralelamente a $\mathbf{v}'$, por lo que el proceso esquematizado en el panel (c) se repite en las secciones rectangulares de plasma adyacentes a la sección rectangular inicial, y la perturbación inicial se desplaza a lo largo de la línea de campo magnético $\mathbf{B}$ (d). Regresando al panel (a), si se asume un volumen de plasma altamente conductor, entonces $R_\mathrm{M} \gg 1$, lo que permite la aplicación del teorema de Alfvén. Esto es, la perturbación inicial desplaza parte de la línea del campo magnético en la misma dirección que $\mathbf{v}'$ (e). Sin embargo, esto somete a la línea de campo a una tensión $\mathbf{T}$, por lo que el segmento de línea regresa a su configuración inicial cuando la perturbación se detiene. Adicionalmente, los segmentos de línea adyacentes al segmento inicial también son desplazados en la misma dirección y sentido, ya que la perturbación inicial se propaga paralelamente a $\mathbf{B}$, tal como se mostró en el panel (d), por lo que la línea de campo magnético adquiere la forma mostrada en el panel (f). Finalmente, se forman dos pulsos que se desplazan por la línea de campo magnético en sentidos opuestos: estas ondas se denominan ondas Alfvén.

Las ondas Alfvén no son las únicas que pueden propagarse en un plasma. Para un plasma con conductividad eléctrica σ, las ecuaciones MHD (ver Sección 2.1.6) describen los tipos de ondas ULF que se pueden formar y sus respectivos mecanismos de propagación. Si a las Ecuaciones (2.31)-(2.34) y (2.36)-(2.39) se les añaden perturbaciones de presión y campo magnético, se obtienen tres tipos de ondas ULF (McPherron, 2005, pp. 549-551). De acuerdo a la rapidez de las ondas ULF a lo largo de $\mathbf{B}$, estas ondas se denominan ondas rápidas, intermedias (ondas Alfvén) y lentas, dependiendo su naturaleza del ángulo entre el vector de propagación y $\mathbf{B}$. Cuando el vector de propagación es perpendicular a $\mathbf{B}$, las ondas rápidas se manifiestan como compresiones del campo magnético y de la densidad másica del plasma con velocidad magnetosónica $c_\mathrm{ms} = \sqrt{c_\mathrm{s}^2 + v_\mathrm{A}^2}$, donde $v_\mathrm{A} = \sqrt{B^2/\mu_0\rho_\mathrm{m}}$ es la velocidad de Alfvén y $c_\mathrm{s} = \sqrt{k_\mathrm{B}T_\mathrm{e}/m_\mathrm{i}}$

es la velocidad del sonido. Las ondas Alfvén y las ondas lentas no se propagan en esta dirección. En contraste, cuando el vector de propagación es paralelo a **B**, las ondas rápidas se propagan con velocidad v_A o c_s según cuál sea mayor, mientras que las ondas Alfvén modifican momentáneamente la topología del campo sin variar la densidad másica del plasma. Con respecto a las ondas lentas, estas se manifiestan como compresiones similares a las del sonido, propagándose con velocidad v_A o c_s según cuál sea menor (McPherron, 2005, p. 552).

Al igual que en los fluidos gaseosos y líquidos, en un plasma la velocidad de propagación de sus partículas constituyentes o de las ondas en su interior pueden alterar las propiedades del plasma. Por lo tanto, se define el número de Mach M como

$$M = \frac{v_I}{v_{ref}}, \tag{2.45}$$

donde v_I es la velocidad de interés y v_{ref} es una velocidad referencial. Al igual que R_M, el valor de M separa dos regímenes claramente diferenciados. Por ejemplo, si $v_{ref} = c_s$, entonces v_I puede ser subsónico ($v_I < c_s$) o supersónico ($v_I > c_s$); si $v_{ref} = v_A$, entonces v_I puede ser sub-Alfvénico ($v_I < v_A$) o super-Alfvénico ($v_I > v_A$).

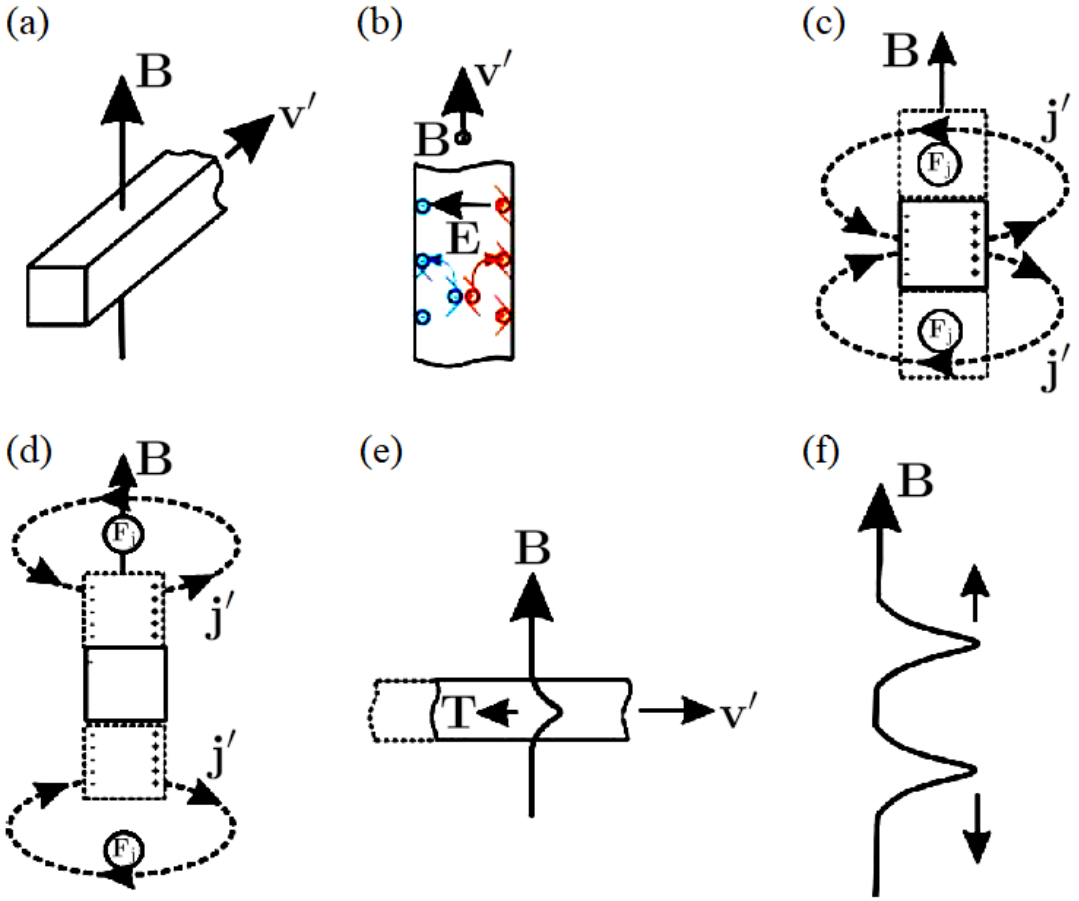

Figura 2.5: Secuencia de dibujos explicando el mecanismo de generación de ondas Alfvén. Modificado de McPherron, 2005, p. 548.

2.2. Física solar

2.2.1. Estructura y estudio del Sol

El Sol es una estrella de clase espectral G2V que actualmente cursa su secuencia principal de evolución. El plasma solar está compuesto en su superficie principalmente por hidrógeno (71 %) y helio (27 %), encontrándose los elementos restantes (oxígeno, carbón, neón e hierro) en proporciones mucho menores (Karttunen et al., 2007, p. 263).

La distancia de la Tierra al Sol no es constante. La órbita de la Tierra alrededor del Sol durante un periodo de revolución es aproximadamente una elipse (estando el Sol en uno de sus focos), por lo que la distancia Tierra-Sol varía entre 147.1 y 152.1 millones de kilómetros (km) (Stix, 2004, p. 3). Con el objetivo de establecer una escala fija para mediciones de distancia en el Sistema Solar, en el año 2012 la Unión Astronómica Internacional asignó a la Unidad Astronómica (AU) el valor de 149597870.7 km. Nótese que la distancia Tierra-Sol nunca varía más del 2 %. Este pequeño margen se traduce en una intensidad de radiación solar casi constante, lo cual permite que el clima en la Tierra sea lo suficientemente estable para que la vida pueda adaptarse a las variaciones de la radiación solar incidente. Sin embargo, además de un clima estable, la civilización actual depende altamente del correcto funcionamiento de dispositivos electrónicos, máquinas electromecánicas y artefactos eléctricos para subsistir, los cuales son amenazados por cambios bruscos de las condiciones del clima espacial (ver Sección 2.3). La distancia Tierra-Sol no es lo suficientemente grande como para impedir que los efectos de los fenómenos explosivos del Sol sean perjudiciales para la tecnología actual, algunos de los cuales pueden alcanzar la Tierra en menos de un día (ver Secciones 2.2.4 y 2.2.5).

Desde el centro hacia el espacio interplanetario, el Sol presenta las siguientes estructuras:

1. Núcleo: es la región central del Sol donde se genera su energía por medio de reacciones de fusión nuclear y que se extiende hasta un cuarto del radio solar. La temperatura en el núcleo es de 12×10^6 K aproximadamente (Karttunen et al., 2007, p. 263).

2. Zona radiactiva: es la región del Sol donde el transporte de energía se realiza más eficientemente por radiación. Se extiende hasta un 70 % del radio solar (Karttunen et al., 2007, p. 263).

3. Zona convectiva: aquí el material solar se vuelve demasiado opaco como para que se sostenga el transporte de energía por radiación, por lo que la convección se convierte en el proceso dominante (Karttunen et al., 2007, p. 263).

4. Fotósfera: es la primera capa de la atmósfera solar desde la cual la radiación procedente del núcleo es emitida hacia el espacio exterior (Stix, 2004, p. 148). En efecto, esta es la capa del Sol visible a simple vista desde la Tierra (Karttunen et al., 2007, p. 266). Durante casi 200 años, el estudio del Sol consistió únicamente en el seguimiento de los detalles observados en la fotósfera (por ejemplo: manchas solares, fáculas y granulación) usando

telescopios y filtros especiales (Foukal, 2008, pp. 1-3). La temperatura en la fotósfera varía desde 8000 K en la frontera inferior hasta 4500 K en la frontera superior (Karttunen et al., 2007, p. 266).

5. Cromósfera: con un grosor de aproximadamente 500 km, es la segunda capa de la atmósfera solar, donde la temperatura se incrementa desde 4500 K hasta 6000 K (Karttunen et al., 2007, p. 266). Antes del siglo XX, esta capa solo era visible durante eclipses solares totales (Foukal, 2008, p. 14; Karttunen et al., 2007, pp. 266-267; Stix, 2004, p. 386), pero actualmente su estudio puede realizarse continuamente usando telescopios y filtros de banda fina (por ejemplo: hidrógeno alfa, como se muestra en Foukal, 2008, pp. 13-14 y Karttunen et al., 2007, pp. 266-267). Normalmente no es posible observar la cromósfera a simple vista porque su luminosidad es producto de las líneas de emisión de elementos muy enrarecidos, que en conjunto son mucho menos luminosos que la radiación proveniente de la fotósfera (Karttunen et al., 2007, p. 266; Stix, 2004, p. 386). Además de los detalles ya mencionados de la fotósfera, se han observado en la cromósfera espículas, plages y redes cromosféricas (Karttunen et al., 2007, p. 266; Stix, 2004, p. 390).

6. Región de transición: es una capa entre la cromósfera superior y la corona en la cual ocurre un súbito aumento de la temperatura: desde 6000 K hasta 10^6 K en tan solo 3000 km (Stix, 2004, pp. 392-393). Este gradiente de temperatura está en clara contradicción con la segunda ley de la termodinámica, por lo que constituye uno de los más grandes misterios de la física solar.

7. Corona: es la capa más externa y extensa de la atmósfera solar. Al igual que la cromósfera, antes del siglo XX la corona solo era visible duante eclipses totales. La corona se subdivide en dos capas: la corona K, la cual se extiende desde la zona de transición hasta 2-3 radios solares; y la corona F, la cual se extiende desde 2-3 radios solares hasta el espacio interplanetario, y que se diferencia de la corona K porque su brillo se debe al reflejo de las partículas de polvo del Sistema Solar (Karttunen et al., 2007, p. 268; Stix, 2004, p. 394). En la corona K, la temperatura es del orden de 10^6 K, por lo que el plasma en esta región está completamente ionizado. Observaciones han mostrado que el alto dinamismo observado en la corona K está mayormente regido por la actividad magnética (Stix, 2004, p. 394). Por ejemplo, los arcos cerrados mostrados en la Figura 2.6 indican que el flujo de uno de estos arcos a través de una superficie cerrada es nulo, lo cual es una característica de los campos magnéticos (Ecuación (2.37)), mas no de los campos eléctricos (Ecuación (2.36)). Otras observaciones han mostrado que los campos magnéticos que se observan en la corona K poseen un alto dinamismo por sí mismos, pudiendo aparecer y desaparecer en cuestión de horas. Estos procesos implican aparición y cancelación de flujos magnéticos, los cuales involucran una gran cantidad de energía (Stix, 2004, pp. 400-403). Asimismo, el alto nivel de dinamismo de las líneas del campo magnético solar aumenta la probabilidad de ocurrencia de procesos de reconexión magnética (ver Sección 2.1.7), lo cual explicaría varios de los fenómenos transitorios explosivos que se registran en esta capa de la atmósfera solar (ver Secciones 2.2.4 y 2.2.5).

Como el perfil de temperatura en la atmósfera solar varía según la distancia vertical a la fotósfe-

ra, esta cualidad puede aprovecharse para observar distintas capas de la atmósfera solar. Como el Sol emite hacia el espacio interplanetario casi toda la energía que produce, puede considerarse como un cuerpo negro perfecto. Bajo esta asunción, la ley de Planck indica que, a mayor temperatura, menor longitud de onda de la intensidad máxima de la radiancia espectral. Por lo tanto, regiones a mayor temperatura del Sol podrán observarse mejor con longitudes de onda más cortas. Para observar únicamente las capas de la atmósfera solar objeto de estudio, los astrónomos usan filtros de banda fina centrados en líneas de emisión de elementos en estados excitados, estando el nivel de excitación escrito en números romanos. Por ejemplo, para tomar una fotografía del Sol similar a la que se obtendría en el espectro visible, se utiliza la línea de Fe I centrada en 617.3 nanómetros (nm). El estado excitado del Fe IX (línea centrada en 17.1 nm) necesita de una temperatura mucho mayor para llegar hasta el nivel IX de excitación, por lo que observar el Sol en esta longitud de onda revela detalles que se encuentran a una temperatura mucho mayor que la de los átomos de Fe I. Se muestra en la Figura 2.6 una comparación entre una fotografía del Sol tomada con un filtro Fe I (a) y otra tomada con un filtro Fe IX (b) en casi el mismo instante. Nótese que la fotografía tomada con el filtro Fe IX revela detalles de la atmósfera solar completamente invisibles en la fotografía tomada con el filtro Fe I. En efecto, la línea del Fe I se utiliza para observar la fotósfera, mientras que la línea del Fe IX, la cual está dentro del rango del ultravioleta extremo (EUV), es usada para estudiar la corona K.

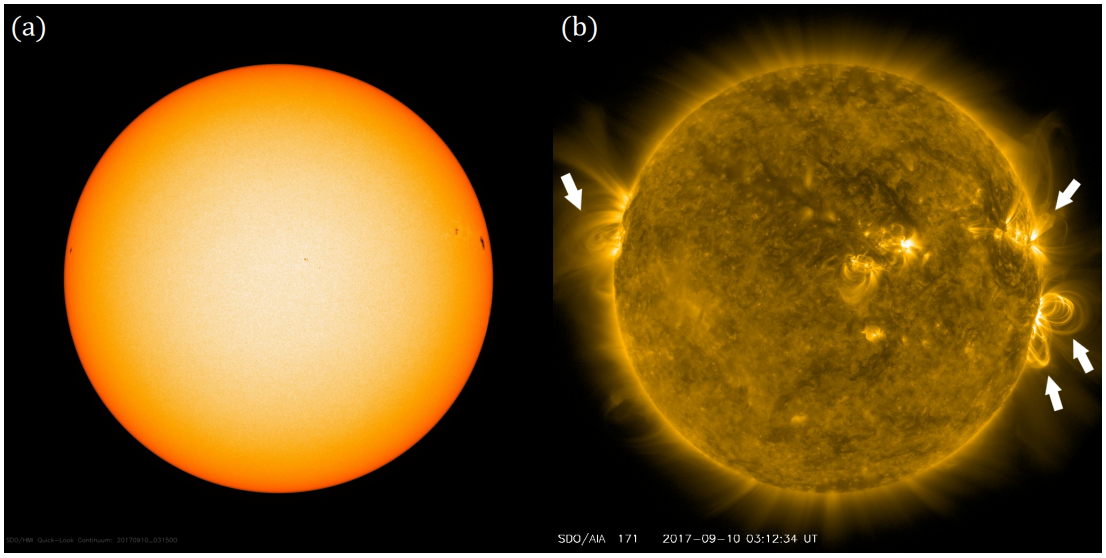

Figura 2.6: (a) Fotografía del Sol tomada con filtro Fe I (canal HMI del SDO) en 2017-09-10 03:15:00 UTC. Las manchas oscuras que se observan en el disco solar son manchas solares. (b) Fotografía del Sol tomada con filtro Fe IX (canal AIA del SDO) en 2017-09-10 03:12:34 UTC. Las flechas blancas indican la ubicación de los arcos cerrados mencionados en el texto. Modificados de NASA, 2022.

2.2.2. Actividad solar

Las primeras observaciones a simple vista de marcas oscuras en el disco solar fueron reportadas en China en el siglo II D.C. Estos registros constituyen la primera evidencia de la inmutabilidad del Sol. 15 siglos más tarde, en el año 1609, el astrónomo italiano Galileo Galilei confirmó

la existencia de estas marcas oscuras usando un telescopio refractor construido por él mismo. Galileo monitoreó la posición de las marcas oscuras, llegando a la conclusión de que estas se encontraban en la superficie del Sol (Foukal, 2008, p. 1). Actualmente, estas marcas oscuras se denominan manchas solares, y durante casi 200 años, sus diversas formas, tamaños y agrupaciones constituyeron los detalles más evidentes e interesantes del disco solar. El registro de las manchas solares permitió a Samuel Heinrich Schwabe en 1843 encontrar un comportamiento peculiar de estas: su número y tamaño promedio variaban en intervalos de tiempo casi regulares, con un periodo promedio de 11 años (Karttunen et al., 2007, p. 270). Se muestra en la Figura 2.7 una gráfica de la evolución del número de manchas solares en el disco visible entre 1750 y 2022. Nótese que el número de manchas en el disco varía regularmente en intervalos de tiempo bien definidos denominados ciclos solares, los cuales están enumerados desde el primer ciclo solar del que se tiene registro. Un ciclo solar empieza cuando el número de manchas alcanza su mínimo (mínimo solar), continúa hasta alcanzar su máximo (máximo solar) y acaba cuando alcanza su mínimo otra vez. Actualmente (Febrero de 2024) el Sol cursa el Ciclo Solar 25, el cual empezó en Diciembre de 2019.

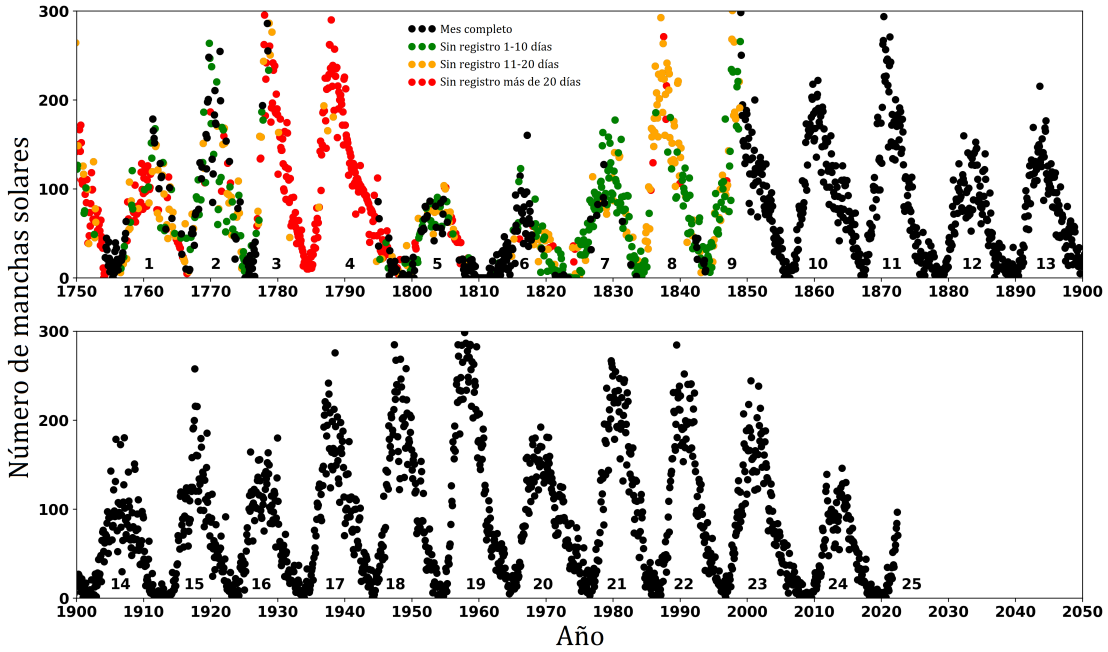

Figura 2.7: Gráfica del número de manchas solares promediado por mes. El color de los puntos denota el número de días de registro por mes. Modificado de Hathaway, 2022.

Inicialmente, la causa de los ciclos solares no era clara en lo absoluto. Con el tiempo, la introducción de mediciones del campo magnético a distancia y la observación del Sol en múltiples longitudes de onda revelaron más detalles de las manchas solares, fáculas y fenómenos explosivos, los cuales confirmaron la naturaleza magnética de los ciclos solares y de la actividad solar.

Se muestra en la Figura 2.8 una representación del modelo de Babcock, el cual busca explicar el origen de los ciclos solares de 11 años (Babcock, 1961; Foukal, 2008, pp. 376-379). Al inicio de un ciclo solar (mínimo solar), el campo magnético solar puede ser modelado como un dipolo (Ecuación (2.25)) a latitudes $|\phi|$ mayores a 55 grados sexagesimales (°) (a). Para

$|\phi| < 55°$, las líneas de campo cruzan una superficie delgada ubicada a una profundidad del 10 % del radio solar, limitadas por la convección de las capas inferiores (ver Sección 2.2.1). Como el Sol está hecho de plasma, no rota como un cuerpo sólido, por lo que presenta rotación diferencial, siendo la velocidad angular de rotación más rápida en el ecuador que en los polos. En la superficie que cruzan las líneas, $R_{\mathrm{M}} \gg 1$ (teorema de Alfvén, ver Sección 2.1.7), por lo que las líneas por debajo de $|\phi| = 55°$ son arrastradas horizontalmente por la rotación del Sol, mientras que las líneas por encima de $|\phi| = 55°$ conservan la topología dipolar inicial (b). Este arrastre y posterior agrupamiento de las líneas por debajo de $|\phi| = 55°$ aumenta considerablemente su intensidad, forzando a algunas líneas a emerger verticalmente por la fotósfera (c). Un campo magnético vertical a la fotósfera obstaculiza el paso de material procedente de la zona de convección, por lo que la región por donde emerge el campo magnético se enfría, viéndose más oscura con respecto al resto de la fotósfera. Así, el modelo de Babcock explica la existencia de las manchas solares, las cuales están 1500 K más frías que el material circundante (Foukal, 2008, p. 270), así como su asociación a campos magnéticos verticales. Adicionalmente, también explica por qué las manchas solares aparecen al inicio del ciclo en latitudes $\phi \approx 30°$, ya que es en esta región donde inicialmente la topología del campo cambia radicalmente. Conforme el arrastre del campo magnético se vuelve más crítico más cerca del ecuador, entonces es de esperar que las manchas solares aparezcan en etapas posteriores en latitudes más bajas, lo cual explica los diagramas de mariposa de Maunder (Foukal, 2008, p. 272). Inestabilidades como las mostradas en el panel (c) no son las únicas que se pueden formar en la fotósfera. Diferentes configuraciones magnéticas locales forman estructuras diferentes, como fáculas y plages. Como estas estructuras son resultado de inestabilidades de la topología magnética local, se les denomina en conjunto regiones activas (ARs) y suelen aparecer muy cercanas entre sí. En efecto, en el modelo de Babcock, es de esperar que las regiones activas muestren manchas solares, fáculas, plages y redes cromosféricas al mismo tiempo, ya que todas surgen por inestabilidades del campo magnético local, siendo el dibujo mostrado en el panel (c) una idealización del campo. Cuando la mayor parte de la superficie solar presenta estas inestabilidades, se dice que el Sol ha alcanzado su máximo solar. Por lo tanto, el máximo solar y la polaridad opuesta observada en parejas de manchas solares son ambos explicados por el modelo de Babcock.

Conforme las manchas de polaridad opuesta son empujadas con dirección polar en sentidos opuestos, en una situación que ocurre en el 1 % de los casos, el campo magnético que emerge de las manchas solares se reconecta con el campo magnético dipolar cerca a la región polar, formándose un bucle en la región exterior que es repelido hacia la corona. Si este proceso es repetido continuamente, entonces la polaridad del campo dipolar inicial se invierte y se repite el proceso de arrastramiento de las líneas del campo con el nuevo campo dipolar, el cual cancela la componentes horizontales mostradas en el panel (b) y obliga al campo a regresar a la topología dipolar inicial, pero con polaridad opuesta a la mostrada en el panel (a). Entonces, el Sol vuelve a alcanzar su mínimo solar y los procesos descritos se repiten en el próximo ciclo. Nótese que, como los ciclos solares presentan alternancia de la polaridad del campo dipolar, estos en realidad duran ~ 22 años.

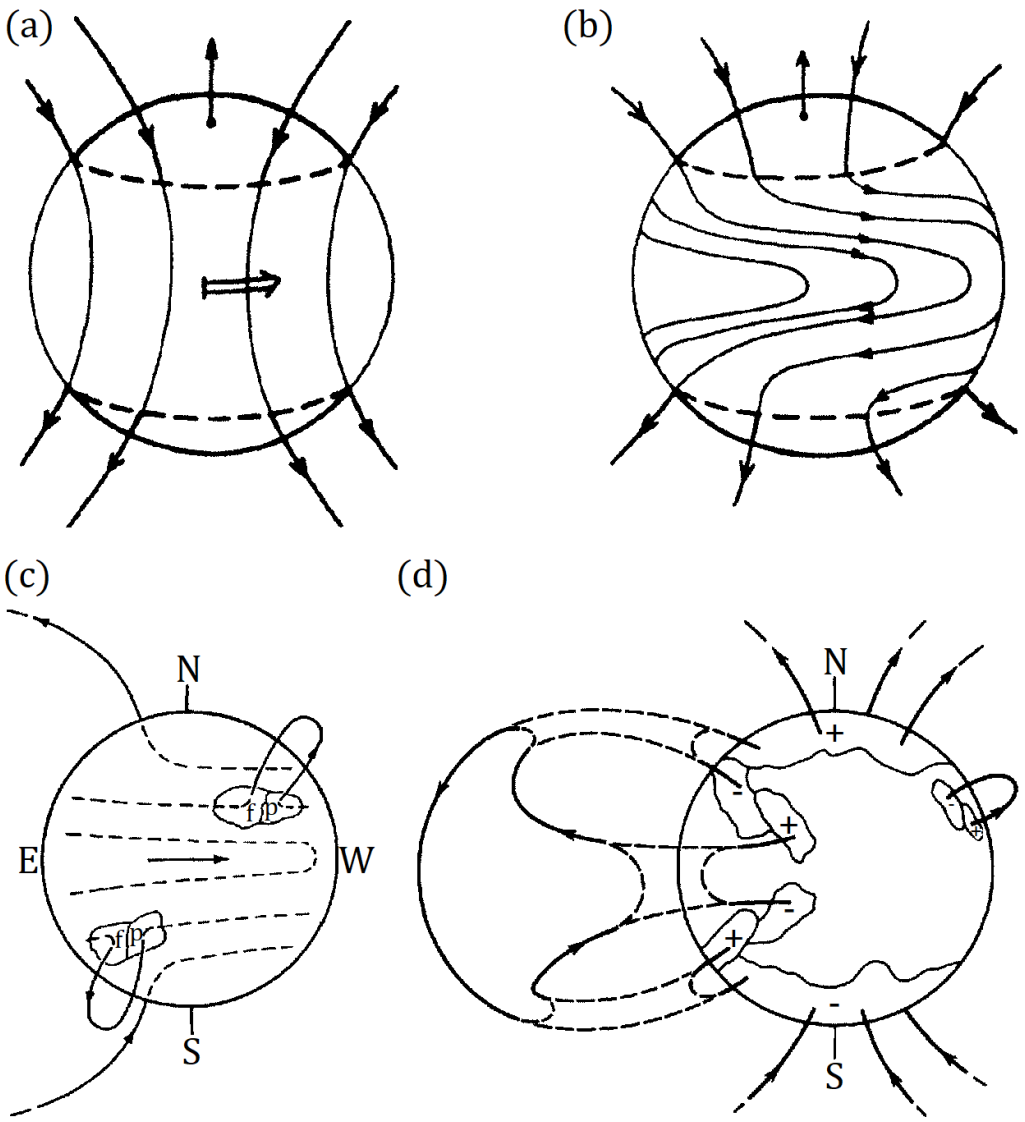

Figura 2.8: Secuencia de dibujos del modelo de Babcock explicando el origen de los ciclos solares. Modificados de Babcock, 1961 y Foukal, 2008.

El modelo de Babcock también explica algunos detalles que se observan en la corona K. Nótese que las manchas solares sirven como puntos de anclaje de los campo magnéticos verticales mostrados en el panel (c). Si plasma solar sube por el campo magnético vertical, entonces las partículas del plasma girarán alrededor de estas líneas (ver Sección 2.1.1) y sus centros de guía oscilarán entre los extremos de las líneas de campo (ver Sección 2.1.5), formando los arcos de plasma mostrados en la Figura 2.6 (b) denominados arcadas coronales, las cuales pueden llegar a reconectarse con líneas de campo de polaridad opuesta y ocasionar fenómenos explosivos como las fulguraciones solares (Foukal, 2008, p. 233). Estructuras similares a las arcadas coronales (denominadas filamentos o protuberancias, según se vean dentro o fuera del disco solar) también son fuente de fenómenos explosivos, principalmente de eyecciones de masa coronal. En ambos casos, el modelo de Babcock explica por qué estos fenómenos explosivos son generalmente observados cerca a regiones activas. Colectivamente, los fenómenos transitorios observados en regiones activas o asociados a protuberancias (o filamentos) constituyen lo que se denomina actividad solar.

El modelo de Babcock de ninguna manera puede tomarse como una explicación definitiva del origen de los ciclos solares. Frecuentemente, las regiones activas muestran comportamientos no predichos por el modelo de Babcock. Sin embargo, sigue siendo hasta la fecha uno de los modelos del campo magnético solar más exitosos en explicar el origen y la periodicidad de las regiones activas y los fenómenos transitorios solares (Foukal, 2008, p. 379).

2.2.3. Viento solar y campo magnético interplanetario

De lo explicado en la Sección 2.1.1, se deduce que la energía cinética promedio de las partículas de la corona K debe ser bastante alta. Asumiendo una distribución de velocidad Maxwelliana, se deduce que algunas partículas tendrán la energía cinética suficiente para escapar de la energía potencial gravitatoria del Sol. Debido a su minúscula masa, los electrones pueden atravesar la corona K más fácilmente que los iones, pero también crean campos eléctricos que impulsan a los iones a seguirlos en su recorrido hacia el espacio interplanetario, donde aceleran hasta alcanzar velocidades supersónicas (ver Sección 2.1.8). El continuo flujo de estas partículas se denomina viento solar y es emitido por el Sol en todas direcciones, aunque de manera bastante irregular en el tiempo y el espacio (Foukal, 2008, pp. 387-389; Stix, 2004, pp. 404-407). El mecanismo de aceleración del viento solar aún no es entendido del todo, ya que mediciones por satélite han confirmado que la temperatura de la corona K y el gradiente de presión no explican por sí solos la aceleración de las partículas hasta niveles supersónicos.

El plasma del viento solar está compuesto principalmente de protones y electrones (95 %), consistiendo casi todo el resto de núcleos de helio doblemente ionizados. La densidad del plasma varía entre 3-20 partículas por centímetro cúbico (cm^{-3}) el 90 % del tiempo, con una media de $\sim 10\ \mathrm{cm}^{-3}$. Por otro lado, la velocidad del viento solar v_{sw} es casi constante entre 1-20 AU, variando entre 350-750 km s^{-1} el 90 % del tiempo. Además, v_{sw} varía en intervalos de 27 días, el cual es casi el mismo periodo de tiempo que la rotación promedio del Sol. Estas variaciones fueron inicialmente atribuidas a hipotéticas regiones solares M. Actualmente, se sabe que v_{sw} responde a la actividad magnética en la atmósfera solar. Por ejemplo: v_{sw} es mayor cuando el viento solar es emitido desde agujeros coronales, los cuales son regiones con menor densidad numérica de plasma respecto al resto de la corona K y que generalmente se observan sobre las zonas polares (Stix, 2004, pp. 402-406). Si bien el viento solar sopla radialmente hacia afuera, en el plano de la eclíptica la rotación del Sol ocasiona que las partículas del viento solar emitidas más recientemente estén axialmente adelantadas con respecto a las que fueron emitidas en tiempos anteriores, por lo que un mapa de velocidades del viento solar en el espacio interplanetario mostrará una estructura espiral similar al de la Figura 1.1. Los brazos espirales poseen un rango de velocidades bien definido porque brazos diferentes parten de zonas de la atmósfera solar con distinta actividad magnética, y v_{sw} es aproximadamente constante a distancias mayores a 1 AU.

Como el viento solar está compuesto de plasma con $R_{\mathrm{M}} \gg 1$, es aplicable el teorema de Alfvén, por lo que el viento solar arrastra hacia afuera las líneas del campo magnético interplanetario

(IMF, sinónimo de campo magnético solar en el espacio interplanetario). El resultado son líneas del IMF abiertas (solo localmente) en cada lado del plano de la eclíptica que poseen sentidos opuestos según el hemisferio del Sol del que procedan. Sin embargo, la rotación del Sol añade una modificación adicional al arrastrar axialmente las líneas del IMF, formando en el plano de la eclíptica una espiral similar a la espiral Arquimediana (Stix, 2004, pp. 413-414), tal como se muestra en la Figura 2.9 (a). Próxima a 1 AU, la espiral intersecta a la órbita terrestre con un ángulo promedio de 45° (Foukal, 2008, p. 389). Antes de su descubrimiento, la existencia de esta estructura espiral ya había sido propuesta por Eugene Parker en 1958 (Parker, 1958), pero sus predicciones fueron ignoradas hasta que los brazos espirales fueron detectados por misiones espaciales. El modelo de Parker también predice que cerca del Sol, el viento solar debe ser subsónico, pero debe acelerar hasta velocidades supersónicas a partir de una distancia crítica. En efecto, este es el perfil observado de v_{sw} (Stix, 2004, pp. 411-412).

La Ecuación (2.39) indica que la topología del IMF en latitudes heliográficas bajas debe generar una corriente delgada de plasma idealmente ubicada en la región donde las líneas del IMF se anulan entre sí (sección neutra). Como la topología exacta del IMF depende de la topología del campo magnético en la fotósfera solar (Foukal, 2008, pp. 390-392), la corriente de plasma nunca es perfectamente plana. Mediciones del campo magnético en la fotósfera revelan que perturbaciones causadas por regiones activas amplias y redes cromosféricas ocasionan ondulaciones en la sección neutra del campo magnético solar que condiciona la forma de la corriente de plasma (Foukal, 2008, pp. 269-272). Por lo tanto, en realidad, la corriente de plasma tiene la forma de un mantel arrugado, tal como se muestra en la Figura 2.9 (b). Esta corriente se denomina hoja de corriente heliosférica y su forma es altamente inestable durante el desarrollo de un ciclo solar. Nótese que, dependiendo de la posición de la Tierra con respecto a la hoja de corriente heliosférica, esta se ubicará en el hemisferio con líneas de polaridad negativa (hacia el Sol) o positiva (opuesto al Sol). Los signos de polaridad son mostrados en la Figura 2.9 (a) para la hoja de corriente heliosférica ilustrada en la Figura 2.9 (b).

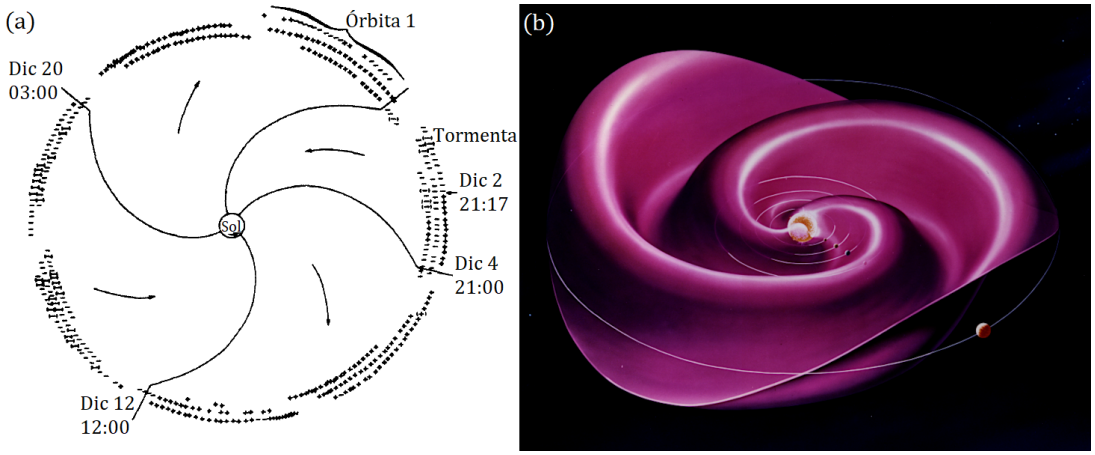

Figura 2.9: (a) Dibujo de la espiral de Parker extrapolada usando mediciones de la sonda IMP-1. Las fechas y horas anotadas en el esquema denotan la ubicación de la sonda en esos instantes. Modificado de Foukal, 2008. (b) Concepción artística de la hoja de corriente heliosférica en tres dimensiones. Créditos: Heil, s.f.

2.2.4. Fulguraciones solares

Se denomina fulguración solar a la liberación de una enorme cantidad de energía electromagnética (entre 10^{17} Joules (J) y 10^{26} J) que generalmente se origina en la corona K sobre regiones activas, y que dura desde algunos segundos hasta varias horas (Matzner, 2018; Schrijver et al., 2012). La apariencia de una fulguración solar con un filtro Fe XII-XIV (19.3 nm) se muestra en la Figura 2.10 (a). Nótese que, en el rango del espectro EUV, las fulguraciones solares son muy brillantes, pero difícilmente liberan la energía suficiente como para ser observadas en el espectro visible, por lo que la observación de los astrónomos Richard Carrington y Richard Hogdson en este rango del espectro (ver Sección 1.1) es un indicativo de la excepcional cantidad de energía que liberó la fulguración solar causante del Evento Carrington. Como la energía de las fulguraciones solares es liberada en un intervalo de tiempo relativamente corto, se dice que estas constituyen uno de los fenómenos explosivos más espectaculares del Sol.

Existen diversas hipótesis acerca del mecanismo de generación de las fulguraciones solares, pero ninguna de ellas explica completamente los detalles observados antes, durante y después de las mismas. Sin embargo, la reconexión magnética (ver Sección 2.1.7) suele ser la base de la mayoría de las hipótesis (por ejemplo: Aegerter et al., 2020 y Priest, 2022), ya que explica satisfactoriamente el alto brillo de las fulguraciones en los rangos EUV y rayos X, así como su asociación a regiones activas. En efecto, si las arcadas coronales mostradas en la Figura 2.6 se encontraran cerca de otras arcadas coronales con polaridad opuesta, entonces aumentaría la probabilidad de ocurrencia de reconexiones magnéticas (como la mostrada en la Figura 2.4), y por ende, de fulguraciones solares como la mostrada en la Figura 2.10 (a).

El amplio rango de energía liberada por las fulguraciones solares hace necesaria su clasificación. La escala propuesta por la National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA) de Estados Unidos es ampliamente utilizada por revistas de física solar y geomagnetismo, por lo que también fue adoptada para el presente trabajo. La escala de la NOAA clasifica a las fulguraciones solares según el flujo máximo medido en la banda espectral 0.1-0.8 nm (perteneciente a la banda de rayos X), siendo el flujo medido por un satélite del programa Geostationary Operational Environmental Satellite (GOES). De menor a mayor flujo máximo, la escala se divide en cinco secciones logarítmicas: A, B, C, M y X, donde A representa un flujo máximo de 10^{-8}-10^{-7} vatios por metro cuadrado (W/m^2) (Matzner, 2018). Las letras son escritas con números decimales a la derecha, los cuales son las 2 (3 si el flujo máximo es superior a 10^{-3} W/m^2) primeras cifras significativas del flujo máximo medido durante todo el desarrollo de la fulguración solar. Por ejemplo, una fulguración con flujo máximo medido de 3.5 $\times 10^{-6}$ W/m^2 será de clase C3.5, mientras que una fulguración con flujo máximo de 12.3 $\times 10^{-4}$ W/m^2 será de clase X12.3. Nótese que la clase de una fulguración solar es un indicador de su intensidad. De interés para el presente trabajo son las fulguraciones solares de clase X (FSXs), las cuales son las fulguraciones más intensas que se pueden registrar en el Sol. El motivo de este interés se explicará en la Sección 2.2.5.

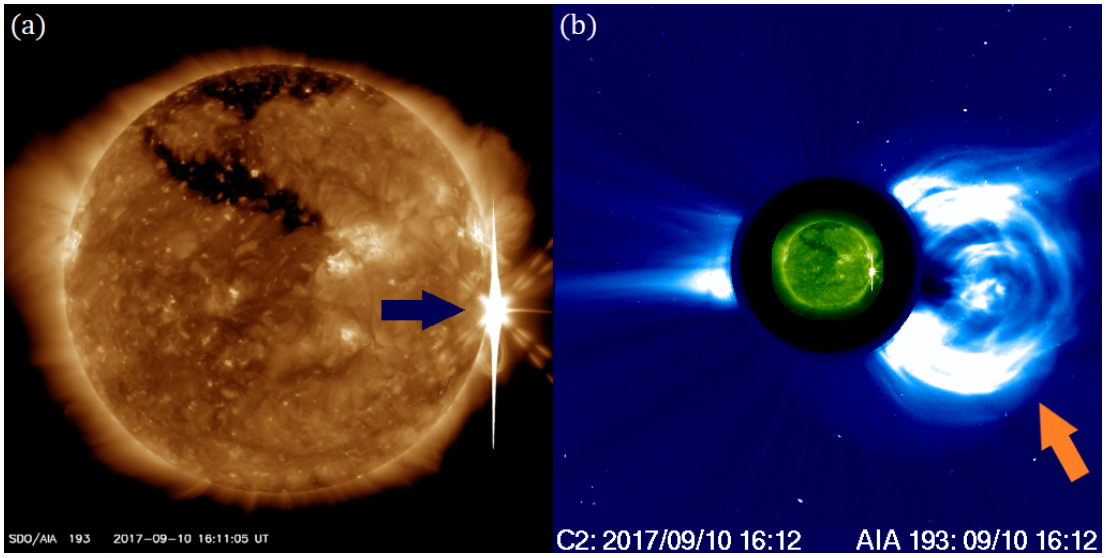

Figura 2.10: (a) Fotografía del Sol tomada con filtro Fe XII-XIV (canal AIA del SDO) en 2017-09-10 16:11:05 UTC. La flecha indica la ubicación de la fulguración solar de clase X8.2. Modificado de NASA, 2022. (b) Fotografía de la corona solar tomada por el instrumento LASCO del SOHO en 2017-09-10 16:12:00 UTC. La flecha señala a la CME asociada a la FSX mostrada en el panel (a). Modificado de NASA, s.f.

2.2.5. Eyecciones de masa coronal

Una eyección de masa coronal (CME) consiste en la expulsión masiva de plasma magnetizado impulsado a gran velocidad desde la corona K hacia el espacio interplanetario (Matzner, 2018). La apariencia de las CMEs se muestra en la Figura 2.10 (b). Las CMEs se diferencian de las fulguraciones solares en que estas últimas consisten en la liberación de una gran cantidad energía electromagnética, mientras que las CMEs están compuestas de material plasmático. La masa de las CMEs es del orden de 10^{15}-10^{16} gramos, con una velocidad de propagación de 200-500 km s^{-1} en el espacio interplanetario, algunas de ellas superando los 1000 km s^{-1} (Foukal, 2008, p. 407).

Desde su identificación en 1971 (Gopalswamy et al., 2016), se ha observado que las CMEs están de alguna manera relacionadas con las fulguraciones solares y los filamentos o protuberancias (Foukal, 2008, p. 407). MacQueen y Fisher, 1983 encontró que las CMEs asociadas a fulguraciones solares eran en promedio más rápidas que las CMEs asociadas a protuberancias, por lo que propuso clasificar a las CMEs según su fenómeno de origen, pero Vršnak et al., 2005 ha negado que exista tal diferencia. Otras formas de clasificación han sido propuestas (por ejemplo: Michalek, 2009 y Nicewicz y Michalek, 2016), pero actualmente no existe una clasificación aceptada de las CMEs (Gopalswamy et al., 2016).

La conexión que existe entre las fulguraciones solares y las CMEs todavía es objeto de estudio (Gopalswamy et al., 2016). Youssef, 2012 encontró que existía una muy baja correlación entre las intensidades de ambos fenómenos explosivos. Asimismo, no todas las fulguraciones solares son sucedidas por CMEs: el 10 % de las FSXs no son sucedidas por CMEs (Yashiro

et al., 2005), siendo el porcentaje mayor para fulguraciones de menor intensidad (Yashiro et al., 2006). Tampoco se ha encontrado una correlación clara entre la velocidad de las CMEs y la intensidad de las fulguraciones (Miteva et al., 2013; Reinard & Biesecker, 2009; Swalwell et al., 2017), pero sí se sabe que las CMEs asociadas a FSXs alcanzan la órbita terrestre en menos de 3 días, siendo 3387 km s^{-1} la velocidad máxima de propagación (Miteva et al., 2013; Swalwell et al., 2017).

Al igual que el viento solar, la propagación de las CMEs es básicamente radial. Las CMEs con velocidades de propagación superiores a v_{sw} (CMEs rápidas) alteran considerablemente las condiciones normales del espacio interplanetario ya que forman una onda de choque en su región frontal. La estructura típica de una onda de choque se ilustra en la Figura 2.11. Debido a su velocidad, las CMEs rápidas barren con las partículas del plasma del viento solar que encuentran a su paso y las acumulan en su región frontal. Como la densidad de esta región es mucho mayor que la densidad del viento solar, su presión también es significativamente mayor, por lo que se forma un frente de choque (Foukal, 2008, p. 403). El frente de choque es sucedido por una región de plasma de baja densidad, resultado del barrido descrito anteriormente. Esta región engloba al material de la CME, la cual está delimitada en un volumen relativamente bien definido debido a la topología de los campos magnéticos al interior de la CME (Gopalswamy et al., 2016). En la Figura 1.1 se muestra claramente la diferencia entre una CME rápida y las condiciones normales del viento solar. Las ondas de choque también pueden ser resultado de bordes de corrientes de alta velocidad. Estas últimas no deben confundirse con CMEs, ya que no son fenómenos explosivos, sino volúmenes de plasma de alta velocidad impulsados desde agujeros coronales (Foukal, 2008, p. 402).

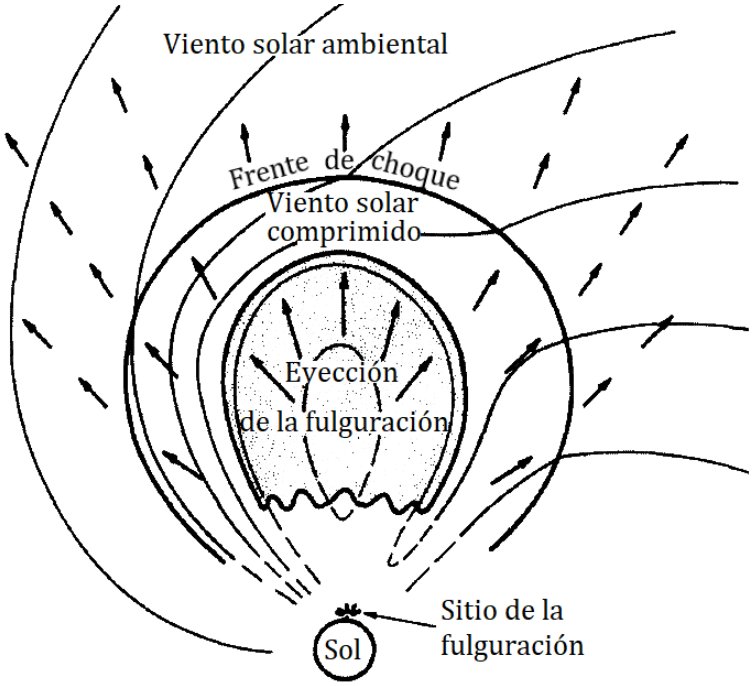

Figura 2.11: Dibujo de la estructura de una onda de choque interplanetaria asociada a una CME. Las flechas indican la velocidad del flujo de plasma. Las líneas delgadas denotan el IMF. Modificado de Foukal, 2008.

Cuando una CME alcanza la Tierra, esta interactúa con el campo magnético terrestre, incrementando la actividad geomagnética (ver Sección 2.3.2). Entonces, el incremento de la actividad geomagnética es causada por el arribo de una CME a la Tierra, no por la fulguración solar en sí. Esto explica por qué en el Evento Carrington (revisar Sección 1.1) las oscilaciones magnéticas fueron registradas 17.6 horas después de la observación de la fulguración solar de origen.

2.3. Geomagnetismo

2.3.1. Definición y estructura de la magnetósfera terrestre

El campo magnético terrestre, también llamado campo geomagnético, protege a la atmósfera y a la vida sobre la Tierra de las condiciones extremas del espacio exterior. El campo geomagnético no es estable: el viento solar y sus fenómenos transitorios modifican continuamente su topología y estructura interna. La magnitud de estas perturbaciones depende de los parámetros físicos característicos del viento solar y del IMF (Borovsky & Valdivia, 2018; Obara, 2002), los cuales varían en el tiempo (ver Secciones 2.2.3, 2.2.4 y 2.2.5). La componente más importante del IMF es la componente perpendicular al plano de la eclíptica B_z, ya que su sentido afecta directamente los procesos dinámicos al interior del campo geomagnético. Para el presente trabajo, es de interés el caso $B_z < 0$ (B_z apuntando hacia el sur geográfico) por razones que se explicarán más adelante. En la presente Sección, se introducirán la estructura de la magnetósfera terrestre en condiciones normales del viento solar y durante fenómenos transitorios (para $B_z < 0$). Antes, se debe aclarar que en geomagnetismo se considera que el origen del sistema de referencia se ubica en el centro de la Tierra, y que la posición de todo punto en el espacio puede ser descrita por un sistema de coordenadas análogo al sistema de coordenadas geográficas, siendo el eje vertical el eje magnético terrestre. Entonces, a menos que se indique lo contrario, se entenderán por latitudes y longitudes a las distancias angulares entre un punto en el espacio y el ecuador magnético y el meridiano solar local, respectivamente. Por otro lado, las distancias radiales serán expresadas en unidades de radios terrestres $R_E = 6371$ km. El contenido de la presente sección es una síntesis de los textos de Borovsky y Valdivia, 2018 y Obara, 2002.

2.3.1.1. Estructura externa a la magnetósfera

Sin perturbaciones externas, el campo geomagnético sería esencialmente un dipolo. Sin embargo, la presión dinámica constante del viento solar p_{sw} deforma el campo geomagnético tal como se muestra en la Figura 2.12. En la cara de la Tierra iluminada por el Sol, llamada sector día, p_{sw} es mayor que la presión del campo geomagnético p_G en regiones más alejadas de la Tierra (Borovsky & Valdivia, 2018; Obara, 2002), por lo que en este sector, el campo geomagnético es comprimido hacia la Tierra. En la cara opuesta, llamada sector noche, el viento solar arrastra las líneas del campo geomagnético en dirección opuesta al Sol, formando la topología magnética cilíndrica mostrada en la Figura 2.12 (a). La estructura resultante es similar en forma a la de un cometa, por lo que esta sección alargada del campo geomagnético se denomina magnetocola. Las líneas de la magnetocola están tan estiradas que pueden considerarse abiertas.

Lejos de la superficie terrestre, $p_{sw} > p_G$. Sin embargo, como p_G es proporcional al módulo del campo geomagnético (Ecuación (2.10)), el cual a su vez es proporcional a la distancia al centro del dipolo (Ecuación (2.25)), entonces cerca de la superficie terrestre, $p_G > p_{sw}$, por lo que debe existir un punto intermedio en el que $p_G = p_{sw}$. Como el campo geomagnético es tridimensional, entonces la agrupación de los puntos en los que $p_G = p_{sw}$ forma una superficie que engloba a la Tierra. Esta superficie se denomina magnetopausa y el volumen al interior de la magnetopausa se denomina magnetósfera. La ubicación promedio de la magnetopausa en la línea Sol-Tierra es de 10 R_E (McPherron, 2005) y varía según las condiciones del clima espacial, principalmente de p_{sw}. La magnetopausa también puede interpretarse como la frontera al interior de la cual las líneas del campo geomagnético son cerradas, tal como se muestra en la Figura 2.12 (a). Fuera de la magnetósfera, los parámetros característicos del plasma son principalmente controlados por las condiciones del clima espacial, lo cual diferencia sustancialmente a las poblaciones de plasma ubicadas dentro y fuera de la magnetófera, tal como se muestra en la Figura 2.12 (b). Sin embargo, ambas poblaciones de plasma también contienen por sí mismas poblaciones de plasma bastante complejas, las cuales serán detalladas posteriormente.

El plasma del viento solar difícilmente interactúa directamente con el plasma de la magnetósfera. La topología del campo geomagnético en el sector día disminuye la velocidad de las partículas del viento solar desde el régimen supersónico hasta el régimen subsónico (ver Secciones 2.1.8 y 2.2.3), formándose una onda de choque exterior a la magnetopausa. Esta onda de choque se denomina bow shock (por su similitud a las ondas reflejadas por un bote en un lago) y el volumen entre el bow shock y la magnetopausa se denomina magnetosheath. Ambas estructuras se muestran en la Figura 2.12, ubicándose el bow shock en promedio 3 R_E por encima de la magnetopausa (McPherron, 2005). Debido a la desaceleración de las partículas del viento solar al cruzar el bow shock, la temperatura y la densidad numérica del plasma del magnetosheath son mayores que las del plasma del viento solar. Además, como el flujo de plasma en el magnetosheath solo es ligeramente menor que el del viento solar (ya que en el magnetosheath la desaceleración de las partículas no es tan efectiva como en la magnetósfera), el flujo de plasma del magnetosheath se deflecta a lo largo de la magnetopausa, lo cual es ilustrado en la Figura 2.12 (b).

2.3.1.2. Estructura y poblaciones de plasma de la magnetósfera

El interior de la magnetósfera también es afectado por p_{sw}. Simulaciones tridimensionales del efecto de p_{sw} en la topología del campo geomagnético indican que cerca de los polos todas las líneas del campo geomagnético convergen, resultando en un campo nulo. Esta región se denomina cúspide, y dado que el campo geomagnético es casi nulo, la Ecuación (2.20) no tiene sentido físico, por lo que μ no actúa como una invariante adiabática. Entonces, una partícula no será reflejada por la fuerza definida en la Ecuación (2.23) si entrara directamente por la cúspide. En efecto, las partículas del viento solar penetran hasta las capas más profundas de la magnetósfera a través de la cúspide, tal como se muestra en la Figura 2.12 (b).

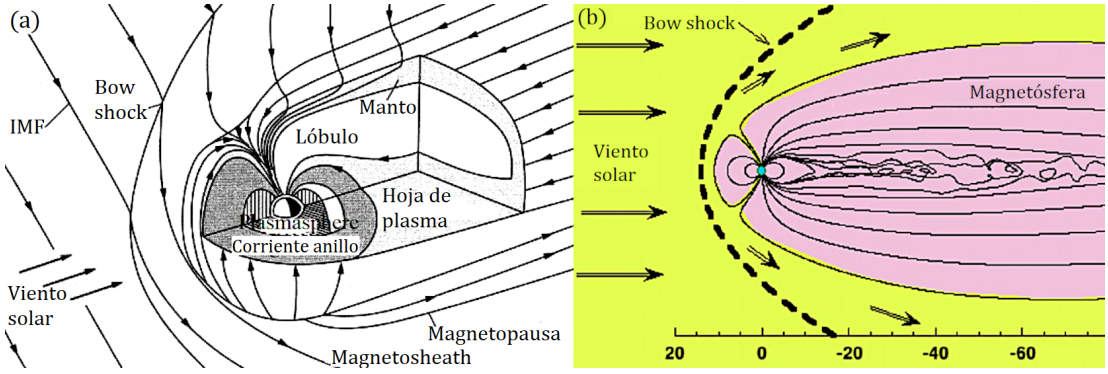

Figura 2.12: Dibujos de la estructura de la magnetósfera mostrando (a) la topología del campo geomagnético desde una latitud media en el sector mediodía-anochecer y (b) las poblaciones de plasma desde el sector anochecer. Escala en unidades de R_E. Modificados de Obara, 2002 y Borovsky y Valdivia, 2018, respectivamente.

De la Figura 2.12, nótese que las cúspides marcan una frontera: en el sector día, las líneas del campo geomagnético son cerradas, mientras que en el sector noche las líneas son abiertas en latitudes altas y cerradas en latitudes bajas. Como las líneas del campo geomagnético entran por el polo norte y salen por el polo sur, las líneas de la magnetocola pertenecientes a hemisferios opuestos poseen sentidos opuestos. Por lo tanto, es conveniente dividir a la magnetocola en dos volúmenes con respecto al ecuador. Según su ubicación con respecto a los polos geográficos, estos volúmenes se denominan lóbulo norte y lóbulo sur. En el lóbulo norte, el cual se muestra en la Figura 2.12 (a), las líneas del campo geomagnético se dirigen hacia la Tierra, mientras que en el lóbulo sur sucede lo contrario.

Cuando el plasma del magnetosheath penetra en la magnetósfera a través de las cúspides, algunas partículas del plasma pueden desviarse y acoplarse a una línea del campo geomagnético en el sector noche. Como consecuencia, la fuerza definida en la Ecuación (2.23) envía a las partículas hacia una región de los lóbulos (por cada hemisferio) ubicada en latitudes altas colindantes con la magnetopausa. Esta región se denomina manto y destaca por su relativa baja densidad numérica de plasma, lo cual se explica por la poca probabilidad de que las partículas provenientes del magnetosheath sean atrapadas por las líneas del campo de los lóbulos. La ubicación del manto en la magnetósfera se muestra en las Figuras 2.12 (a) y 2.13.

Por otro lado, a pesar de que p_G impide el ingreso de plasma del viento solar en latitudes bajas en el sector día, la acción de este escudo no es completamente eficiente. Parte del plasma del viento solar sí atraviesa la magnetopausa directamente en latitudes bajas, formando una región conocida como capa límite de baja latitud (LLBL). La LLBL se divide en dos subcapas: en la capa externa, el plasma del viento solar extiende las líneas del campo geomagnético hacia la magnetocola; en la capa interna, las poblaciones de plasma del viento solar y de la magnetósfera están bien mezcladas. Tal como se muestra en la Figura 2.13, la LLBL se ubica entre las cúspides y en un rango de longitudes bien definido.

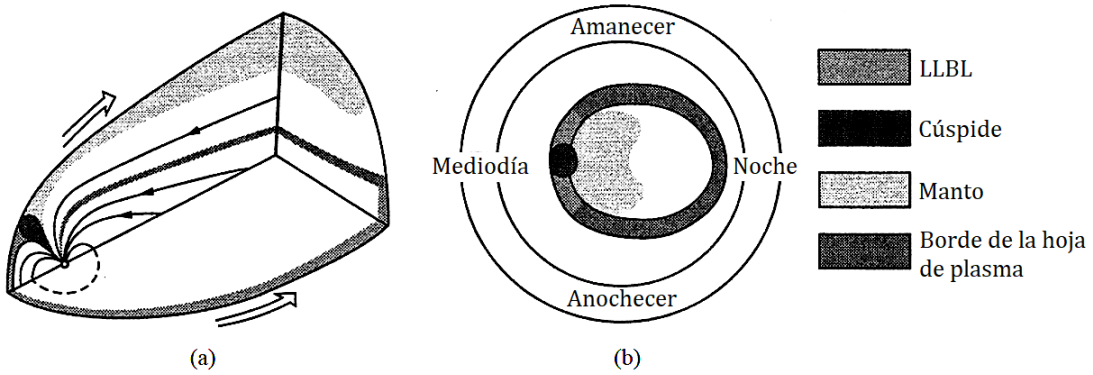

Figura 2.13: Dibujos de algunas estructuras y poblaciones de plasma de la magnetósfera vistos desde (a) latitudes medias en el sector mediodía-anochecer y (b) desde el polo norte magnético. Diferentes tonalidades de gris denotan diferentes poblaciones de plasma. Leyenda a la derecha de la Figura. Modificado de Obara, 2002.

2.3.1.3. Convección magnetosférica

Hasta el momento, se ha descrito la estructura de la magnetósfera sin considerar el estado del IMF. Ahora bien, cuando $B_z > 0$, nótese que en el sector día su sentido es el mismo que el del campo geomagnético (ver Figura 2.12), por lo que simplemente se adicionan los campos por el principio de superposición, resultando en un campo geomagnético ligeramente deformado. Por el contrario, cuando $B_z < 0$, nótese que en el sector día su sentido es opuesto al del campo geomagnético, y como no ocurre que $R_M \gg 1$ (régimen turbulento), entonces el proceso de reconexión magnética explicado en la Sección 2.1.7 es factible. El proceso de reconexión magnética para una línea del IMF es detallado en la Figura 2.14. La posición 1 denota una línea del IMF aún sin perturbar por el campo geomagnético. Como el viento solar es altamente conductor (ver Sección 2.2.3), la línea es arrastrada hasta la posición 2, donde ocurre el proceso de reconexión magnética. El punto señalado por flechas en la posición 2 es conocido como punto de reconexión del sector día, y en teoría, debería ubicarse en la magnetopausa. Sin embargo, el proceso de reconexión no está tan localizado como se muestra en la Figura 2.14. Debido a la reconexión magnética y al viento solar, la línea es desplazada hacia la posición 3. Ahora una línea del campo geomagnético está conectada con la del IMF, por lo que está abierta y migra hacia la magnetocola, pasando por las posiciones 4, 5 y 6. Eventualmente, la línea vuelve a encontrarse consigo misma en la posición 7. Las flechas verticales señalan el punto de reconexión del sector noche, cuya distancia radial promedio es $\sim 120\ R_E$. Para entender qué ocurre en la posición 7, se debe recordar que la magnetocola es resultado de la acumulación de las líneas del campo dipolar original en el sector noche, por lo que si de alguna manera se pudiera desactivar el viento solar, la magnetocola regresaría a su topología dipolar original. Entonces, existe una tensión magnética que constantemente fuerza a la magnetocola a regresar a su topología original, lo cual no ocurre porque el viento solar lo impide. Entonces, en la posición 7, parte de la línea se cierra sobre sí misma y se contrae hacia el sector día, terminando en la posición $8'$. La otra parte de la línea permanece abierta con una topología similar a la del IMF, dirigiéndose hacia el espacio interplanetario pasando por la posición 8.

Nótese que, como la línea del IMF contiene plasma del viento solar, entonces debe desplazar parte de este plasma durante todo el proceso descrito en el anterior párrafo. Este movimiento de plasma se denomina convección magnetosférica y se divide en dos etapas: la convección hacia la magnetocola (posiciones 1-7 en la Figura 2.14) y la convección hacia el Sol (posiciones 7-8′ en la Figura 2.14). El concepto de convección magnetosférica es importante para comprender la existencia de las estructuras de la magnetósfera.

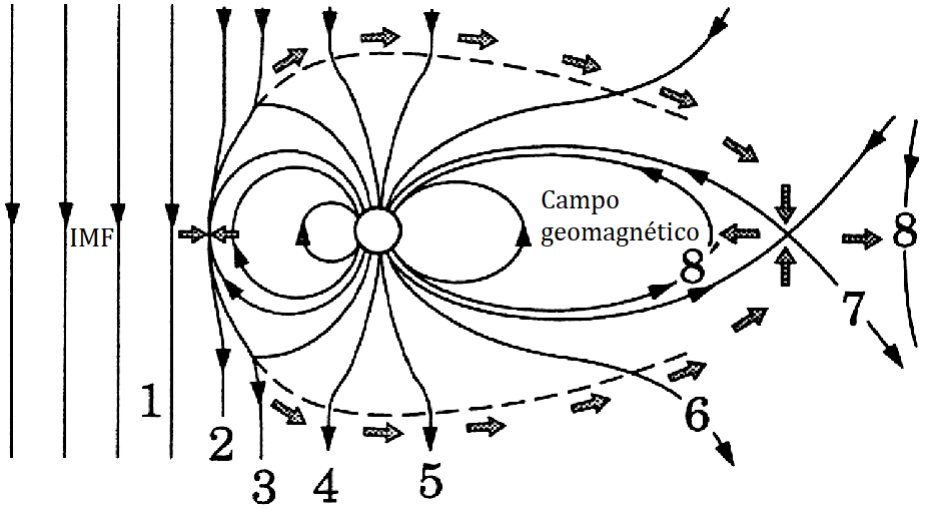

Figura 2.14: Dibujo simplificado del proceso de reconexión del campo geomagnético con el IMF (del cual solo se muestra B_z). Modificado de Obara, 2002.

2.3.1.4. Región dipolar

Como la topología original del campo geomagnético es la de un dipolo, en la región del espacio más cercana a la Tierra (no afectada tanto por p_{sw} como las regiones más externas) el campo geomagnético puede modelarse como un campo dipolar, por lo que esta sección de la magnetósfera se denomina magnetósfera interna o región dipolar. Al interior de la región dipolar se encuentran muchas poblaciones de plasma. Debido a la complejidad del sistema magnetosférico en esta región, es conveniente introducir primero las poblaciones de plasma más cercanas a la superficie terrestre.

La superficie terrestre está permanentemente envuelta por una capa de gas casi completamente neutra: la atmósfera. Los seres humanos y todos los demás seres vivos de la Tierra viven dentro de la capa más inferior de la atmósfera: la tropósfera, la cual no interactúa directamente con las poblaciones de plasma de la magnetósfera. Sin embargo, la capa más exterior de la atmósfera, denominada termósfera, está compuesta por gases neutros e ionizados, e interactúa directamente con las poblaciones de plasma de la magnetósfera. La termósfera se ubica a una altura de más de 85 km sobre la superficie terrestre. La ionósfera, que es la porción ionizada de la termósfera, usualmente se ubica por encima de los 100 km. Las partículas cargadas de la ionósfera son principalmente producidas por ionización de átomos neutros por incidencia de radiación solar de alta frecuencia, siendo el segundo proceso conocido la entrada de electrones

energéticos provenientes de la magnetósfera. La procedencia de estos electrones se explicará posteriormente. Como las fuerzas electromagnéticas son mucho más intensas que la fuerza gravitatoria, una pequeña porción del plasma ionosférico abandona constantemente la atmósfera, dirigiéndose hacia la magnetósfera por medio de las líneas del campo geomagnético. Este flujo de plasma se denomina flujo ionosférico de fuga y es fuente de plasma frío para la magnetósfera.

El flujo ionosférico de fuga se acumula principalmente en regiones cercanas a la Tierra, disminuyendo su densidad abruptamente a una distancia aproximada de 4 R_E. Esta frontera se denomina plasmapausa y el volumen entre la plasmapausa y la ionósfera se denomina plasmafera. Si bien la plasmafera está ubicada dentro de la región dipolar, el flujo de plasma en su interior es diferente al resto de la región dipolar. En la capa más cercana a la Tierra, la plasmafera es co-rotante con la rotación terrestre ya que es producto del flujo ionosférico de fuga. En la capa más alejada de la Tierra, exterior a la plasmafera, el flujo de plasma se debe principalmente a la convección magnetosférica hacia el Sol. Sin embargo, cerca a la plasmafera, la convección es deflectada por el campo geomagnético, por lo que la plasmafera adopta una forma de gota alrededor de la Tierra. La superficie de esta gota es la plasmapausa. Fuera de la plasmafera, el flujo de plasma se dirige hacia el Sol, mientras que en su interior el plasma es atrapado (ver Sección 2.1.5.2). Esto explica la caída abrupta de la densidad numérica del plasma en la plasmapausa. Los resultados de una simulación de la región dipolar para la sección del plano ecuatorial se muestran en la Figura 2.15. Nótese que el plasma fuera de la plasmafera abandona la magnetósfera a través de la magnetopausa en el sector día. La forma de la plasmapausa no es exactamente el de una gota, ya que esta depende de la configuración de los campos eléctricos en la región dipolar, la cual es altamente inestable.

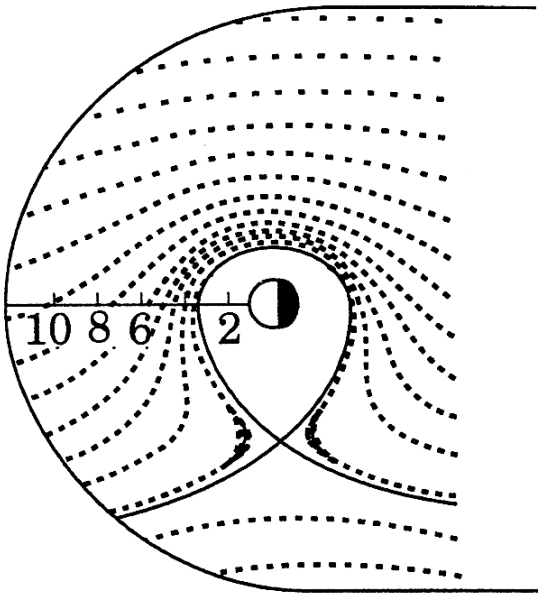

Figura 2.15: Simulación en la sección ecuatorial de la convección magnetosférica (líneas discontinuas) hacia el Sol en la región dipolar. La curva sólida externa representa a la magnetopausa, mientras que la curva interna denota el límite entre las trayectorias abiertas y cerradas de los flujos de plasma (plasmapausa). Escala en unidades de R_E. Modificado de Obara, 2002.

2.3.1.5. Hojas de plasma de la magnetósfera

Para finalizar esta breve introducción a la estructura de la magnetósfera, es conveniente recordar y resumir tres procesos importantes en el entendimiento de la imagen física de la magnetósfera: (1) el plasma del magnetosheath entra por las cúspides y se aloja en el manto; (2) el plasma del magnetosheath penetra la magnetopausa en el sector día para formar la LLBL; y (3) la ionización del gas neutro atmosférico por radiación solar ultravioleta y el abandono de estas partículas ionizadas por las líneas del campo geomagnético producen el flujo ionosférico de fuga que se acumula en la plasmafera. Ahora bien, se procederá a describir lo que le ocurre a estas poblaciones de plasma en etapas posteriores: (1) la convección hacia la magnetocola arrastra parte del plasma del manto hacia la magnetocola en latitudes cercanas al ecuador, donde termina por acumularse; (2) la LLBL también sufre el mismo proceso descrito en (1); y (3) parte del flujo ionosférico de fuga atraviesa la plasmapausa y se acumula en la magnetocola. Como los dos lóbulos de la magnetocola presentan líneas de campo geomagnético opuestas, la división entre estos (la cual puede aproximarse como un plano) tiene un campo magnético casi nulo, lo que favorece la acumulación de partículas en esta región. El plasma alojado en este plano se denomina hoja de plasma de la magnetocola y constituye una de las estructuras más importantes de la magnetósfera, como se verá en la Sección 2.3.2. La hoja de plasma de la magnetocola es bastante estable ya que su presión dinámica está en equilibrio con la presión magnética de los lóbulos. La Ecuación (2.39) indica que el plasma entre ambos lóbulos debe fluir como una corriente hacia el sector anochecer. En efecto, misiones espaciales han confirmado la existencia de esta corriente. Sin embargo, la convección hacia el Sol también actúa sobre esta población de plasma, la cual eventualmente entra en la región dipolar, donde la topología magnética de los lóbulos se pierde y, por ende, el flujo hacia el anochecer, por lo que el flujo del plasma se dirige en esta región principalmente hacia el Sol, tal como se mostró en la Figura 2.15. Como el flujo que penetra en la región dipolar proviene de la hoja de plasma de la magnetocola, algunos textos no diferencian entre ambas poblaciones de plasma, mientras que otros textos sí lo hacen ya que la dirección del flujo de plasma en ambas regiones es distinta.

Nótese que la convección magnetosférica alimenta de plasma a la magnetósfera interna como si se tratara de una bomba de motor. La tasa de transferencia de plasma desde la magnetocola hacia la magnetósfera interna está relacionada con la actividad geomagnética, la cual se definirá más claramente en la Sección 2.3.2.

2.3.1.6. Cinturones de radiación y corrientes anillo

Hasta el momento, se ha descrito el flujo del plasma en la magnetósfera, pero no se ha diferenciado entre electrones e iones, los cuales se comportan distinto dentro un plasma magnetizado, como se explicó en la Sección 2.1. En la hoja de plasma, ambas poblaciones están tan bien diferenciadas que se las denomina por separado iones de la hoja de plasma y electrones de la hoja de plasma. Ambas poblaciones son y actúan como fuentes para otras poblaciones de plasma, las cuales no se introducirán por no ser relevantes para el presente trabajo. Por el mismo motivo,

no se explicarán todos los mecanismos de pérdidas de partículas de plasma de estas poblaciones. El lector interesado podrá encontrar la información deseada en Borovsky y Valdivia, 2018.

Como en las regiones más interiores de la región dipolar el campo geomagnético es esencialmente un dipolo, es bastante eficiente para atrapar plasma proveniente de la hoja de plasma (ver Sección 2.1.5.2). Como este plasma gira alrededor de la Tierra, las estructuras que conforman los iones y electrones en esta región reciben los nombres de corrientes anillo y cinturones de radiación. El cinturón de radiación de iones es el menos conocido de todos y está compuesto por protones de muy alta energía. Mejor conocidas son la corriente anillo y las corrientes anillo parciales, las cuales están compuestas de iones fríos.

Por el contrario, el cinturón de radiación de electrones sí es bastante conocido. Está compuesto por electrones de muy alta energía (hasta niveles relativísticos) y su estructura se divide en cinturón interno y externo. Este cinturón es bastante estudiado porque sus electrones altamente energéticos suponen un peligro para satélites y misiones interplanetarias. Las fuentes del cinturón de radiación de electrones aún no han sido determinadas con certeza.

La imagen física de la magnetósfera ya está casi completa. No es objetivo de la presente tesis proporcionar un resumen que explique coherentemente todas las estructuras y procesos que se han descubierto en la magnetósfera, por lo que no se ha detallado información irrelevante para el presente trabajo. El conocimiento hasta aquí expuesto será suficiente para entender los procesos dinámicos de la magnetósfera, cuya intensidad se incrementa durante eventos de alta actividad geomagnética. Esto se estudiará en la Sección 2.3.2.

2.3.2. Actividad geomagnética

Cuando la intensidad de la transferencia de plasma entre los sistemas magnetosféricos aumenta con respecto a sus niveles normales, entonces se dice que se ha incrementado la actividad geomagnética. Este incremento puede ser cuantificado usando un índice de actividad geomagnética, el cual es propio de cada sistema o población de plasma de la magnetósfera. Por lo expuesto en la Sección 2.3.1, se deduce que B_z, v_{sw} y p_{sw} son los principales parámetros del espacio interplanetario que rigen la actividad geomagnética. Si bien B_z es una componente del IMF, es bastante usual que sea alterado por las condiciones del viento solar, ya que este último proviene de regiones del Sol donde existe una topología magnética bastante compleja (ver Sección 2.2.3). Como las condiciones del viento solar varían en el tiempo, el nivel de actividad geomagnética tampoco es estable, y durante condiciones extremas del viento solar la actividad geomagnética puede aumentar considerablemente. Para el presente trabajo, es superlativo conocer dos manifestaciones de alta actividad geomagnética: las subtormentas geomagnéticas (ver Sección 2.3.2.1) y las tormentas geomagnéticas (ver Sección 2.3.2.2). Una lista completa de todas las manifestaciones de actividad geomagnética conocidas puede ser encontrada en Borovsky y Valdivia, 2018.

2.3.2.1. Subtormentas geomagnéticas

Para entender el concepto de una subtormenta geomagnética, antes es necesario explicar los tipos de actividad geomagnética que contribuyen a la aparición de una subtormenta. Algunos de ellos ya han sido introducidos en la Sección 2.3.1.

Por lo expuesto en la Sección 2.3.1.3, se deduce que el número de líneas del IMF que se reconectan con las del campo geomagnético por unidad de tiempo determina la intensidad de la convección magnetosférica, y por ende, controla todas las formas de actividad geomagnética en la magnetósfera. Esta tasa de reconexión se denomina tasa de reconexión en el sector día, y debido a su mecanismo de origen, depende altamente de las condiciones del viento solar y del IMF, principalmente de B_z.

Cuando la tasa de reconexión en el sector día aumenta, entonces más líneas del campo geomagnético son acumuladas en el sector noche, lo que ocasiona el engrosamiento de la magnetocola y la acumulación de partículas en la hoja de plasma debido a la intensificación de la convección hacia la magnetocola. Como la magnetocola intenta regresar a su topología dipolar original, la tensión magnética obliga a las líneas de la magnetocola a acercarse aún más, forzando a la hoja de plasma a reducir su grosor y a acercarse a la Tierra más de lo usual, afectando la topología del campo geomagnético en la región dipolar. Como en la magnetocola la corriente de la hoja de plasma fluye principalmente hacia el anochecer, la Ecuación (2.39) indica que esta corriente debe generar un campo magnético promedio dirigido hacia la Tierra en el lóbulo norte y hacia la magnetocola en el lóbulo sur, por lo que la magnetocola en la zona más cercana a la región dipolar adquiere una topología similar a la de la magnetocola en zonas más alejadas de la Tierra, donde es esencialmente cilíndrica. Esta fase se denomina estiramiento de la magnetocola. La fase posterior es la convección hacia el Sol descrita en la Sección 2.3.1.3. Si la tasa de reconexión en el sector día se detiene, la acumulación de las líneas del campo en el sector noche también se detiene, por lo que la sección transversal de la magnetocola recupera su extensión usual y el grosor de la hoja de plasma se restablece.

Como las líneas del campo geomagnético atraviesan la ionósfera, en esta también ocurren procesos de convección análogos a los de la magnetósfera (convección ionosférica): plasma de la ionósfera en latitudes altas del sector día es transportado hacia el sector noche, desde donde regresa hacia el sector día por latitudes bajas.

Cuando la intensidad de la convección magnetosférica aumenta abruptamente, entonces se dice que está ocurriendo una subtormenta geomagnética. Por lo expuesto anteriormente, se deduce que la probabilidad de ocurrencia de una subtormenta geomagnética es mayor si (1) $B_z \ll 0$, (2) v_{sw} aumenta abruptamente y (3) $R_M \to 0$. Todas estas condiciones son típicas de CMEs rápidas (Gopalswamy et al., 2016), por lo que las CMEs actúan como importantes disparadores de subtormentas y tormentas geomagnéticas (ver Sección 2.3.2.2). Todavía no se conoce con certeza la causa del detenimiento abrupto de las subtormentas magnéticas.

Las subtormentas ocasionan el incremento de otros tipos de actividad geomagnética. Durante una subtormenta geomagnética, la convección magnetosférica es lo suficientemente intensa como para que los electrones más calientes de la hoja de plasma penetren y sean atrapados en la región dipolar. Estos electrones son llamados electrones energéticos inyectados por subtormentas y se cree que alimentan al cinturón de radiación de electrones. Algunas líneas del campo geomagnético atraviesan los cinturones de radiación, por lo que una fracción de los electrones e iones de los cinturones de radiación derivan hacia latitudes más altas, formando corrientes alineadas con el campo (FACs). Si el espejo magnético no es lo suficientemente eficiente (ver Sección 2.1.5.1), algunas partículas alcanzarán la ionósfera en latitudes altas, donde circularán momentáneamente como corrientes o electrojets aurorales, para luego ser eyectadas hacia los cinturones de radiación por otras FACs, tal como se ilustra en la Figura 2.16. Las FACs permiten a las partículas de la magnetósfera interactuar directamente con la termósfera, siendo el proceso de caída hacia la Tierra conocido como precipitación de partículas aurorales. Cuando los átomos neutros de la termófera son ionizados por las partículas aurorales y luego decaen, emiten luz en el espectro visible. Esta luz es conocida popularmente como aurora y el mecanismo de origen descrito explica por qué las auroras son visibles usualmente solo desde latitudes altas. El mismo mecanismo también explica por qué durante subtormentas geomagnéticas de mayor intensidad la actividad auroral también se intensifica. Asimismo, debido al estiramiento de la magnetocola durante una subtormenta geomagnética, las FACs que alimentan las auroras pueden estar ancladas a latitudes más bajas en la ionósfera, lo cual explica la observación de auroras en latitudes más bajas de lo usual durante subtormentas magnéticas muy intensas. En efecto, esto fue lo que ocurrió en el Evento Carrington (ver Sección 1.1).

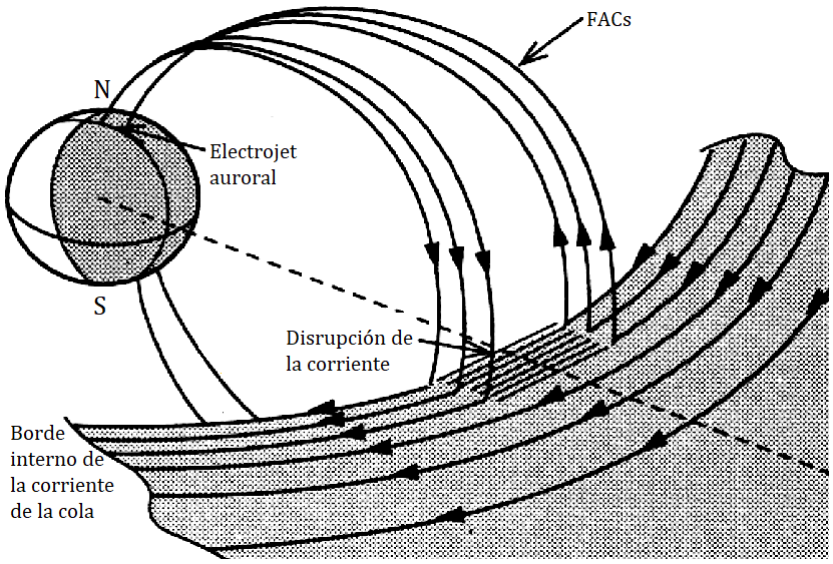

Figura 2.16: Dibujo del modelo de disrupción de la corriente. Modificado de Obara, 2002.

La imagen física de las subtormentas presentada aquí presenta algunos inconvenientes aún por esclarecer. Tal como se observa en la Figura 2.16, se supone que una disrupción de la corriente de la hoja de plasma origina las FACs. Esta asunción está enmarcada dentro del modelo de disrupción de la corriente, el cual si bien explica razonablemente varias de las características

de las subtormentas geomagnéticas, no provee una explicación clara del origen de la disrupción de la corriente. El modelo simplemente asume que la disrupción se debe a una disminución de la conductividad σ de la corriente de la hoja de plasma en esa región, pero no argumenta cuál sería el origen de esta anomalía. Ante este inconveniente, otros modelos han sido propuestos (revisar Obara, 2002), pero ninguno explica completamente el comportamiento observado antes, durante y después de las subtormentas. El mecanismo exacto que inicia, regula y detiene a las subtormentas geomagnéticas es aún tema de debate.

Las subtormentas geomagnéticas ocurren diariamente, pero su duración rara vez excede unas pocas horas. Se explicará en la Sección 2.3.2.2 qué ocurre cuando el aumento de la convección magnetosférica es sostenido en el tiempo.

2.3.2.2. Tormentas geomagnéticas

Si una alta intensidad de convección magnetosférica es sostenida en el tiempo (desde algunas horas hasta varios días), más sistemas de corrientes y poblaciones de plasma (principalmente los cinturones de radiación y las corrientes anillo) son afectados que en las subtormentas geomagnéticas: esto constituye una tormenta geomagnética. Al igual que en las subtormentas, las tormentas geomagnéticas suelen ser ocasionadas por CMEs, pero las tormentas requieren de una alta tasa de reconexión en el sector día sostenida en el tiempo y un incremento abrupto de p_{sw} (característico de CMEs rápidas, ver Sección 2.2.5), lo cual se traduce en que menos del 10 % de CMEs son importantes en el monitoreo del clima espacial en las cercanías de la Tierra (Gopalswamy et al., 2016). Por lo tanto, las condiciones de ocurrencia de subtormentas (ver Sección 2.3.2.1) también son válidas para las tormentas geomagnéticas, con la diferencia de que estas deben ser sostenidas por un tiempo prolongado.

El principal indicio del desarrollo de una tormenta geomagnética es la disminución del módulo del campo geomagnético cerca al ecuador, lo cual también ocurrió durante el Evento Carrington (Cliver & Dietrich, 2013). Como las tormentas geomagnéticas afectan principalmente los cinturones de radiación y las corrientes anillo, para diferenciar sus intensidades se utiliza el índice de actividad geomagnética Dst (Dst), definido como el promedio de las variaciones máximas de la componente horizontal del campo geomagnético (en unidades de nanoTeslas o nT) medidas por cuatro estaciones magnéticas ubicadas en latitudes bajas. Mientras más negativo es el valor del índice Dst, más intensa es la tormenta geomagnética. Un ejemplo típico de la evolución del índice Dst durante una tormenta geomagnética se muestra en la Figura 2.17. También se muestran la evolución de p_{sw} y de la componente del campo eléctrico del viento solar con dirección hacia el amanecer E_{y} (en unidades de milivoltio por metro o mV/m). Los dos últimos parámetros fueron medidos por satélites.

Nótese que alrededor de las 00:00 UTC del segundo día, los módulos de los tres parámetros se incrementó levemente, marcando el comienzo repentino de la tormenta geomagnética. A las 9:30 UTC, E_{y} cambió repentinamente de sentido y p_{sw} disminuyó abruptamente, marcando el

inicio de la fase principal, durante la cual se observó que el índice Dst disminuyó considerablemente. El intervalo de tiempo entre el inicio de la fase principal y el comienzo repentino se denomina fase inicial, y usualmente dura menos de 24 horas. Luego de que el índice Dst alcanzó su mínimo, aumentó gradualmente hasta su valor normal de $Dst \sim 0$, indicativo de la recuperación de la topología usual del campo geomagnético. Esta es la fase de recuperación, la cual puede durar hasta más de dos días, lo que la convierte en la fase con mayor duración.

Es de esperar que las tormentas geomagnéticas exhiban el comportamiento mostrado en la Figura 2.17 si se comprende la siguiente imagen física: en cuanto al súbito incremento de Dst en el comienzo repentino, este se debe al incremento de p_{sw}, el cual comprime a la magnetósfera, y por ende, a las líneas del campo geomagnético. Esto significa que el comienzo repentino marca el instante de llegada de un frente de choque a la Tierra. En cuanto a la fase principal, en conjunto las corrientes anillo de la magnetósfera circulan hacia el Oeste (ver Sección 2.1.5.2). La Ecuación (2.39) indica que el campo magnético inducido por las corrientes anillo se opone al campo geomagnético, lo cual es característico de los plasmas (ver Sección 2.1.2). Por lo tanto, las corrientes anillo disminuyen el módulo del campo geomagnético en latitudes bajas. Si la intensidad de las corrientes anillo aumenta considerablemente, entonces la intensidad del efecto diamagnético también aumenta, por lo que el módulo del campo geomagnético en la zona ecuatorial disminuye con respecto a sus valores normales. Esto es precisamente lo que se observa durante la fase principal de la tormenta geomagnética. Se cree que el incremento de la intensidad de las corrientes anillo se debe al aumento de la intensidad de la convección hacia el Sol, el cual añade más partículas energéticas a la región dipolar de la magnetósfera. Como este proceso no es instantáneo, esta teoría coherentemente explica por qué la fase principal aparece retrasada con respecto al comienzo repentino.

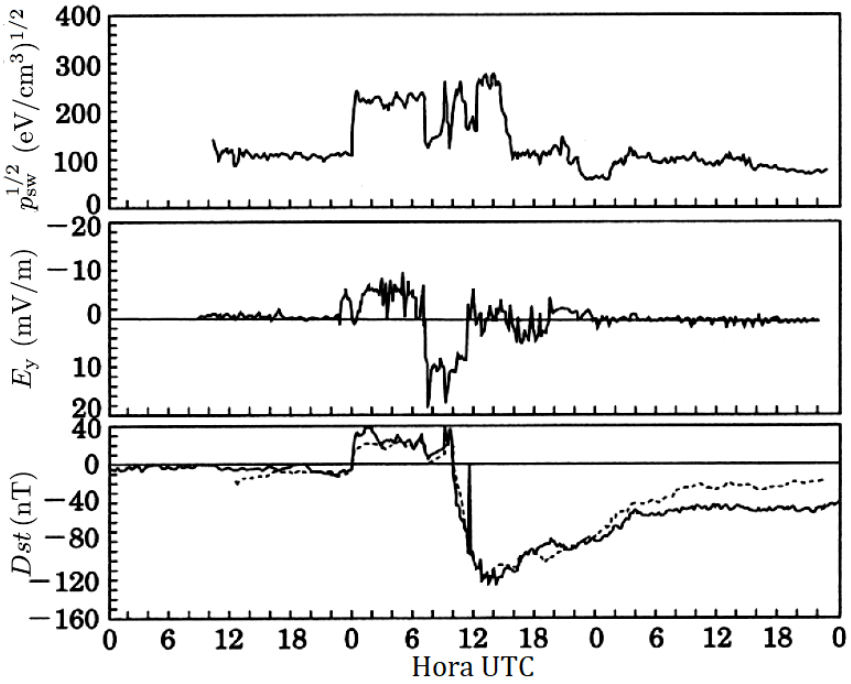

Figura 2.17: Gráficas de la evolución de p_{sw}, E_{y} y del índice Dst durante una típica tormenta geomagnética. Modificado de Burton, 1975, citado en Obara, 2002.

2.4. Pulsaciones Pc3

2.4.1. Definición y clasificación de las ondas ULF magnetosféricas

La Ecuación (2.39) indica que los sistemas de corrientes en la magnetósfera distorsionan constantemente la topología del campo geomagnético. Además, como la intensidad de las corrientes magnetosféricas depende de las condiciones del viento solar, esta varía significativamente en el tiempo. Se explicó en la Sección 2.1.8 para el caso de las ondas ULF que, cuando una perturbación es aplicada a un plasma magnetizado, este reaccionará tratando de regresar a su configuración original. En la magnetósfera existen diversas poblaciones de plasma que emiten ondas ULF cuando una perturbación altera el sistema magnetosférico, pero la frecuencia de las ondas difiere según el sistema de origen. Las ondas ULF son detectadas en la superficie terrestre como pequeñas oscilaciones del campo geomagnético, razón por la cual antes eran conocidas como micropulsaciones o pulsaciones magnéticas. Las pulsaciones Pc3, objeto de estudio del presente trabajo (ver Capítulo 1), son un tipo de onda ULF, por lo que es necesario explicar la definición y clasificación de las ondas ULF adoptada en geomagnetismo. Para la presente sección, a menos que se indique lo contrario, el material de referencia es McPherron, 2005.

Se definen las ondas ULF magnetosféricas como toda onda electromagnética con un periodo de 1-1000 segundos cuyo origen radica en uno o varios sistemas magnetosféricos. En 1963, basándose en mediciones del campo geomagnético, la International Association of Geomagnetism and Aeronomy (IAGA) clasificó a las ondas ULF según su forma y periodo. La clasificación IAGA se muestra en el Cuadro 2.1.

Según su forma, las ondas ULF fueron clasificadas como pulsaciones irregulares (Pi) y pulsaciones continuas o cuasi-senoidales (Pc). Además, ambas clases de pulsaciones están subdivididas en rangos de periodo, los cuales fueron establecidos por la IAGA basándose en investigaciones que sugerían que los rangos de periodo mostrados en el Cuadro 2.1 diferenciaban correctamente las ondas ULF según su sistema magnetosférico de procedencia. Actualmente se sabe que los rangos mostrados en el Cuadro 2.1 no diferencian perfectamente las ondas ULF provenientes de distintas poblaciones de plasma.

Pulsaciones	Clase	Periodo (s)
Irregulares	Pi1	1-45
	Pi2	45-150
Regulares	Pc1	0.2-5
	Pc2	5-10
	Pc3	10-45
	Pc4	45-150
	Pc5	150-600

Cuadro 2.1: Clasificación IAGA de las ondas ULF magnetosféricas. Modificado de Jacobs et al., 1964, citado en McPherron, 2005.

En general, las ondas ULF magnetosféricas son ondas rápidas u ondas Alfvén o una combinación de ambas, pero estas no son transmitidas directamente hacia la superficie terrestre debido a la ionósfera, la cual bloquea muy eficientemente las ondas ULF emitidas por las poblaciones de plasma debido a su alta conductividad eléctrica. En general, cada clase de onda ULF se transmite a través de la magnetósfera y la ionósfera por procesos físicos diferentes, por lo que no es conveniente explicar en el presente trabajo todos los procesos conocidos de transmisión de ondas ULF. Sin embargo, para todas las clases de ondas ULF, las oscilaciones magnéticas que se observen en un punto de la superficie terrestre dependerá de la línea del campo geomagnético anclada a ese punto, ya que esta línea será perturbada por los procesos físicos de los sistemas magnetosféricos que atraviese, lo cual es coherente con lo expuesto en la Sección 2.1.8. Debido a la alta complejidad del sistema magnetosférico, una línea del campo geomagnético puede atravesar varias poblaciones de plasma, por lo que varios tipos de ondas ULF pueden observarse en una sola línea de campo.

2.4.2. Definición y origen de las pulsaciones Pc3

Las pulsaciones Pc3 son oscilaciones cuasi-senoidales del campo geomagnético con periodos de 10-45 segundos (ver Cuadro 2.1). Las pulsaciones Pc3 pueden ser registradas tanto en la superficie terrestre (por estaciones magnéticas) como en la magnetósfera. Las mediciones del campo geomagnético son realizadas por instrumentos de alta resolución denominados magnetómetros.

Aún no se conoce con certeza el mecanismo de origen de las pulsaciones Pc3 y es probable que más de un proceso magnetosférico sea responsable de la generación de estas oscilaciones (Yagova et al., 2017). Sin embargo, la mayoría de investigadores coinciden en que la teoría de ondas upstream fundamenta mejor el origen de las pulsaciones Pc3.

Para entender el argumento de la teoría de ondas upstream, considere la Figura 2.18, la cual muestra la dirección promedio de las líneas del IMF a una distancia de 1 AU, y el magnetosheath (región sombreada) rodeado por el bow shock, ambos vistos desde el semieje positivo de B_z. El Sol se ubica a la izquierda del dibujo (no mostrado). La teoría de ondas upstream argumenta que las líneas del IMF tangentes al bow shock atrapan los iones (en su mayoría protones) del plasma del viento solar dispersados hacia el Sol por la magnetopausa. Como la velocidad de estas partículas con respecto al viento solar es mayor que v_{sw}, estos iones giran alrededor de estas líneas con frecuencia ciclotrón ω_c (ver Ecuación (2.14)), formando una inestabilidad ion-ciclotrón. Los electrones también giran con una frecuencia ciclotrón ω_c, pero su masa es mucho menor que la de los iones, por lo que las ondas ULF resultantes no son observadas en la banda Pc3. Posteriormente, los centros de guía de los iones atrapados por las líneas del IMF derivan, alejándose de la magnetósfera (signos de + en la Figura 2.18) forzados (1) por el campo eléctrico del viento solar, el cual es perpendicular al plano del dibujo ya que la velocidad de un marco de referencia inercial enclavado en una porción del plasma del viento solar siempre es constante, por lo que $\mathbf{E} = -\mathbf{v} \times \mathbf{B}$ (Ecuación (2.11)); y (2) por la topología del IMF (reemplazar $\mathbf{F}$ por $q\mathbf{E}$ en la Ecuación (2.17)). El movimiento ciclotrón de los protones genera ondas Alfvén que

se propagan hacia el Sol, pero su velocidad $v_A < v_{sw}$, por lo que son barridas hacia regiones más internas de la magnetósfera, donde eventualmente inciden en la ionósfera. Como cerca de la Tierra la inestabilidad ion-ciclotrón es más coherente, como conjunto los protones generan distintas ondas ULF según su cercanía al punto tangencial. En particular, las pulsaciones Pc3 se originan entre el sector mañana y el sector mediodía, región conocida como upstream. El frente de partículas de plasma conformado por los electrones y protones del viento solar atrapados por las líneas del IMF se denomina foreshock.

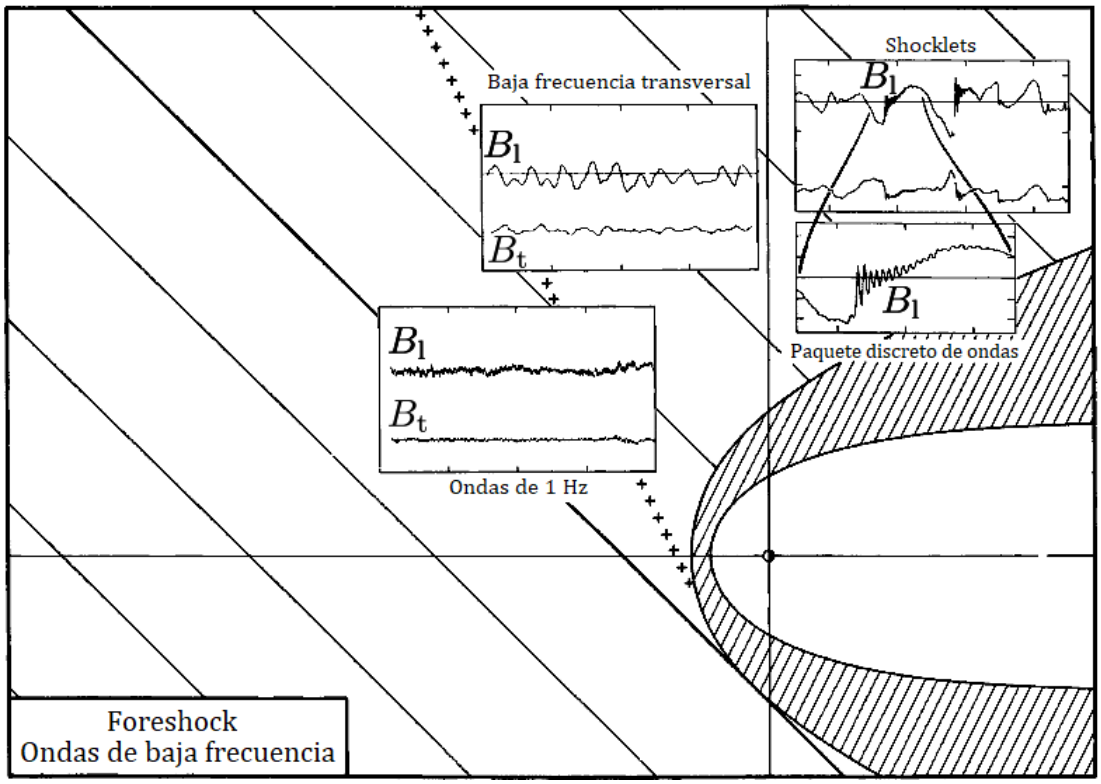

Figura 2.18: Dibujo que ilustra las componentes magnéticas tangencial B_t y lateral B_l (con respecto al IMF) de las diversas ondas ULF generadas en sectores seleccionados del foreshock. Modificado de Russell y Hoppe, 1983.

2.4.3. Transmisión de las pulsaciones Pc3

Los procesos de transmisión en la magnetósfera de las pulsaciones Pc3 son menos conocidos que sus mecanismos de generación. Sin embargo, se sabe que las ondas Pc3 exhiben frecuencias resonantes, por lo que es muy probable que se propaguen por resonancias de líneas de campo (FLRs). La FLR es una de las dos formas de amplificación interna de ondas ULF, siendo la otra por resonancia de cavidad, la cual no es relevante para el presente trabajo.

En la Figura 2.19, los extremos de una línea del campo geomagnético están idealmente anclados a dos puntos particulares de la ionósfera altamente conductora. Si un proceso desplaza una sección de esta línea, entonces una fuerza de tensión tratará de anular el desplazamiento inicial, por lo que la línea empezará a oscilar hasta que otro proceso atenúe las pulsaciones (ver

Sección 2.1.8). Las FLRs para esta línea se muestran en la Figura 2.19 para los dos primeros armónicos, donde ξ denota el desplazamiento de la línea de campo, mientras que b_x y b_y son las componentes de perturbación magnética.

Existen dos modos primarios de oscilación:

1. Modo toroidal (derecha): es el modo de oscilación más común y consiste en el desplazamiento de una línea en dirección azimutal. Para este caso, la magnitud del campo geomagnético y la densidad numérica del plasma permanecen invariantes. Nótese que estas son las características típicas de las ondas Alfvén. Otra característica resaltante de este modo de oscilación es que las líneas adyacentes a la línea perturbada inicialmente vibran con la misma frecuencia resonante y en fase con la línea en mención.

2. Modo poloidal (centro): consiste en el desplazamiento de una línea en dirección radial. Debido a su naturaleza radial, su ocurrencia es menos probable que la del modo toroidal, y líneas adyacentes oscilan con frecuencias diferentes y desfasadas entre sí, por lo que la densidad del plasma es alterada en este caso. Nótese que estas son las características típicas de las ondas rápidas.

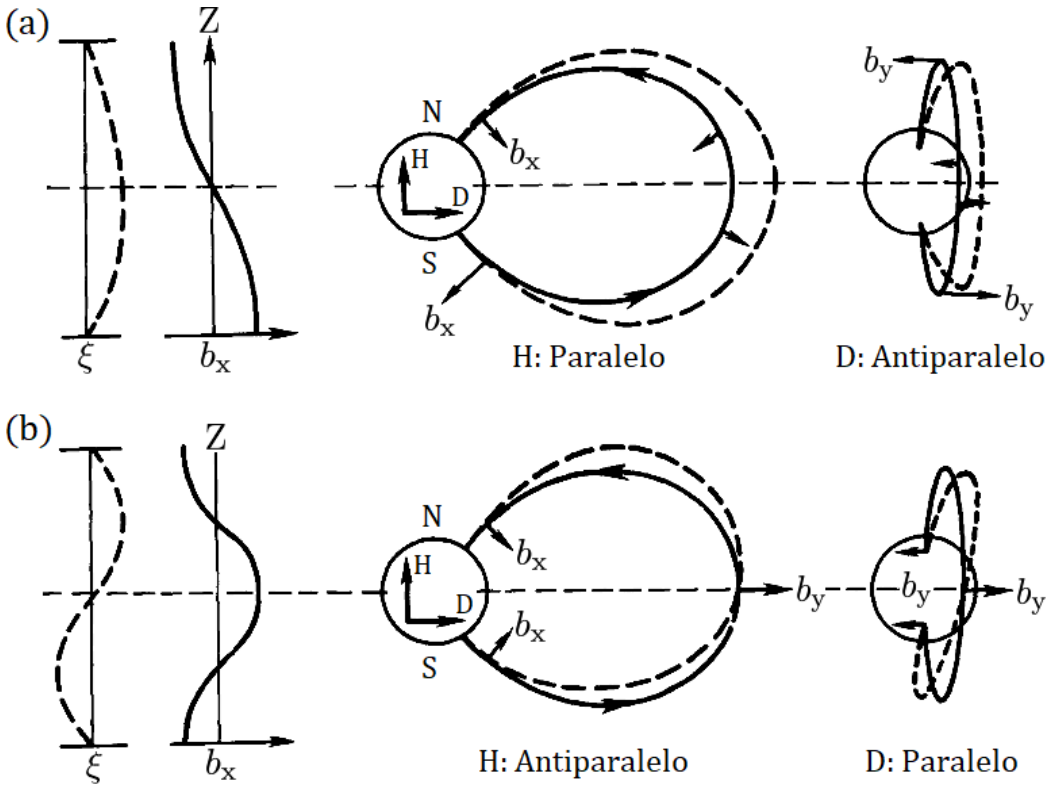

Figura 2.19: Dibujo simplificado de las FLRs para una línea del campo geomagnético con modo (a) impar y (b) par. Modificado de McPherron, 2005.

Los armónicos ilustrados en la Figura 2.19 no son los únicos que pueden formarse en la magnetósfera. Además, varios armónicos pueden ser observados simultáneamente cuando una línea del campo geomagnético es excitada por una fuente de banda ancha. En el caso de las pulsaciones Pc3, a pesar de originarse como ondas Alfvén, la evidencia indica que estas se propagan en

la magnetósfera principalmente como ondas rápidas de compresión (Heilig et al., 2007; Yumoto et al., 1985).

La última barrera de las pulsaciones Pc3 para alcanzar el suelo es la ionósfera, la cual bloquea muy eficientemente las ondas ULF debido a su alta conductividad eléctrica. Sin embargo, esto no imposibilita la detección en la superficie terrestre de las pulsaciones geomagnéticas asociadas a las ondas ULF magnetosféricas incidentes.

Considere la Figura 2.20, la cual muestra a tres hojas de FACs (flechas negras) incidiendo sobre la superficie ionosférica. Las hojas de FACs presentan modos de oscilación toroidal (polarización Este-Oeste, denotada por **b**). Nótese que para el arreglo de FACs ilustrado en la Figura 2.20, las FACs deben generar corrientes de Pedersen (flechas blancas) para cerrar el circuito, las cuales generan campos magnéticos que casi anulan por completo las perturbaciones magnéticas incidentes. Sin embargo, la fuerza $\mathbf{j} \times \mathbf{B}$ (ver Ecuación (2.31)), producto de las corrientes de Pedersen que cerraron el circuito, genera flujos vorticiales en la ionósfera denominados corrientes de Hall (flechas discontinuas), las cuales inducen perturbaciones magnéticas con polarización desfasada $+90°$ (en sentido anti-horario, polarización Norte-Sur) con respecto a las perturbaciones magnéticas incidentes. Estas son las pulsaciones geomagnéticas que se detectan en la superficie terrestre.

Resumiendo, la ionósfera modifica las pulsaciones Pc3 magnetosféricas de dos maneras: (1) las convierte en pulsaciones geomagnéticas puras detectables por magnetómetros instalados en la superficie, y (2) las polariza $+90°$. Cabe recalcar que la ionósfera es altamente dinámica (variando sus propiedades entre horas diurnas y nocturnas, y estacionalmente), por lo que los procesos descritos en la presente sección no son perfectamente válidos todo el tiempo.

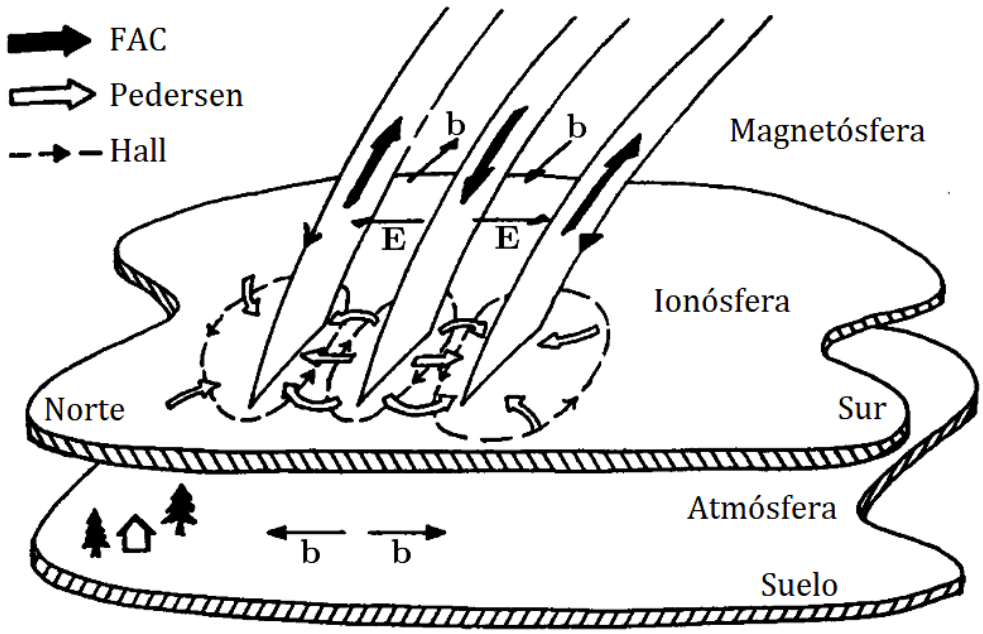

Figura 2.20: Dibujo que explica la detección de pulsaciones Pc3 en la superficie terrestre. Modificado de McPherron, 2005.

2.4.4. Sustentación de la teoría de ondas upstream

La mayoría de artículos científicos refuerza la teoría de ondas upstream como el principal mecanismo de generación de las ondas Pc3. Los principales argumentos a favor son los siguientes:

1. La frecuencia pico de las pulsaciones Pc3 es directamente proporcional a la magnitud del IMF (Balasis, Papadimitriou et al., 2015; Heilig et al., 2007; Villante et al., 1999; Yumoto et al., 1986), lo cual refuerza la idea de que las pulsaciones Pc3 son ocasionadas por inestabilidades ion-ciclotrón (ver Ecuación (2.14)). La proporcionalidad entre ambos parámetros físicos fue identificada por primera vez por Troitskaya y Bolshakova, 1998, citados en Villante et al., 1999.

2. Las amplitudes máximas de las pulsaciones Pc3 generalmente se observan entre las horas locales de la mañana y del mediodía, lo cual ubica a la fuente de las pulsaciones Pc3 en la región upstream del foreshock (Balasis, Papadimitriou et al., 2015; Balasis et al., 2019; Heilig et al., 2007; Heilig et al., 2010; Lotz et al., 2015; Vallée et al., 2007; Villante et al., 1999; Yagova et al., 2017).

3. Generalmente, el nivel de actividad Pc3 más alto es registrado en latitudes próximas al ecuador magnético y está focalizado en horas cercanas al mediodía (Balasis et al., 2019; Heilig et al., 2007; Jadhav et al., 2001), lo que confirma la ubicación de la fuente de las pulsaciones Pc3 en la región upstream del foreshock.

4. La actividad Pc3 en el sector noche es significativamente menor que en el sector día (Vallée et al., 2007; Villante et al., 1999; Yagova et al., 2017).

5. La amplitud promedio de las pulsaciones Pc3 es proporcional y muy sensible a variaciones de v_{sw} (Ansari, 2007; Heilig et al., 2007; Heilig et al., 2010; Lotz et al., 2015; Saito, 1965; Vallée et al., 2007). Esta relación indica que la fuente de las ondas Pc3 se sitúa fuera de la magnetósfera, ya que solo así se puede explicar que las pulsaciones Pc3 sean enviadas hacia la magnetósfera interna más eficientemente cuando v_{sw} se incrementa.

6. La amplitud promedio de las pulsaciones Pc3 se incrementa si la distancia a la magnetopausa disminuye (Heilig et al., 2010; Saito, 1965). Esta relación apoya la teoría de ondas upstream ya que si la magnetopausa se acerca a la Tierra, entonces la región upstream también, por lo que se reduce el nivel de atenuación que sufren las ondas Pc3 en su viaje a través de la magnetósfera.

7. La amplitud promedio de las pulsaciones Pc3 tiende a incrementarse si el ángulo de cono disminuye (Greenstadt et al., 1981; Heilig et al., 2007; Heilig et al., 2010; Lotz et al., 2015). Definido por primera vez por Greenstadt y Olson, 1976, citados en Lotz et al., 2015, el ángulo de cono ϑ_x es el ángulo entre el vector Sol-Tierra y el vector del IMF (ver Figura 2.18). Según Heilig et al., 2007, la actividad Pc3 se maximiza cuando $\vartheta_x = 22.5°$, mientras que según Heilig et al., 2010 el ángulo de maximización es $\vartheta_x = 37°$, y $\vartheta_x = 0°$ cuando la influencia de v_{sw} es minimizada. Estos resultados son coherentes con la teoría de ondas upstream, ya que si ϑ_x es pequeño (IMF casi paralelo a la línea Sol-Tierra), entonces las

ondas Alfvén de las pulsaciones Pc3 se propagarán mas eficientemente hacia regiones más internas de la magnetósfera.

2.4.5. Definición del índice Pc3

Actualmente, existen dos maneras de estudiar las pulsaciones Pc3:

1. Análisis espectral: consiste en analizar el espectro de las pulsaciones Pc3 en el espacio de frecuencias. Este enfoque permite un estudio más preciso y concreto del origen y transmisión de las ondas Pc3, pero es computacionalmente lento.

2. Índice Pc3: consiste en obtener la media cuadrática (RMS) de las mediciones del campo geomagnético filtradas con un filtro pasabanda de 10-45 segundos. La media cuadrática no necesariamente debe ser aplicada al módulo total del campo geomagnético. Sus principales ventajas son su bajo consumo computacional y su simplicidad de análisis, pero difícilmente permite determinar los mecanismos de generación y transmisión de las pulsaciones Pc3.

Debido a la exitosa metodología adoptada por Vallée et al., 2007 para estudiar las ondas Pc3, y considerando los objetivos de la tesis (ver Sección 1.2), se optó por aplicar el enfoque del índice Pc3 para el presente trabajo. El procedimiento descrito en Vallée et al., 2007 para obtener el índice Pc3 es explicado a continuación:

1. Sean $G_{\mathrm{x}-k}$, $G_{\mathrm{y}-k}$ y $G_{\mathrm{z}-k}$ las mediciones k de las componentes Norte-Sur, Este-Oeste y vertical del campo geomagnético, respectivamente, obtenidas por un magnetómetro de una estación magnética. Las componentes del campo geomagnético son tomadas con respecto a las coordenadas geográficas. Nótese que, como el periodo de las pulsaciones Pc3 es de 10-45 segundos, la frecuencia de muestreo debe ser de al menos 0.2 Hertz (Hz).

   Entonces, el módulo del campo geomagnético G_k medido por el magnetómetro en cada medición k es
   $$G_k = \sqrt{G_{\mathrm{x}-k}^2 + G_{\mathrm{y}-k}^2 + G_{\mathrm{z}-k}^2}. \tag{2.46}$$

2. Se aplica un filtro pasabanda de 10-45 segundos a las mediciones de G_k. Este procedimiento transforma el conjunto de datos G_k al conjunto de datos $G_{\mathrm{f}-k}$. Denotando el filtro pasabanda de 10-45 segundos como $\langle\,\rangle_{10-45}$, entonces el segundo procedimiento puede escribirse como
   $$G_{\mathrm{f}-k} = \langle G_k \rangle_{10-45} \tag{2.47}$$

3. Se obtiene la media cuadrática de los datos filtrados de G_k para un número de mediciones N, definiéndose el índice Pc3 ($Pc3$) como
   $$Pc3 = 10\sqrt{\frac{1}{N}\sum_{k=0}^{N} G_{\mathrm{f}-k}^2}. \tag{2.48}$$

   donde 10 es solo un factor de escala adoptado por Vallée et al., 2007. El valor de N es seleccionado según las necesidades y el criterio del investigador. Por ejemplo, $N = 240$

para una frecuencia de muestreo de 0.2 Hz en Vallée et al., 2007, mientras que $N = 3600$ para una frecuencia de muestreo de 1 Hz en Heilig et al., 2010.

Al integrar las Ecuaciones (2.46)-(2.48) en una sola ecuación, se obtiene la ecuación que permite calcular el índice Pc3 usando las componentes $G_{\mathrm{x}-k}$, $G_{\mathrm{y}-k}$ y $G_{\mathrm{z}-k}$ del campo geomagnético:

$$Pc3 = 10\sqrt{\frac{1}{N}\sum_{k=0}^{N}\langle\sqrt{G_{\mathrm{x}-k}^2 + G_{\mathrm{y}-k}^2 + G_{\mathrm{z}-k}^2}\rangle_{10-45}^2} \tag{2.49}$$

La aplicación de la Ecuación (2.49) proporciona una cantidad escalar cuyo valor depende de la amplitud de las pulsaciones Pc3 durante el intervalo comprendido por la lista de mediciones de longitud N. La Ecuación (2.49) puede presentar variaciones: por ejemplo, usar la componente horizontal $H_k = \sqrt{G_{\mathrm{x}-k}^2 + G_{\mathrm{y}-k}^2}$ en vez del módulo total del campo geomagnético.

La utilidad de la Ecuación (2.49) es evidente en los resultados de Vallée et al., 2007, quienes (1) estudiaron la evolución del índice Pc3 durante la tormenta geomagnética del Día de la Bastilla (2000-07-14) usando mediciones de la red de magnetómetros de Canadá, y (2) evaluaron la distribución espacial del promedio anual del índice Pc3 para el año 2000 (máximo del Ciclo Solar 23, ver Figura 2.7). La tormenta geomagnética fue causada por una CME asociada a una FSX. Entre los resultados de su investigación (también mencionados en la Sección 2.4.4), destacan los siguientes:

1. El índice Pc3 aumentó considerablemente respecto a sus valores normales durante los días de alta actividad geomagnética, especialmente durante las fases inicial y principal de la tormenta geomagnética (ver Sección 2.3.2.2), tal como se muestra en la Figura 2.21. Este resultado es coherente con la teoría de ondas upstream, ya que cuando una CME rápida llega a la Tierra, tanto v_{sw} como p_{sw} se incrementan abruptamente, lo cual favorece la detección de ondas Pc3 de gran amplitud en la superficie terrestre. En otras palabras, este hallazgo sugiere que las CMEs podrían ser importantes disparadores de actividad Pc3 muy alta en latitudes medias-altas.

2. Un análisis de la distribución geográfica del promedio anual (año 2000) del índice Pc3 sobre Canadá (ver Figura 2.22) reveló la existencia de una zona en Canadá (Hudson Bay) con valores anuales promedio significativamente más altos que en el resto del país. En Vallée et al., 2007 no pudieron determinar el origen de esta anomalía.

Generalmente, se esperaría que los resultados de Vallée et al., 2007 solo fueran válidos para latitudes medias-altas, ya que la alta complejidad del sistema magnetosférico normalmente impide extrapolar resultados obtenidos en diferentes latitudes. Sin embargo, no se puede descartar que un estudio como el de Vallée et al., 2007 en latitudes bajas-medias al menos obtenga resultados similares a los obtenidos en el trabajo original.

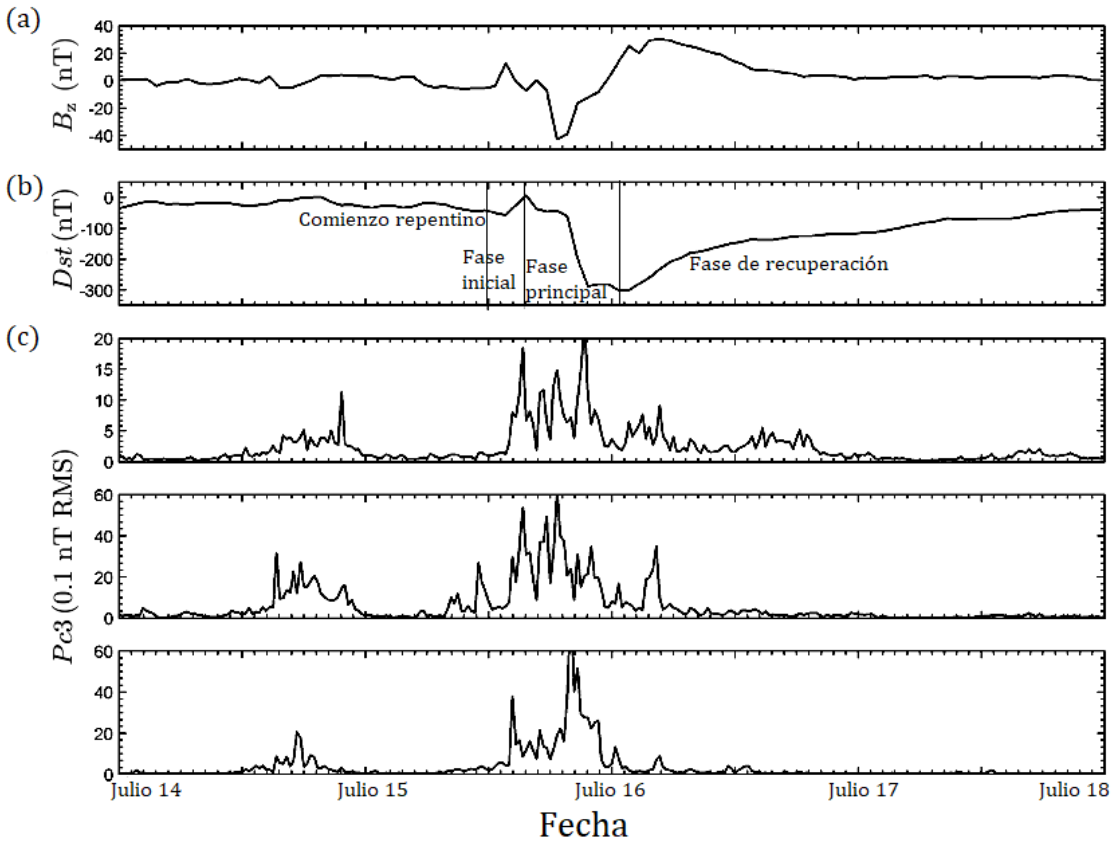

Figura 2.21: Gráficas de la evolución (a) de B_z, (b) del índice Dst, y (c) del índice Pc3 en tres estaciones magnéticas de Canadá durante la tormenta geomagnética acontecida el 2000-07-14. Modificado de Vallée et al., 2007.

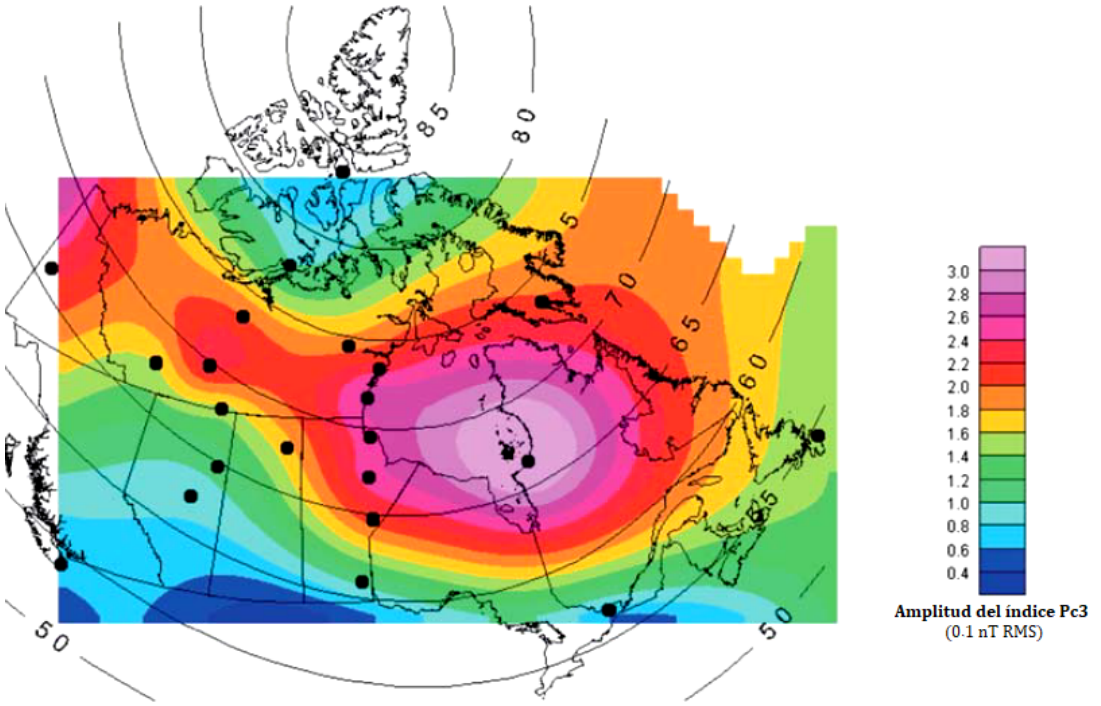

Figura 2.22: Distribución espacial del promedio anual (año 2000) del índice Pc3 sobre Canadá. Modificado de Vallée et al., 2007.

Capítulo 3

Datos

3.1. Space Weather Prediction Center

El Space Weather Prediction Center (SWPC) es un centro de servicio del National Weather Service (NWS) de Estados Unidos, perteneciente a la NOAA. Su sitio web (https://www.swpc.noaa.gov/) proporciona servicios relacionados al clima espacial, como mediciones de los parámetros característicos del viento solar y del IMF (incluidos v_{sw} y B_z), o el monitoreo de la actividad solar (ver Sección 2.2.2) y la actividad geomagnética (ver Sección 2.3.2). Además, también proporciona predicciones de la actividad geomagnética basándose en la actividad solar reportada por observatorios espaciales.

Entre los variados servicios que proporciona, destacan el flujo en rayos X del Sol y el flujo de protones, cuyas gráficas pueden ser visualizadas en la página principal. Su página web "GOES X-ray Flux" (NOAA, s.f.-a) muestra una gráfica que se actualiza cada 15 minutos del flujo en rayos X del Sol medido durante los últimos tres días (rango de tiempo configurable). Un ejemplo de esta gráfica se muestra en la Figura 3.1.

Las mediciones del flujo en rayos X son realizadas y enviadas por los satélites de la serie GOES, los cuales tienen como principal función medir los parámetros característicos del clima terrestre y espacial, y fotografiar las condiciones meteorológicas de la Tierra. Actualmente se encuentran en operación los satélites GOES 16, GOES 17 y GOES 18. La Figura 3.1 muestra las mediciones del flujo en rayos X promediadas por minuto de los satélites GOES 13 (violeta para el rango espectral 0.05-0.4 nm y amarillo para el rango espectral 0.1-0.8 nm) y GOES 15 (azul para el rango espectral 0.05-0.4 nm y rojo para el rango espectral 0.1-0.8 nm). A la derecha se observa la escala de clasificación de fulguraciones solares propuesta por la NOAA (ver Sección 2.2.4).

En la misma página web, la sección "Data" proporciona el enlace (NOAA, s.f.-b) para acceder al almacén de datos de los eventos solares. El almacén contiene la información de todos los eventos de actividad solar registrados por GOES desde 1966 hasta 1995 únicamente en formato comprimido, mientras que desde 1996 hasta 2022 la información es más variada y se puede acceder a las diversas carpetas de la página para elegir el tipo de información a descargar. Los

archivos escritos como “Año_events.tar.gz” son archivos comprimidos que contienen reportes en formato txt de todos los eventos solares registrados por GOES para los días del año mencionado en el nombre del archivo, no solo de las fulguraciones solares.

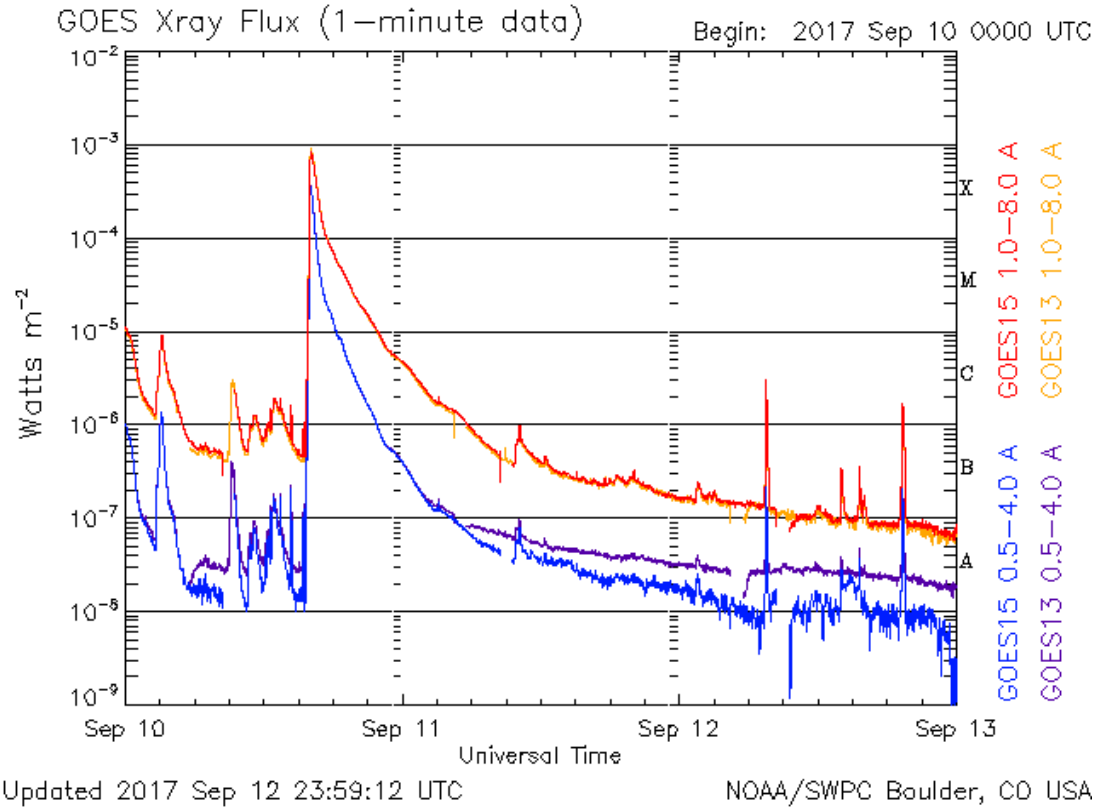

Figura 3.1: Gráfica del flujo en rayos X del Sol desde 2017-09-10 00:00:00 UTC hasta 2017-09-12 23:59:00 UTC (NOAA, s.f.-b).

La información contenida en los reportes depende del tipo de actividad solar registrado. Para el caso de fulguraciones solares, de izquierda a derecha, los reportes proporcionan la siguiente información:

- Event: número de evento solar registrado en ese año.
- Begin: tiempo de inicio de la fulguración solar (en UTC), definido como el primer minuto, dentro de una secuencia de 4 minutos, donde se detecta un aumento considerable del flujo en el rango 0.1-0.8 nm.
- Max: tiempo (en UTC) de registro del flujo máximo (promediado por minuto) en el rango espectral 0.1-0.8 nm.
- End: tiempo (en UTC) en el cual el flujo en el rango espectral 0.1-0.8 nm decae hasta la semisuma de su valor máximo y su valor previo al tiempo de inicio.
- Obs: satélite GOES autor de las mediciones.
- Type: notación del tipo de evento solar. En el caso de fulguraciones solares es XRA.

- Loc/Frq: rango espectral de las mediciones del flujo. En el caso de fulguraciones solares es 1-8 Ángstrom (1 Ángstrom $\equiv$ 0.1 nm).
- Particulars: intensidad de la fulguración solar (según la clasificación de la NOAA) y flujo integrado de energía (FIE) en unidades de J/m^2. El FIE se define como la integración del flujo sobre el intervalo de tiempo entre los instantes de inicio y final de la fulguración.
- Reg: número de la AR asociada a la fulguración solar.

El tiempo en los reportes no está escrito con las separaciones adoptadas globalmente (por ejemplo, el tiempo 02:06 está escrito como 0206). Este último detalle es importante, ya que los programas diseñados para leer estos archivos podrían interpretar el 0 al inicio de los números como valores no existentes.

3.2. Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory

El Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory (LMSAL) es un departamento del Advanced Technology Center perteneciente a la empresa Lockheed Martin. El LMSAL proporciona datos relacionados con la actividad solar y la interacción Sol-Tierra. En su página web SolarSoft (Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory [LMSAL], s.f.) se detalla en un cuadro el número de eventos solares registrados por día por observatorios espaciales, el número de fulguraciones solares con su clasificación NOAA, y la fulguración solar más intensa registrada en el día de interés. Los días están dados en forma de enlaces para que así se pueda acceder a una página web con un cuadro de los eventos solares registrados en ese día con sus respectivos tiempos de inicio, máximo y final, además de la intensidad de las fulguraciones solares del día de interés y la ubicación de las ARs asociadas a las fulguraciones solares. Las ARs son localizadas usando imágenes tomadas por el Solar Dynamics Observatory (SDO).

En "Derived Position" se muestran las coordenadas de latitud ϕ y longitud φ de la AR asociada a la fulguración solar de interés en unidades de grados sexagesimales. Las coordenadas de posición son análogas a las terrestres, siendo el meridiano de origen la línea imaginaria que divide al disco solar en los hemisferios Este y Oeste. Ambos datos no son descargables.

3.3. INTERMAGNET

La International Real-time Magnetic Observatory Network (INTERMAGNET) es una red global de observatorios geomagnéticos instalados en la superficie terrestre asociada a la IAGA. Su actual sitio web (https://intermagnet.github.io/) se encuentra aún en fase de transición (al tiempo de presentación de la tesis). El anterior sitio web (https://www.intermagnet.org/index-eng.php) fue la fuente de datos para el presente trabajo.

3.3.1. Mapa de observatorios geomagnéticos

En INTERMAGNET, s.f.-b se encuentra una lista de los observatorios geomagnéticos cuyas mediciones son compartidas por INTERMAGNET, la cual fue necesaria para separar a las estaciones magnéticas australianas de la red global de observatorios geomagnéticos. La lista proporciona la siguiente información:

- Name: nombre del observatorio geomagnético.
- IAGA code: código IAGA del observatorio geomagnético escrito en mayúsculas.
- Country: país de ubicación del observatorio geomagnético.
- Coordinates: coordenadas geográficas (en grados sexagesimales) del observatorio geomagnético.
- Elevation: altitud (en metros) del observatorio geomagnético con respecto al nivel del mar.
- Status: estado de operatividad del observatorio geomagnético. "Imo" significa operativo, mientras que "closed" significa inoperativo.
- GIN: nodo de información geomagnética que recibe los datos de los observatorios geomagnéticos.
- Institute(s): instituto(s) encargado(s) de la gestión del observatorio geomagnético.
- Instrument(s): instrumento(s) de medición instalado(s) en el observatorio geomagnético.
- Contact: correos o números telefónicos para contactar a las personas encargadas de la administración del observatorio geomagnético.

Para cada ítem de información, INTERMAGNET permite filtrar la lista de estaciones magnéticas al escribir la información deseada en la barra de la parte superior de la página.

3.3.2. Descarga de datos

La sección de descarga de las mediciones de los observatorios geomagnéticos se encuentra en INTERMAGNET, s.f.-a. Para realizar una descarga, primero se debe proporcionar la siguiente información:

- Sample rate: frecuencia de muestreo (por segundo o promediada por minuto).
- Data type: estado de revisión de los datos. El estado puede ser: variación, provisional, casi-definitivo, definitivo o el mejor de todos los estados mencionados.
- Start date: fecha (en formato Año-Mes-Día) del primer día del que se desean obtener datos.
- End date: fecha (en formato Año-Mes-Día) del último día del que se desean obtener datos.

- Filter by: filtración deseada de la lista completa de las estaciones magnéticas según su ubicación continental (Sudamérica/Norteamérica, Asia/Japón, Europa, Océano Pacífico/Australia/Antártida, África/Océano Índico) o latitudinal (norte alta, norte media, ecuatorial, sur media, sur alta).

3.3.3. Formato IAGA2002

Cada uno de los archivos descargados contiene información relevante acerca de las mediciones del campo geomagnético ordenada según el formato IAGA2002. Para el caso de mediciones con una frecuencia de muestreo de 1 segundo, el formato IAGA asigna al archivo el siguiente nombre: "IAGA code" + "DATE" + "Data type" + "sec.sec", donde "IAGA code" está escrita en minúsculas, "DATE" es la fecha del archivo sin guiones y "Data type" es la inicial del estado de revisión en minúscula. La extensión "sec" es solo un archivo txt.

Luego de la información general de los datos de registro, se encuentran las mediciones de las estaciones magnéticas. De izquierda a derecha, se proporcionan los siguientes datos:

- DATE: fecha (en formato Año-Mes-Día) del registro de mediciones.
- TIME: instante de tiempo (en formato Hora:Minuto:Segundo) asignado a la medición.
- DOY: día del año de la fecha indicada en DATE.
- "IAGA code" + "X": componente Sur-Norte (en coordenadas geográficas) del campo geomagnético en unidades de nT.
- "IAGA code" + "Y": componente Oeste-Este (en coordenadas geográficas) del campo geomagnético en unidades de nT.
- "IAGA code" + "Z": componente vertical a las componentes X e Y del campo geomagnético en unidades de nT.
- "IAGA code" + "F": módulo del campo geomagnético en unidades de nT.

Capítulo 4

Definición de la muestra

Para lograr los objetivos planteados (ver Sección 1.2), primero debía definirse claramente la muestra a usar. Por un lado, era evidente que se debía analizar la evolución del índice Pc3 durante los 3 días posteriores a la detección de una FSX por GOES. El motivo de la elección de los 3 días de tolerancia fue explicado en la Sección 2.2.5. Se restringió la muestra de las FSXs a las del Ciclo Solar 24 (ver Figura 2.7) por ser el último ciclo solar completo, lo cual implicaba mayores porcentajes de cobertura de las estaciones magnéticas durante los periodos de tiempo requeridos.

Por otro lado, para obtener el índice Pc3 se necesitaban mediciones de estaciones magnéticas australianas. De la Ecuación (2.49), nótese que la obtención del índice Pc3 requiere de una frecuencia de muestreo superior a 0.2 Hz (usado en Vallée et al., 2007), el cual no es proporcionado por todos los observatorios geomagnéticos de INTERMAGNET. Este inconveniente supuso una importante restricción para el tamaño de la muestra.

Por lo tanto, la selección de la muestra se realizó en dos fases: selección de las FSXs del Ciclo Solar 24 y selección por disponibilidad de INTERMAGNET. La información encontrada en ambas fases fue procesada y analizada por un programa escrito por el tesista del presente trabajo con el lenguaje de programación Python. El programa fue compilado por la distribución Anaconda en la interfaz Jupyter Notebook.

4.1. Selección de las FSXs del Ciclo Solar 24

En la Sección 3.1, se explicó que el SWPC no proporcionaba solo una lista de las FSXs, sino que reunía todos los eventos solares registrados por GOES. Para obtener una lista de las FSXs del Ciclo Solar 24, se realizaron los siguientes procedimientos:

1. Descarga de todos los eventos solares del Ciclo Solar 24, el cual empezó en Diciembre de 2008 y culminó en Diciembre de 2019.
2. Selección de los eventos solares tipo XRA (fulguración solar, ver Sección 3.1).
3. Selección de las FSXs por su clase dada en “Particulars”.

El Cuadro 4.1 detalla el número de eventos solares, fulguraciones solares y FSXs hallados durante el proceso de selección, así como los porcentajes de las clases de fulguraciones solares con respecto al número total de eventos solares y con respecto al número total de fulguraciones. La Figura 4.1 muestra una gráfica circular de los porcentajes de cada clase de fulguración solar con respecto al número total de las fulguraciones. Nótese que el porcentaje de fulguraciones solares de clase A es similar al porcentaje de FSXs, lo cual se debe a la dificultad que implica su detección (ver Figura 3.1). La Figura 4.1 refleja la baja probabilidad de ocurrencia de las FSXs (0.32 %) con respecto a las fulguraciones solares de menor intensidad.

Se muestra en el Cuadro 4.2 la información característica (ver Sección 3.1) de las 49 FSXs (ver Cuadro 4.1) del Ciclo Solar 24, enumeradas según su orden cronológico. Las coordenadas de latitud ϕ y longitud φ fueron añadidas a la base de datos manualmente (ver Sección 3.2). Todas las FSXs fueron registradas por el satélite GOES-15.

	Eventos solares	Fulguraciones solares					
		A	B	C	M	X	Total
Número	62743	74	6416	7869	748	49	15156
Porcentaje con respecto a eventos	-	0.12	10.23	12.54	1.19	0.08	24.16
Porcentaje con respecto a fulguraciones	-	0.49	42.33	51.92	4.94	0.32	-

Cuadro 4.1: Número de eventos y de fulguraciones solares (divididas según su clasificación NOAA) del Ciclo Solar 24 con sus respectivos porcentajes de ocurrencia.

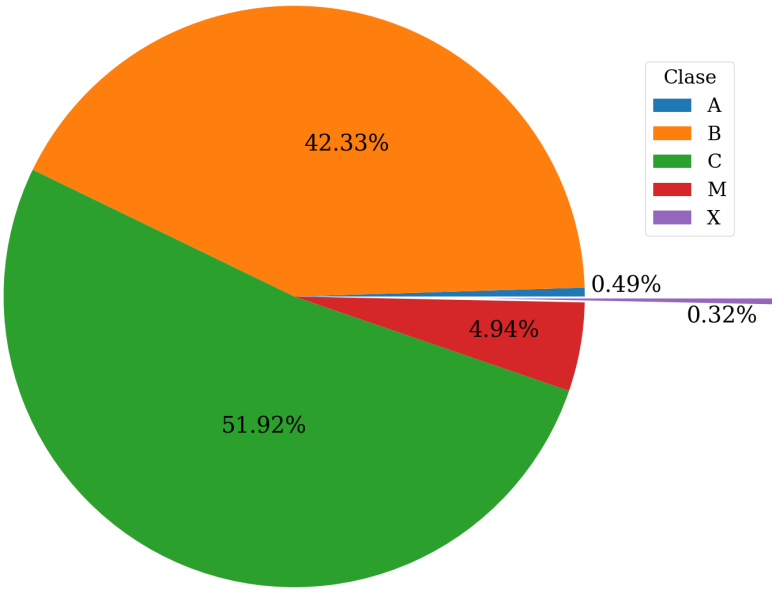

Figura 4.1: Gráfica circular de los porcentajes de ocurrencia de las fulguraciones solares registradas durante el Ciclo Solar 24 según su clase.

N°	Fecha	Inicio	Máximo	Final	Clase	FIE	AR	ϕ	φ
0	2011-02-15	01:44:00	01:56:00	02:06:00	X2.2	0.16	1158	-20	10
1	2011-03-09	23:13:00	23:23:00	23:29:00	X1.5	0.067	1166	8	11
2	2011-08-09	07:48:00	08:05:00	08:08:00	X6.9	0.19	1263	17	71
3	2011-09-06	22:12:00	22:20:00	22:24:00	X2.1	0.058	1283	13	18
4	2011-09-07	22:32:00	22:38:00	22:44:00	X1.8	0.069	1283	14	31
5	2011-09-22	10:29:00	11:01:00	11:44:00	X1.4	0.45	1302	9	-89
6	2011-09-24	09:21:00	09:40:00	09:48:00	X1.9	0.11	1302	13	-61
7	2011-11-03	20:16:00	20:27:00	20:32:00	X1.9	0.1	1339	21	-64
8	2012-01-27	17:37:00	18:37:00	18:56:00	X1.7	0.32	1402	33	85
9	2012-03-05	02:30:00	04:09:00	04:43:00	X1.1	0.37	1429	19	-58
10	2012-03-07	00:02:00	00:24:00	00:40:00	X5.4	0.67	1429	18	-31
11	2012-03-07	01:05:00	01:14:00	01:23:00	X1.3	0.15	1430	15	-26
12	2012-07-06	23:01:00	23:08:00	23:14:00	X1.1	0.043	1515	-13	59
13	2012-07-12	15:37:00	16:49:00	17:30:00	X1.4	0.46	1520	-13	3
14	2012-10-23	03:13:00	03:17:00	03:21:00	X1.8	0.049	1598	-13	-58
15	2013-05-13	01:53:00	02:17:00	02:32:00	X1.7	0.23	1748	11	-89
16	2013-05-13	15:48:00	16:05:00	16:16:00	X2.8	0.23	1748	8	-89
17	2013-05-14	00:00:00	01:11:00	01:20:00	X3.2	0.22	1748	8	-77
18	2013-05-15	01:25:00	01:48:00	01:58:00	X1.2	0.12	1748	10	-68
19	2013-10-25	07:53:00	08:01:00	08:09:00	X1.7	0.09	1882	-8	-73
20	2013-10-25	14:51:00	15:03:00	15:12:00	X2.1	0.16	1882	-6	-69
21	2013-10-28	01:41:00	02:03:00	02:12:00	X1.0	0.084	1875	5	72
22	2013-10-29	21:42:00	21:54:00	22:01:00	X2.3	0.14	1875	5	89
23	2013-11-05	22:07:00	22:12:00	22:15:00	X3.3	0.066	1890	-12	-44
24	2013-11-08	04:20:00	04:26:00	04:29:00	X1.1	0.028	1890	-13	-13
25	2013-11-10	05:08:00	05:14:00	05:18:00	X1.1	0.035	1890	-13	13
26	2013-11-19	10:14:00	10:26:00	10:34:00	X1.0	0.066	1893	-13	69
27	2014-01-07	18:04:00	18:32:00	18:58:00	X1.2	0.25	1944	-12	8
28	2014-02-25	00:39:00	00:49:00	01:03:00	X4.9	0.43	1990	-12	-77
29	2014-03-29	17:35:00	17:48:00	17:54:00	X1.0	0.042	2017	10	32
30	2014-04-25	00:17:00	00:27:00	00:38:00	X1.3	0.11	2035	-14	89
31	2014-06-10	11:36:00	11:42:00	11:44:00	X2.2	0.047	2087	-19	-81
32	2014-06-10	12:36:00	12:52:00	13:03:00	X1.5	0.14	2087	-20	-89
33	2014-06-11	08:59:00	09:06:00	09:10:00	X1.0	0.033	2087	-18	-66
34	2014-09-10	17:21:00	17:45:00	18:20:00	X1.6	0.38	2158	11	-5
35	2014-10-19	04:17:00	05:03:00	05:48:00	X1.1	0.39	2192	-14	-64
36	2014-10-22	14:02:00	14:28:00	14:50:00	X1.6	0.34	2192	-14	-13
37	2014-10-24	21:07:00	21:41:00	22:13:00	X3.1	0.86	2192	-22	21
38	2014-10-25	16:55:00	17:08:00	18:11:00	X1.0	0.39	2192	-10	22
39	2014-10-26	10:04:00	10:56:00	11:18:00	X2.0	0.34	2192	-14	37
40	2014-10-27	14:12:00	14:47:00	15:09:00	X2.0	0.45	2192	-18	57
41	2014-11-07	16:53:00	17:26:00	17:34:00	X1.6	0.15	2205	17	-40
42	2014-12-20	00:11:00	00:28:00	00:55:00	X1.8	0.27	2242	-19	29
43	2015-03-11	16:11:00	16:22:00	16:29:00	X2.1	0.12	2297	-17	-22
44	2015-05-05	22:05:00	22:11:00	22:15:00	X2.7	0.093	2339	15	-79
45	2017-09-06	08:57:00	09:10:00	09:17:00	X2.2	0.13	2673	-8	32
46	2017-09-06	11:53:00	12:02:00	12:10:00	X9.3	0.57	2673	-9	34
47	2017-09-07	14:20:00	14:36:00	14:55:00	X1.3	0.12	2673	-8	48
48	2017-09-10	15:35:00	16:06:00	16:31:00	X8.2	1.4	2673	-8	88

Cuadro 4.2: Lista de las FSXs del Ciclo Solar 24 registradas por GOES-15.

Las fechas del Cuadro 4.2 determinaron los días de descarga de las mediciones del campo geomagnético con INTERMAGNET. Por ejemplo, para la primera FSX (N°0), se descargaron las mediciones del campo geomagnético entre 2011-03-15 y 2011-03-18, cubriéndose así el intervalo deseado de 3 días. Nótese que la diferencia temporal entre varias FSXs fue inferior a 2 días. Esta aclaración será importante cuando se interpreten los resultados de la presente investigación (ver Capítulos 6 y 7).

4.2. Selección por disponibilidad de INTERMAGNET

Para obtener el índice Pc3 usando los datos de INTERMAGNET, se realizaron los siguientes procedimientos:

1. Selección de las estaciones magnéticas: la obtención del índice Pc3 requería de mediciones por segundo que no son proporcionadas por la mayoría de observatorios geomagnéticos, por lo que no todas las estaciones podían ser consideradas en el presente estudio. Para averiguar qué observatorios geomagnéticos proporcionaban una frecuencia de muestreo de 1 Hz dentro del intervalo de tiempo del Ciclo Solar 24, se filtraron las estaciones magnéticas dentro de Australia continental (ver Sección 3.3.2) según su frecuencia de muestro (1 Hz), región (Oceanía) y latitud (ecuatorial y sur media). No se incluyeron territorios australianos (islas o archipiélagos) fuera de Australia continental, ya que algunos se ubicaban demasiado lejos de las estaciones magnéticas de Australia continental. Las 7 estaciones magnéticas seleccionadas se muestran en el Cuadro 4.3 con su respectiva información traducida al Español y en las unidades especificadas en la Sección 3.3.1.

2. Descarga de los datos de las estaciones magnéticas del Cuadro 4.3: los "Start Date" fueron las fechas mostradas en el Cuadro 4.2, mientras que los "End Date" fueron las fechas 3 días después de los "Start Date". Los filtros usados fueron los mismos que los del paso anterior.

3. Lectura de los archivos txt: se registraron las mediciones de las componentes del campo geomagnético (ver Sección 3.3.3). No se registraron los valores $G_{\mathrm{F}-k}$ dados en la columna "F" ya que se encontró que en algunos casos $G_{\mathrm{F}-k} \neq \sqrt{G_{\mathrm{x}-k}^2 + G_{\mathrm{y}-k}^2 + G_{\mathrm{z}-k}^2}$.

4. Limpieza de datos: la Figura 4.2 (a) muestra errores de medición que se detectaron en algunos conjuntos de datos. Estos errores de medición consistían en picos de $G \sim 173203$ nT, el cual es el valor máximo de G que pueden medir los magnetómetros (valor de saturación). Para maximizar el tamaño de la muestra, se reemplazaron los datos de los picos de 1 medición de longitud usando la siguiente ecuación:

$$G_p = \frac{G_{p-1} + G_{p+1}}{2}, \tag{4.1}$$

donde p es la posición de un pico dentro del conjunto de datos. Se escogió la Ecuación (4.1) porque reemplazaba el valor del pico por el valor de interpolación más probable, ya que no se poseía más información. El resultado de la limpieza de datos se muestra en la Figura 4.2 (b).

5. Obtención del índice Pc3: se aplicó la Ecuación (2.49) con $N = 1200$ al conjunto de datos obtenido para obtener la misma resolución temporal que Vallée et al., 2007. El resultado fue una serie de conjuntos de datos del índice Pc3 con una resolución de 20 minutos, para cada intervalo de 4 días con fecha inicial mostrada en el Cuadro 4.2, y para cada estación magnética del Cuadro 4.3.

6. Obtención del índice Pc3 en estaciones frontera: para estudiar la distribución espacial del índice Pc3 (ver Sección 1.2) en Australia continental, también se adquirieron las mediciones de los observatorios geomagnéticos más cercanos al mencionado país. Repitiendo el mismo procedimiento detallado en la presente sección, pero con los reemplazos correspondientes en los argumentos de los filtros, se seleccionaron las estaciones magnéticas mostradas en el Cuadro 4.4. Cabe recalcar que el análisis de los datos de estas estaciones no fue el mismo que el de las mediciones de los observatorios geomagnéticos instalados dentro de Australia continental. Los datos de las estaciones listadas en el Cuadro 4.4 funcionaron principalmente como "estaciones magnéticas frontera"; es decir, fueron usadas (1) para complementar las mediciones de las estaciones magnéticas de Australia continental, y (2) para afinar las superficies de interpolación del índice Pc3. La interpolación permitió conocer cómo se distribuyó el índice Pc3 durante los eventos de estudio, incluso en lugares donde no existían observatorios geomagnéticos. Los valores del índice Pc3 obtenidos hasta este punto definieron la muestra a evaluar en el Capítulo 5.

Se muestran en el Cuadro 4.5 los porcentajes de cobertura de las estaciones magnéticas de Australia continental, para cada una de las FSXs del Cuadro 4.2. Los porcentajes del Cuadro 4.5 sirvieron para evaluar la fiabilidad de los resultados en el Capítulo 5. Nótese que la estación GNA dejó de funcionar a partir del evento N°15. Esta estación fue reemplazada por la estación GNG, la cual fue instalada cerca de la estación GNA. Análogamente, el Cuadro 4.6 muestra los porcentajes de cobertura de las estaciones magnéticas instaladas fuera de Australia continental.

Código IAGA	Nombre	Latitud geográfica	Longitud geográfica	Estado
ASP	Alice Springs	-23.762	133.883	imo
CNB	Canberra	-35.32	149.36	imo
CTA	Charters Towers	-20.09	146.264	imo
GNA	Gnangara	-31.78	115.947	closed
GNG	Gingin	-31.356	115.715	imo
KDU	Kakadu	-12.69	132.47	imo
LRM	Learmonth	-22.22	114.1	imo

Cuadro 4.3: Información de las estaciones magnéticas dentro de Australia continental (INTERMAGNET, s.f.-b) usadas como fuente de datos para el presente trabajo.

Código IAGA	Nombre	País	Latitud geográfica	Longitud geográfica	Estado
AMS	Martin de Viviès - Isla de Ámsterdam	Tierras Australes y Antárticas Francesas	-37.8	77.57	closed
API	Apia	Samoa	-13.8155	188.2188	imo
CKI	Islas Cocos	Australia	-12.1875	96.8336	imo
EYR	Eyrewell	Nueva Zelanda	-43.474	172.393	imo
GUA	Guam	Estados Unidos	13.59	144.87	imo
MCQ	Isla Macquarie	Australia	-54.5	158.95	imo
PPT	Papeete	Polinesia Francesa	-17.567	210.426	imo

Cuadro 4.4: Información de las estaciones magnéticas fuera de Australia continental (INTERMAGNET, s.f.-b) usadas como fuente de datos para el presente trabajo.

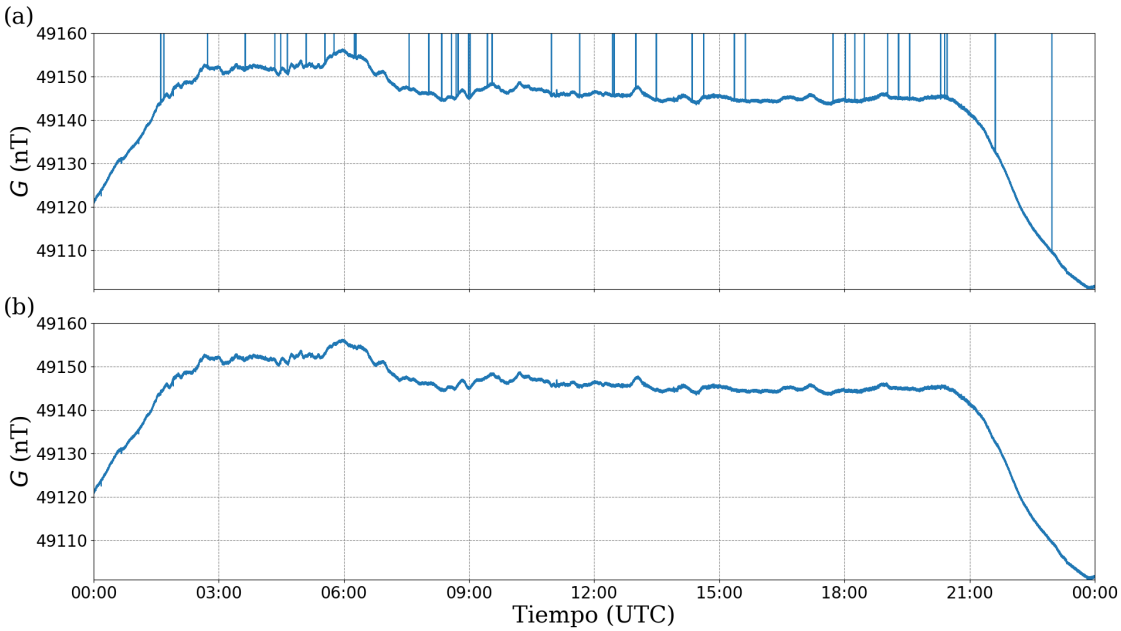

Figura 4.2: Campo geomagnético medido por la estación magnética CTA el día 2011-02-16 (a) sin limpieza y (b) con limpieza de datos.

N°	ASP	CNB	CTA	GNA	GNG	KDU	LRM
0	100.0	100.0	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
1	98.6	100.0	99.7	100.0	0.0	100.0	100.0
2	100.0	100.0	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
3	100.0	100.0	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
4	100.0	100.0	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
5	100.0	100.0	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
6	100.0	100.0	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
7	100.0	100.0	99.7	100.0	0.0	100.0	100.0
8	100.0	100.0	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
9	100.0	99.7	100.0	100.0	0.0	100.0	68.8
10	100.0	99.7	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
11	100.0	99.7	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
12	100.0	100.0	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0
13	95.1	87.8	76.4	75.3	0.0	74.3	74.7
14	100.0	99.7	100.0	100.0	100.0	100.0	99.7
15	100.0	99.0	100.0	0.0	100.0	100.0	99.0
16	100.0	99.0	100.0	0.0	100.0	100.0	99.0
17	100.0	98.6	100.0	0.0	99.0	100.0	99.0
18	100.0	99.0	100.0	0.0	99.0	100.0	98.6
19	96.9	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	97.9
20	96.9	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	97.9
21	95.8	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0
22	96.9	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0
23	99.0	99.3	97.9	0.0	99.0	100.0	100.0
24	100.0	100.0	100.0	0.0	99.0	100.0	97.9
25	100.0	100.0	100.0	0.0	99.0	100.0	50.0
26	99.0	99.7	100.0	0.0	99.0	100.0	99.0
27	97.9	98.6	94.4	0.0	99.0	99.0	99.0
28	96.9	99.0	100.0	0.0	96.9	99.0	99.0
29	90.6	87.5	91.7	0.0	90.6	92.7	89.2
30	99.0	99.0	100.0	0.0	98.6	100.0	98.6
31	97.9	99.0	100.0	0.0	96.9	99.0	99.0
32	97.9	99.0	100.0	0.0	96.9	99.0	99.0
33	99.0	99.0	99.0	0.0	96.9	100.0	100.0
34	96.9	99.7	100.0	0.0	97.9	98.6	100.0
35	100.0	99.0	100.0	0.0	97.9	99.0	99.3
36	95.8	98.6	100.0	0.0	100.0	100.0	97.6
37	96.9	98.6	100.0	0.0	100.0	99.0	100.0
38	96.9	98.6	100.0	0.0	100.0	99.0	99.7
39	100.0	98.3	100.0	0.0	100.0	99.0	99.3
40	99.0	98.6	100.0	0.0	100.0	99.0	98.3
41	72.9	73.6	74.0	0.0	72.9	74.0	73.6
42	100.0	99.7	100.0	0.0	97.9	97.9	100.0
43	100.0	100.0	100.0	0.0	97.9	96.9	98.3
44	100.0	100.0	97.9	0.0	100.0	97.9	97.9
45	100.0	100.0	100.0	0.0	97.9	100.0	99.0
46	100.0	100.0	100.0	0.0	97.9	100.0	99.0
47	99.0	100.0	100.0	0.0	97.9	99.0	99.0
48	99.0	100.0	98.3	0.0	97.9	99.0	100.0

Cuadro 4.5: Porcentaje de cobertura de las estaciones magnéticas del Cuadro 4.3.

N°	AMS	API	CKI	EYR	GUA	MCQ	PPT
0	100.0	0.0	0.0	0.0	0.0	100.0	99.7
1	98.3	0.0	0.0	0.0	0.0	99.3	100.0
2	99.3	0.0	0.0	0.0	99.7	100.0	100.0
3	100.0	0.0	0.0	0.0	100.0	100.0	100.0
4	99.7	0.0	0.0	0.0	100.0	100.0	100.0
5	99.3	0.0	0.0	100.0	100.0	100.0	100.0
6	99.7	0.0	0.0	100.0	100.0	100.0	100.0
7	99.0	0.0	0.0	100.0	100.0	100.0	91.7
8	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	100.0
9	98.3	100.0	0.0	100.0	99.7	100.0	100.0
10	97.6	100.0	0.0	100.0	99.7	100.0	100.0
11	97.6	100.0	0.0	100.0	99.7	100.0	100.0
12	99.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	100.0
13	100.0	99.7	0.0	100.0	100.0	74.7	100.0
14	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	100.0
15	100.0	66.7	0.0	100.0	100.0	100.0	95.1
16	100.0	66.7	0.0	100.0	100.0	100.0	95.1
17	100.0	66.7	0.0	100.0	100.0	100.0	92.0
18	100.0	75.0	0.0	100.0	100.0	100.0	93.1
19	100.0	66.7	0.0	66.7	99.3	100.0	99.3
20	100.0	66.7	0.0	66.7	99.3	100.0	99.3
21	87.5	66.7	0.0	66.7	100.0	100.0	94.8
22	87.5	66.7	0.0	66.7	100.0	100.0	94.8
23	100.0	66.7	0.0	66.7	100.0	100.0	99.3
24	100.0	66.7	0.0	66.7	99.3	100.0	99.3
25	100.0	66.7	0.0	83.0	100.0	100.0	99.0
26	100.0	91.7	0.0	100.0	99.7	99.0	99.3
27	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	99.7
28	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	99.0
29	100.0	99.7	0.0	100.0	100.0	94.8	99.3
30	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	96.2
31	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	99.0	86.8
32	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	99.0	86.8
33	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	86.5
34	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	100.0
35	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	98.3
36	100.0	100.0	0.0	100.0	99.7	100.0	96.9
37	100.0	100.0	0.0	100.0	99.7	100.0	99.7
38	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	99.3
39	100.0	100.0	0.0	100.0	99.7	100.0	99.0
40	100.0	100.0	0.0	100.0	99.3	100.0	97.9
41	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	74.0	100.0
42	100.0	100.0	0.0	100.0	100.0	100.0	99.7
43	100.0	95.8	0.0	100.0	100.0	100.0	69.8
44	100.0	100.0	0.0	100.0	99.0	100.0	100.0
45	100.0	99.3	100.0	99.3	100.0	100.0	100.0
46	100.0	99.3	100.0	99.3	100.0	100.0	100.0
47	100.0	99.3	100.0	99.3	100.0	100.0	100.0
48	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0

Cuadro 4.6: Porcentaje de cobertura de las estaciones magnéticas del Cuadro 4.4.

Capítulo 5

Caracterización básica de la muestra

Al graficar la evolución del índice Pc3 en las estaciones magnéticas australianas durante los tres días posteriores al inicio de las 49 FSXs del Ciclo Solar 24, era evidente que la actividad Pc3 podía clasificarse en cuatro tipos, cuyas proporciones se muestran en la Figura 5.1. La clasificación planteada aquí es meramente hipotética, ya que no ha sido encontrada en anteriores estudios. Futuras investigaciones serán necesarias para confirmar la existencia de los cuatro tipos de actividad Pc3 que se reportarán en las cuatro secciones que conforman el presente capítulo, en las cuales se analizará solo un evento representativo de cada tipo de actividad por motivos de extensión, sobreentendiéndose que los resultados de los eventos asociados a un mismo tipo de actividad Pc3 comparten las mismas características. Los ejemplos representativos fueron seleccionados por su relativo alto porcentaje de cobertura en todas las estaciones magnéticas dentro y fuera de Australia continental (ver Cuadros 4.5 y 4.6) y por su claridad al mostrar la evolución característica del tipo de actividad Pc3 correspondiente. Los resultados obtenidos de los eventos restantes para cada tipo de actividad Pc3 se muestran en los primeros cuatro apéndices que complementan la presente tesis: Secciones A, B, C y D.

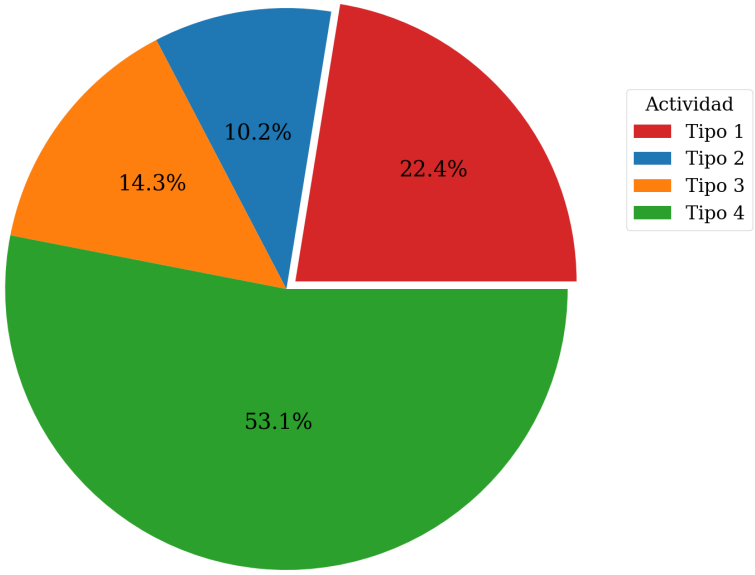

Figura 5.1: Gráfica circular de los cuatro tipos de actividad Pc3 encontrados en el presente trabajo.

No existe en la literatura científica actual un método que permita lograr los objetivos planteados en la presente tesis, por lo que este tuvo que ser ideado por el autor conforme se obtenían los primeros resultados. Los detalles de la metodología se introducirán únicamente en la Sección 5.1. Las figuras y cuadros fueron elaborados con un programa escrito por el autor del presente trabajo en el lenguaje de programación Python (ver Sección E). El programa fue compilado por la distribución Anaconda en la interfaz Jupyter Notebook.

5.1. Actividad Pc3 tipo 1

Se identificaron 11 eventos (9 sin contar fechas repetidas) asociados a la actividad Pc3 tipo 1, conformando un 22.4 % del número total de eventos. Se eligió al evento N°48 como el evento representativo de este tipo de actividad. La FSX y la CME del evento N°48 ya habían sido mostradas anteriormente (Figura 2.10), así como las mediciones del flujo en rayos X de la FSX (Figura 3.1), la propagación de la CME en el espacio interplanetario (Figura 1.1), y la apariencia del disco solar antes del inicio de la FSX en mención (Figura 2.6).

La variación temporal del índice Pc3 durante el evento N°48 se muestra en la Figura 5.2. La lista de los 11 eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1 se detalla en el Cuadro 5.1, junto con los valores promedio del índice Pc3 hallados en las estaciones magnéticas de Australia continental. Los valores promedio fueron calculados desde el instante de llegada de la CME más rápida reportada por Miteva et al., 2013 y Swalwell et al., 2017 (línea verde en la Figura 5.2), la cual tardaría 740 minutos en alcanzar la órbita terrestre. Idealmente, para la obtención del promedio se debería haber considerado únicamente el intervalo de tiempo en el que la CME interactuaba con el foreshock de iones para cada uno de los eventos, pero la atribución de la CME causante de un incremento sostenido de la actividad geomagnética en esta región de la magnetósfera no es obvia en la mayoría de los casos, especialmente durante días de alta actividad solar, donde pueden producirse varias fulguraciones solares y CMEs en un intervalo de tiempo inferior a un día. Por lo tanto, con el objetivo de estimar el nivel promedio de actividad Pc3, se optó por asumir que toda actividad Pc3 anterior a la CME más rápida reportada por Miteva et al., 2013 y Swalwell et al., 2017 no será consecuencia de la CME subsecuente a la FSX de interés. Gráficas como la Figura 5.2 para el resto de eventos listados en el Cuadro 5.1 se muestran en la Sección A.1.

La característica más resaltante de la actividad Pc3 tipo 1 es la similitud entre los patrones de evolución del índice Pc3 en las seis estaciones magnéticas de Australia continental, especialmente evidente en el último intervalo de alta actividad Pc3. Los periodos de alta actividad Pc3 son simultáneos y del mismo orden de magnitud en todas las estaciones magnéticas.

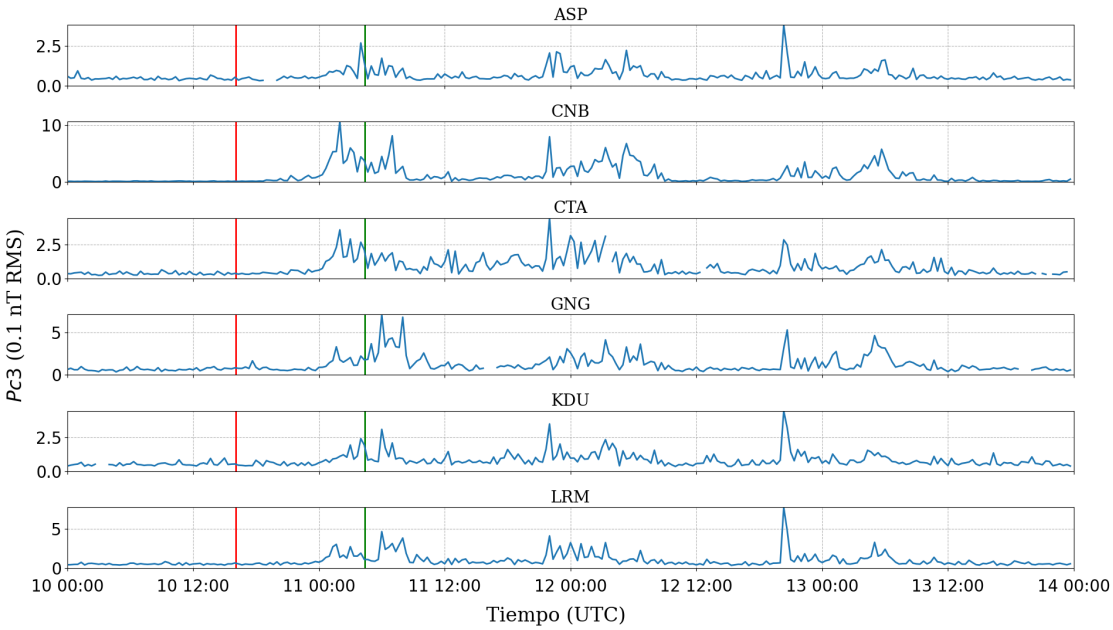

Figura 5.2: Variación temporal del índice Pc3 durante los 3 días posteriores a la detección de la FSX N°48 del Ciclo Solar 24 en seis estaciones magnéticas de Australia continental. La línea roja denota el instante del flujo máximo en rayos X de la FSX (ver Cuadro 4.2). La línea verde denota el instante de la hipotética llegada a la Tierra de la CME más rápida reportada por Miteva et al., 2013 y Swalwell et al., 2017. Tiempo en formato Día Hora:Minuto.

N°	ASP	CNB	CTA	GNA/GNG	KDU	LRM
0	0.60 ± 0.03	0.68 ± 0.10	0.85 ± 0.05	1.74 ± 0.10	0.63 ± 0.04	0.58 ± 0.05
1	0.57 ± 0.04	0.63 ± 0.09	0.89 ± 0.07	1.71 ± 0.10	0.69 ± 0.06	0.56 ± 0.07
6	0.64 ± 0.06	1.26 ± 0.26	0.85 ± 0.11	2.05 ± 0.20	0.76 ± 0.08	0.77 ± 0.12
28	0.46 ± 0.02	0.44 ± 0.07	0.60 ± 0.03	1.11 ± 0.05	0.57 ± 0.02	0.54 ± 0.03
31	0.57 ± 0.03	0.80 ± 0.14	0.70 ± 0.04	1.16 ± 0.10	0.65 ± 0.03	0.62 ± 0.05
32	0.57 ± 0.03	0.79 ± 0.14	0.70 ± 0.04	1.16 ± 0.10	0.65 ± 0.03	0.62 ± 0.05
35	0.53 ± 0.03	0.96 ± 0.11	0.81 ± 0.05	1.06 ± 0.08	0.70 ± 0.06	0.69 ± 0.06
45	0.56 ± 0.05	0.66 ± 0.14	0.60 ± 0.08	1.09 ± 0.15	0.72 ± 0.10	0.77 ± 0.15
46	0.56 ± 0.05	0.66 ± 0.15	0.59 ± 0.08	1.10 ± 0.15	0.72 ± 0.10	0.77 ± 0.16
47	0.51 ± 0.03	0.40 ± 0.10	0.49 ± 0.06	0.88 ± 0.08	0.62 ± 0.05	0.62 ± 0.07
48	0.68 ± 0.06	1.26 ± 0.21	0.94 ± 0.10	1.36 ± 0.16	0.89 ± 0.08	1.04 ± 0.13

Cuadro 5.1: Lista de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1 con sus respectivos valores promedio del índice Pc3 (en unidades de 0.1 nT RMS) calculados para las estaciones magnéticas de Australia continental. Solo se consideraron valores posteriores a la línea verde de la Figura 5.2 para la obtención del promedio. Grado de confianza: 95 %.

Para cumplir los objetivos del presente trabajo, fue necesario idear un método para distinguir entre valores normales y altos del índice Pc3. Se ilustra en la Figura 5.3 una serie de histogramas del índice Pc3 registrado en las estaciones magnéticas de Australia continental durante el evento N°48. En la estación ASP, se observa un pico de ocurrencia en el rango 0.03-0.06 nT RMS correspondiente al ruido de fondo que se observa en la misma estación en la Figura 5.2.

Este rango de valores representa los valores normales del índice Pc3 del día correspondiente, por lo que valores superiores a este rango podían ser atribuídos, asumiendo que no existía otra fuente importante de pulsaciones Pc3 durante el desarrollo del evento N°48, a la alta actividad Pc3 producto de la llegada de la CME causante al foreshock de iones. Entonces, se definió el valor umbral $Pc3_{\mathrm{u}}$ como el límite superior del rango de valores normales del índice Pc3, tal que valores superiores a este límite podían atribuirse únicamente a la llegada de la CME causante del incremento sostenido de la actividad Pc3 que se registró en la estación ASP. Para esta estación, $Pc3_{\mathrm{u}} = 0.06$ nT RMS. Los valores de $Pc3_{\mathrm{u}}$ en todas las estaciones fueron añadidos a la base de datos manualmente, ya que su determinación requería de un análisis visual de los histogramas y de los gráficos de evolución temporal del índice Pc3. Histogramas análogos a los de la Figura 5.3 de los eventos restantes se muestran en la Sección A.2.

Los valores umbrales encontrados para los eventos del Cuadro 5.1 y para las estaciones magnéticas dentro y fuera de Australia continental se muestran en los Cuadros 5.2 y 5.3, respectivamente. Los valores umbrales de las estaciones magnéticas fuera de Australia continental fueron calculados análogamente a los de las estaciones dentro del país, pero sus histogramas no se muestran en el presente trabajo por motivos de extensión. Es evidente que los valores umbrales de las estaciones magnéticas dentro de Australia continental fueron más regulares a lo largo del Ciclo Solar 24 que los de las estaciones no continentales.

Para determinar las regiones de Australia donde se registró mayor actividad Pc3 durante el evento N°48, se muestra en la Figura 5.4 la distribución espacial del índice Pc3 promedio diferenciando entre $Pc3 > Pc3_{\mathrm{u}}$ y $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$. Nótese que el gradiente del índice Pc3 promedio del panel (a) es más regular con respecto a la latitud geográfica que el del panel (b). Mapas análogos a los de la Figura 5.4 de los eventos restantes se muestran en la Sección A.3.

Cuando $Pc3 > Pc3_{\mathrm{u}}$, todos los eventos, con excepción del evento N°35, mostraron un incremento del índice Pc3 promedio hacia latitudes geográficas más altas (de aquí en adelante, siempre del hemisferio sur) a partir de la latitud geográfica $-30°$, observándose un mínimo al este de la zona central australiana, excepto en el evento N°0. En general, este incremento partió desde latitudes más bajas en el lado oeste del país. Valores mínimos del índice Pc3 usualmente fueron observados en la estación ASP, mientras que los valores máximos fueron registrados mayormente en la estación GNA/GNG.

Por otro lado, cuando $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$, la distribución del índice Pc3 promedio fue más irregular que la del caso anterior. Se identificaron dos distribuciones principales:

- Eventos N°45-48: el índice Pc3 promedio más alto fue registrado en la estación GNA/GNG y el más bajo en la estación CNB, ubicada casi en la misma latitud geográfica que GNA/GNG pero en el lado opuesto de la costa australiana. No se observó un incremento del índice Pc3 hacia latitudes más altas.
- Eventos N°0, 1, 6, 28, 31, 32 y 35: los valores máximos y mínimos fueron registrados en las mismas estaciones que en la distribución anterior, pero adicionalmente se identificó una

segunda zona de valores mínimos en el noroeste del país y un ligero aumento del índice Pc3 hacia el Noreste. Si bien no fue tan evidente como para el caso $Pc3 > Pc3_{\mathrm{u}}$, para los eventos mencionados el gradiente del índice Pc3 promedio apuntó hacia el Suroeste aproximadamente.

En ambas distribuciones, valores intermedios del índice Pc3 fueron generalmente medidos en la estación KDU. Cabe recalcar que la distribución del índice Pc3 en el caso $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$ está profundamente sesgada por el límite superior impuesto por los valores umbrales, los cuales no fueron los mismos en todas las estaciones.

N°	ASP	CNB	CTA	GNA/GNG	KDU	LRM
0	0.8	0.6	0.9	1.6	0.7	0.6
1	0.6	0.5	0.9	1.6	0.8	0.6
6	0.7	0.5	0.7	1.8	0.8	0.7
28	0.5	0.3	0.7	1.4	0.7	0.7
31	0.6	0.3	0.7	1.5	0.7	0.6
32	0.6	0.3	0.7	1.5	0.7	0.6
35	0.6	0.6	0.8	1.0	0.8	0.8
45	0.6	0.5	0.6	1.1	0.8	0.8
46	0.6	0.5	0.6	1.1	0.8	0.8
47	0.6	0.5	0.5	0.8	0.8	0.7
48	0.6	0.4	0.6	0.9	0.7	0.7

Cuadro 5.2: Valores umbrales (en unidades de 0.1 nT RMS) de las estaciones magnéticas dentro de Australia continental para los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1.

N°	AMS	API	CKI	EYR	GUA	MCQ	PPT
0	0.9	0.8	0.9	0.7	3.0	-	-
1	1.2	0.6	0.9	0.8	2.4	-	-
6	1.5	0.7	0.7	1.8	0.8	0.5	-
28	1.0	2.1	0.3	0.7	0.3	1.5	0.4
31	1.1	0.7	0.3	0.7	0.6	0.7	0.6
32	1.1	0.7	0.3	0.7	0.6	0.7	0.6
35	1.3	1.0	0.6	1.8	1.2	2.4	1.0
45	0.9	1.1	0.6	0.6	1.1	0.8	0.9
46	0.9	1.1	0.6	0.6	1.1	0.8	0.9
47	0.9	0.7	0.6	0.5	0.8	0.7	0.7
48	0.8	1.3	0.6	0.6	0.9	0.7	0.5

Cuadro 5.3: Valores umbrales (en unidades de 0.1 nT RMS) de las estaciones magnéticas fuera de Australia continental para los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1.

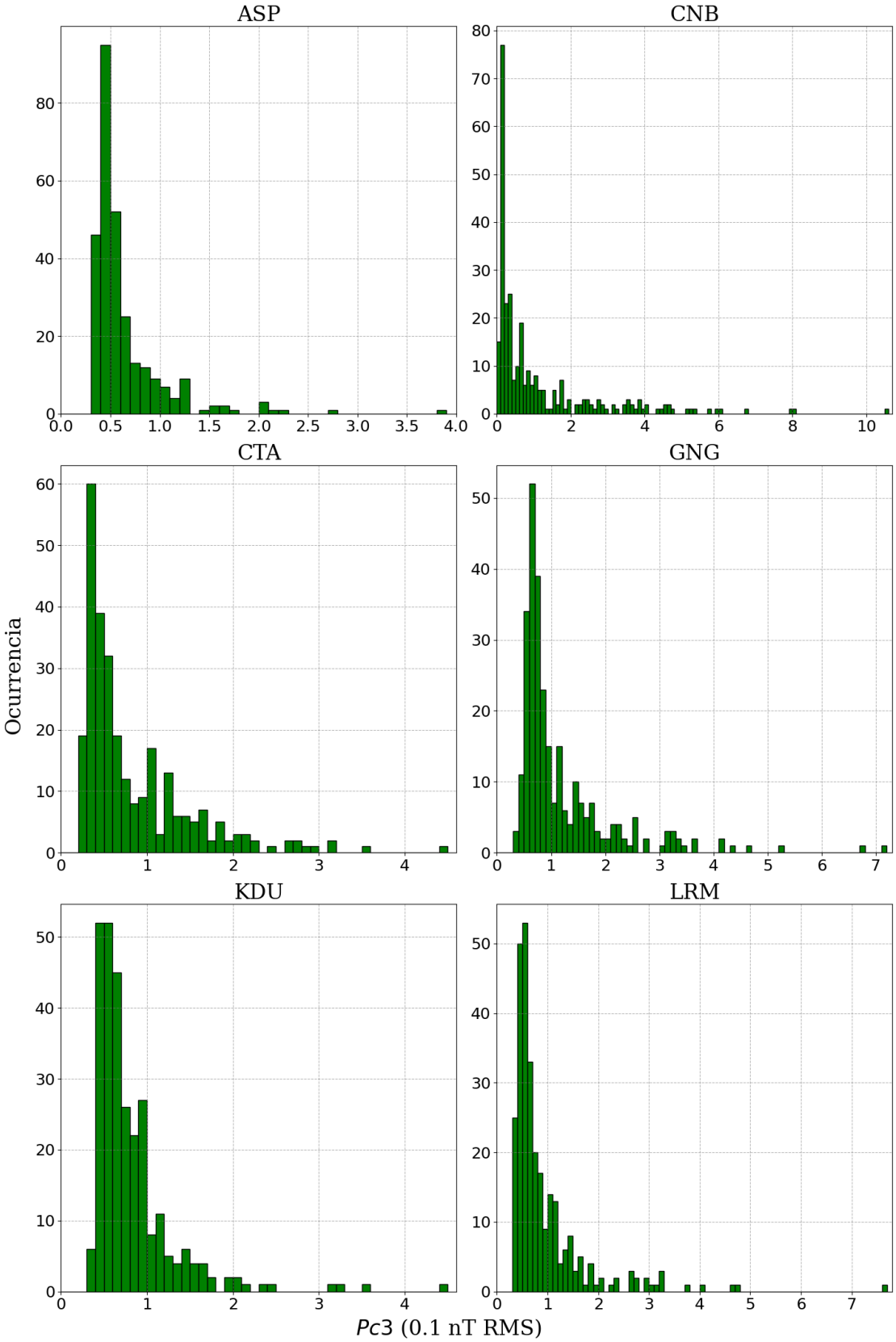

Figura 5.3: Histogramas de los valores del índice Pc3 registrados en las estaciones magnéticas de Australia continental durante el evento N°48. Resolución: 0.01 nT RMS.

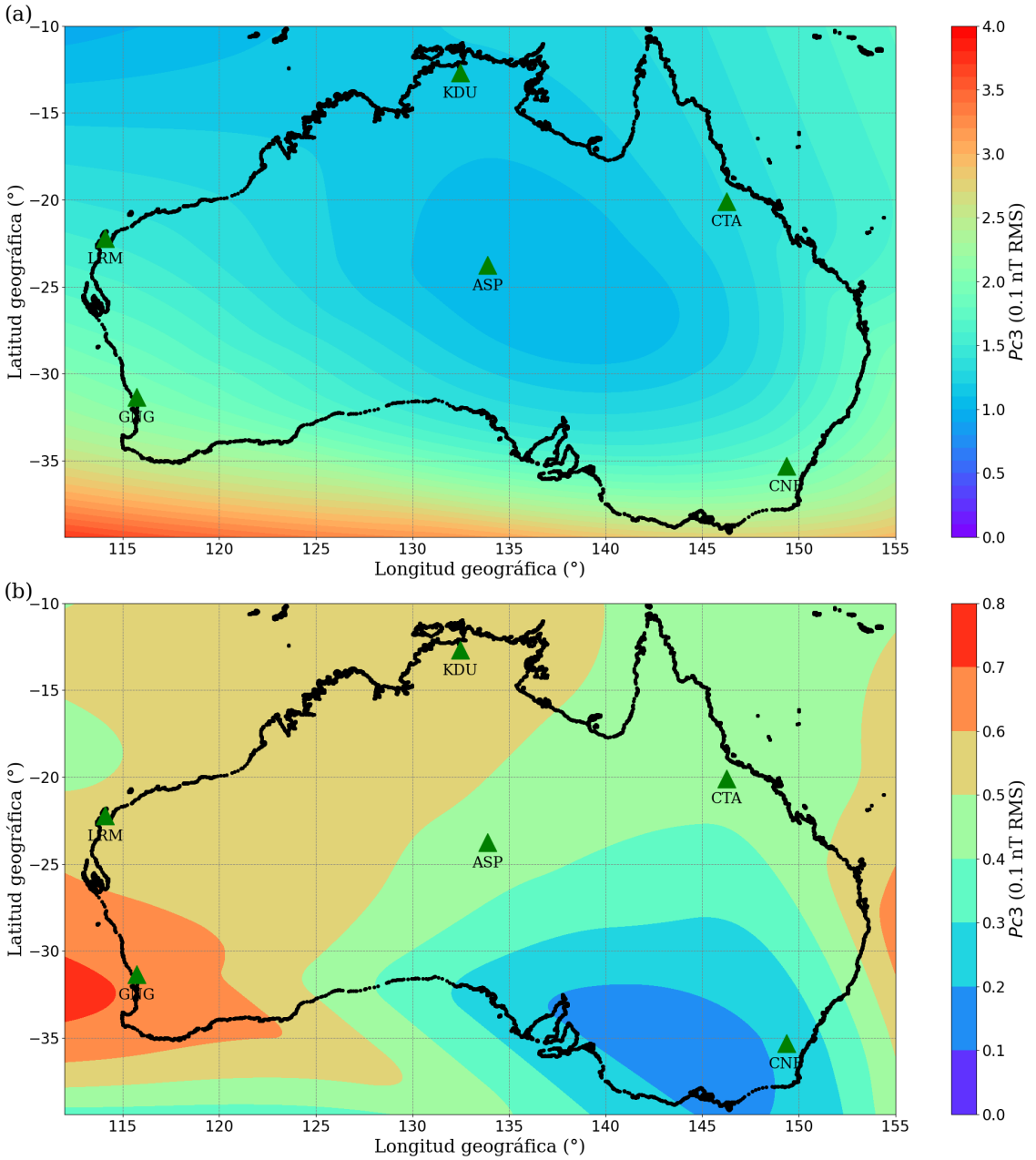

Figura 5.4: Distribución espacial durante el evento N°48 del índice Pc3 promediado para (a) $Pc3 > Pc3_{\mathrm{u}}$ y (b) $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$. Solo se consideraron valores posteriores a la línea verde de la Figura 5.2 para la obtención del promedio. Los triángulos verdes indican la ubicación de las estaciones magnéticas dentro de Australia continental (ver Cuadro 4.3). Método de interpolación: mínima curvatura. Resolución: 0.01 nT RMS.

5.2. Actividad Pc3 tipo 2

Se identificaron 5 eventos (4 sin contar fechas repetidas) asociados a la actividad Pc3 tipo 2, conformando un 10.2 % del número total de eventos. Se eligió al evento N°13 como el evento representativo de este tipo de actividad. La variación temporal del índice Pc3 durante el evento N°13 se ilustra en la Figura 5.5. La Sección B.1 contiene las gráficas de los eventos asociados restantes. La lista de los 5 eventos que mostraron actividad Pc3 tipo 2 se muestra en el Cuadro

5.4 junto con los valores promedio del índice Pc3 calculados para las estaciones magnéticas de Australia continental.

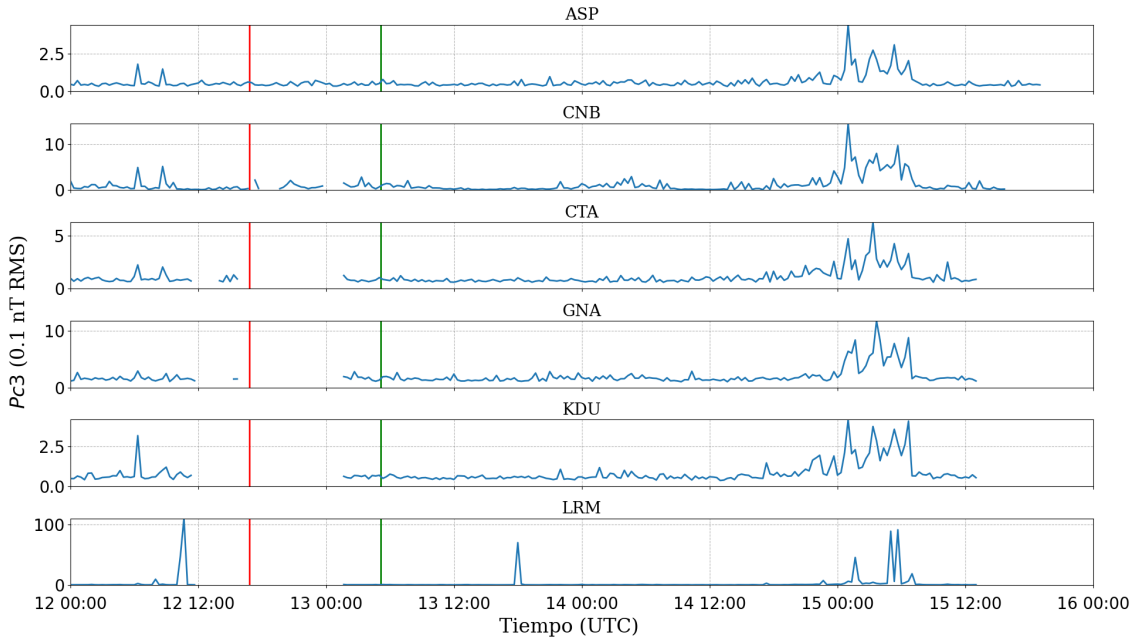

Figura 5.5: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°13.

N°	ASP	CNB	CTA	GNA/GNG	KDU	LRM
9	0.52 ± 0.02	0.68 ± 0.09	0.77 ± 0.06	1.85 ± 0.14	0.74 ± 0.04	2.1 ± 1.3
10	0.57 ± 0.02	0.86 ± 0.10	0.85 ± 0.06	2.00 ± 0.15	0.83 ± 0.05	2.5 ± 1.3
11	0.57 ± 0.02	0.86 ± 0.10	0.85 ± 0.06	2.00 ± 0.15	0.83 ± 0.05	2.5 ± 1.3
13	0.65 ± 0.07	1.27 ± 0.29	1.15 ± 0.12	2.09 ± 0.25	0.86 ± 0.11	2.8 ± 1.8
34	0.54 ± 0.04	0.80 ± 0.16	1.70 ± 0.62	0.99 ± 0.06	0.69 ± 0.05	0.60 ± 0.06

Cuadro 5.4: Mismo formato que el Cuadro 5.1 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 2.

Al igual que la actividad Pc3 tipo 1, la de tipo 2 se caracterizó por mostrar incrementos simultáneos y sostenidos del índice Pc3 con patrones de evolución similares en todas las estaciones magnéticas de Australia continental, pero estos incrementos fueron especialmente altos solo en una estación. En particular, la Figura 5.5 muestra que el nivel de actividad Pc3 registrado en la estación LRM durante el evento N°13 fue un orden de magnitud más alto que el de la estación CNB, la cual registró el segundo nivel de actividad más alto. Esto también es evidente en los histogramas de la Figura 5.6, donde solo en la estación LRM los valores normales del índice Pc3 son apenas visibles, evidenciando la muy alta actividad Pc3 que se registró en esta estación. Histogramas análogos a los de la Figura 5.6 de los eventos restantes se muestran en la Sección B.2.

En conjunto, las gráficas y los histogramas revelan que las anomalías de actividad Pc3 muy alta fueron detectadas en la estación LRM en los primeros cuatro eventos (N°9-11 y 13) y en la estación CTA en el último evento (N°34). Todas las anomalías detectadas en la estación LRM

ocurrieron en el año 2012 (ver Cuadro 4.2).

Siguiendo la metodología introducida en la Sección 5.1, se hallaron los valores umbrales de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 2. Los valores umbrales hallados para las estaciones magnéticas dentro y fuera de Australia continental se muestran en los Cuadros 5.5 y 5.6, respectivamente. La diferencia de regularidad entre los valores umbrales de las estaciones dentro y fuera de Australia continental es más difícil de discernir en este caso.

Se muestra en la Figura 5.7 la distribución espacial del índice Pc3 promedio del evento N°13. Para el caso $Pc3 > Pc3_{\mathrm{u}}$, se observa un incremento muy localizado de la actividad Pc3 cerca de la estación LRM. Por otro lado, para $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$, se observa un incremento local de la actividad Pc3 cerca de la estación GNA, ubicado aproximadamente en la misma longitud geográfica (110°) que la anomalía del panel (a), pero 15° más al Sur. Esta anomalía no es observada en la Figura 5.5 porque su origen radica en el alto valor umbral de la estación GNA. Mapas análogos a los de la Figura 5.7 de los eventos asociados restantes se muestran en la Sección B.3.

Los mapas del índice Pc3 promedio cuando $Pc3 > Pc3_{\mathrm{u}}$ de los eventos N°9-11 y 13, confirmaron la extrema localidad de las anomalías detectadas en la estación LRM. Para el caso del evento N°34, solo se observó un incremento del índice Pc3 promedio hacia el Este, por lo que no fue posible confirmar la localidad de esta anomalía. El índice Pc3 promedio más bajo fue registrado en la estación ASP (zona central) en todos los eventos. Por otro lado, la variación espacial del índice Pc3 promedio cuando $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$ fue la misma que la de la segunda distribución explicada en la Sección 5.1, lo cual es esperado por la función de $Pc3_{\mathrm{u}}$.

N°	ASP	CNB	CTA	GNA/GNG	KDU	LRM
9	0.7	0.6	0.8	1.8	0.9	1.2
10	0.7	0.9	0.8	1.8	1.1	1.2
11	0.7	0.9	0.8	1.8	1.1	1.2
13	0.6	0.5	1.1	2.0	0.8	0.8
34	0.6	0.4	1.0	1.2	0.7	0.7

Cuadro 5.5: Mismo formato que el Cuadro 5.2 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 2.

N°	AMS	API	EYR	GUA	MCQ	PPT
9	0.9	0.6	1.8	0.8	3.8	0.6
10	0.9	0.7	2.5	0.9	4.5	0.9
11	0.9	0.7	2.5	0.9	4.5	0.9
13	1.1	1.0	2.7	0.5	1.2	0.5
34	1.6	0.6	1.7	0.6	4.3	0.7

Cuadro 5.6: Mismo formato que el Cuadro 5.3 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 2.

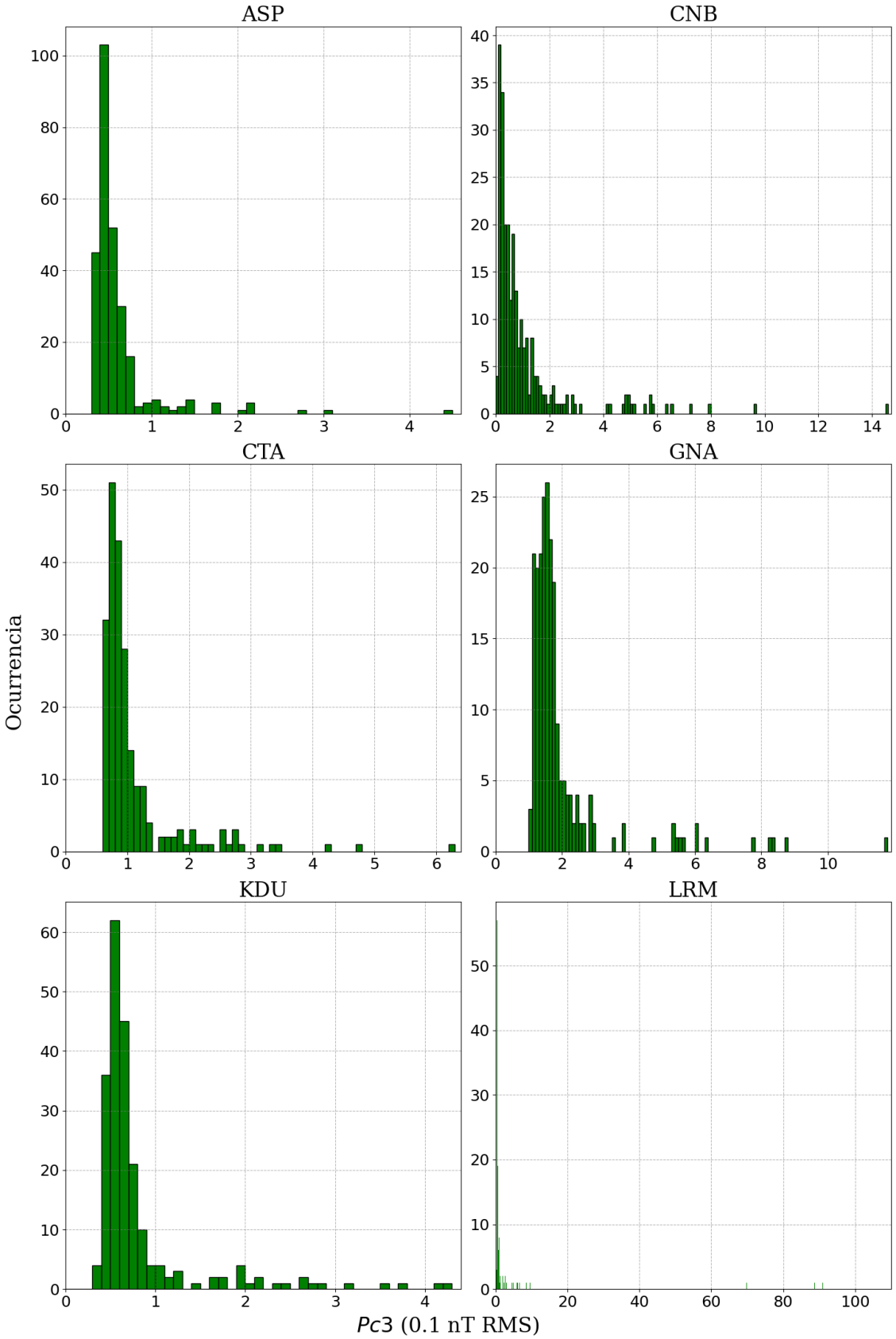

Figura 5.6: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°13.

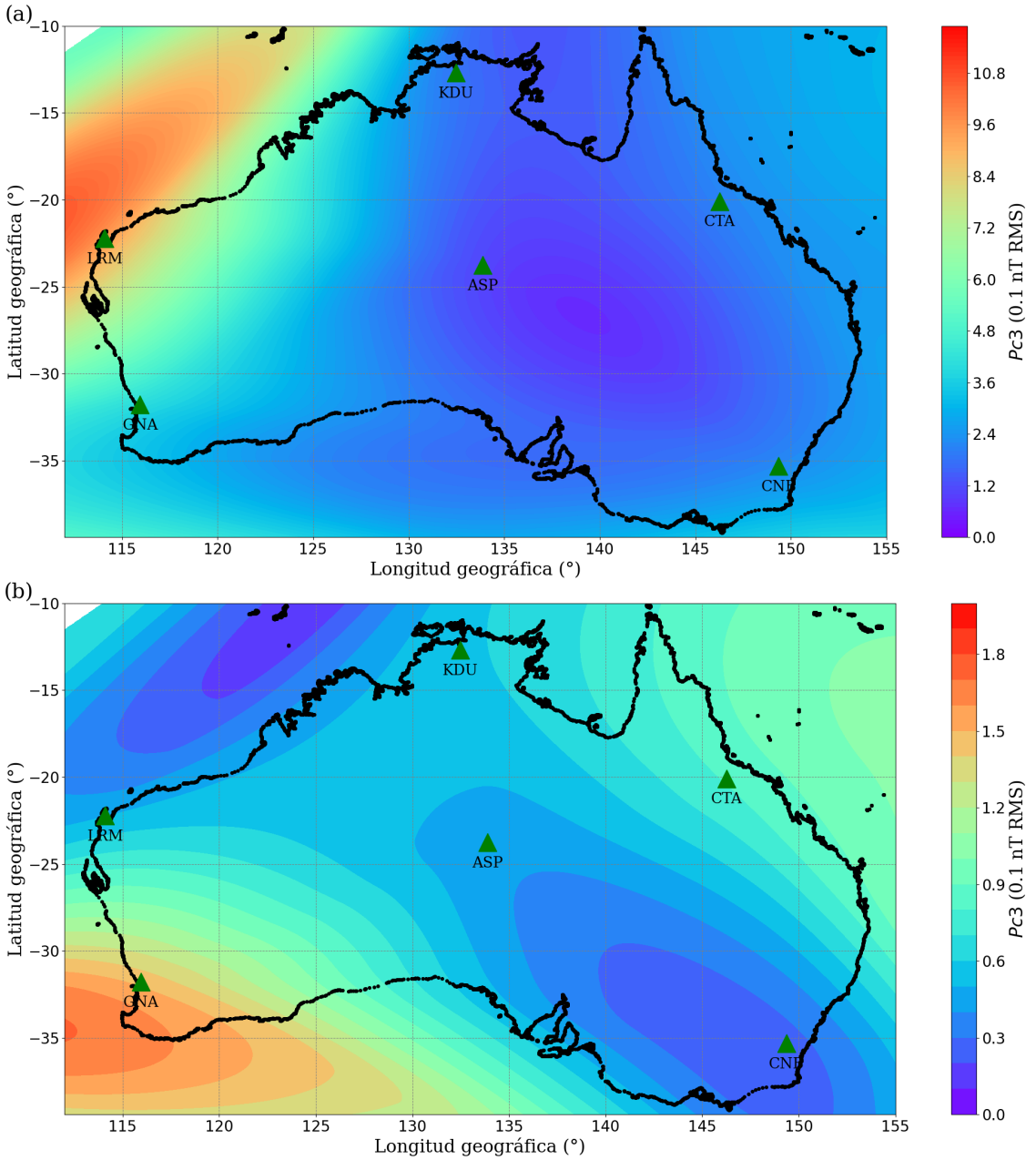

Figura 5.7: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°13.

5.3. Actividad Pc3 tipo 3

Se identificaron 7 eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 3, representando un 14.3 % del número total de eventos. Se eligió al evento N°40 como el evento representativo de este tipo de actividad. La variación temporal del índice Pc3 durante este evento se muestra en la Figura 5.8. La Sección C.1 contiene las gráficas de los eventos asociados restantes. La lista de los 7 eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 3 se detalla en el Cuadro 5.7, junto con los valores promedio del índice Pc3 calculados en las estaciones magnéticas de Australia continental.

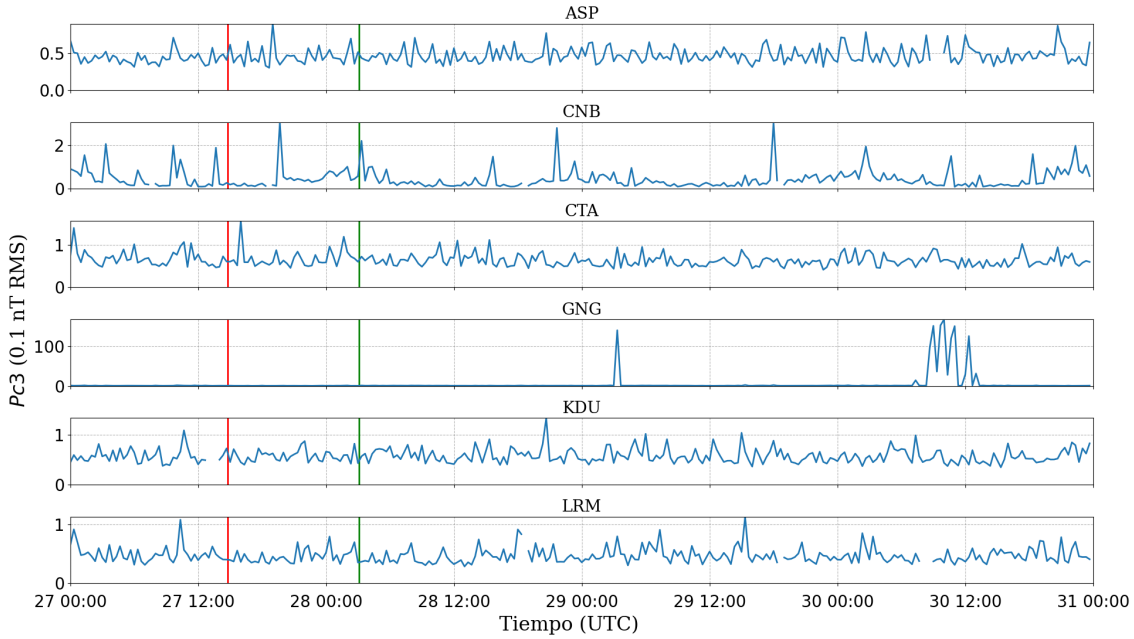

Figura 5.8: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°40.

N°	ASP	CNB	CTA	GNA/GNG	KDU	LRM
12	0.54 ± 0.02	0.54 ± 0.09	0.90 ± 0.05	1.60 ± 0.07	0.65 ± 0.05	1.7 ± 1.0
14	0.49 ± 0.01	0.38 ± 0.06	0.61 ± 0.02	1.56 ± 0.05	0.60 ± 0.02	2.1 ± 1.2
24	0.51 ± 0.02	0.69 ± 0.08	0.76 ± 0.04	1.20 ± 0.05	0.67 ± 0.05	12 ± 11
25	0.49 ± 0.02	0.53 ± 0.08	0.73 ± 0.03	1.11 ± 0.04	0.66 ± 0.05	31 ± 27
36	0.50 ± 0.02	0.80 ± 0.11	1.13 ± 0.35	0.96 ± 0.06	0.63 ± 0.04	0.60 ± 0.04
39	0.46 ± 0.01	0.45 ± 0.07	0.65 ± 0.03	1.4 ± 1.3	0.58 ± 0.02	0.47 ± 0.02
40	0.47 ± 0.01	0.43 ± 0.06	0.63 ± 0.02	6.8 ± 3.7	0.58 ± 0.03	0.47 ± 0.02

Cuadro 5.7: Mismo formato que el Cuadro 5.1 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 3.

La característica más resaltante de la actividad Pc3 tipo 3 es el aumento considerable y prolongado del índice Pc3 solo en una estación magnética, manteniéndose el nivel de actividad relativamente bajo en las estaciones restantes. En particular, la Figura 5.8 indica que los picos de actividad Pc3 registrados en la estación GNG durante el evento N°40 fueron dos órdenes de magnitud más altos que los de las otras estaciones. Esto también es evidente en los histogramas del índice Pc3 ilustrados en la Figura 5.9, donde al igual que en la actividad Pc3 tipo 2, en la estación GNG la actividad Pc3 fue tan alta que apenas son visibles los valores normales del índice Pc3. Los histogramas de las otras estaciones muestran que apenas se registraron valores del índice Pc3 superiores a los valores normales, por lo que no se hallaron los valores umbrales de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 3. Histogramas análogos a los de la Figura 5.10 de los eventos restantes se muestran en la Sección C.2. Se identificaron 4 anomalías en la estación LRM (eventos N°12, 14, 24 y 35), 2 en la estación GNG (N°39-40) y 1 en la estación CTA (N°36). Actividad Pc3 ligeramente superior al ruido de fondo fue observada en algunas estaciones magnéticas de forma esporádica, pero esta no aparecía simultáneamente en todas las estaciones, por lo que se tratarían de picos de actividad Pc3 regulares asociados al ruido de

fondo.

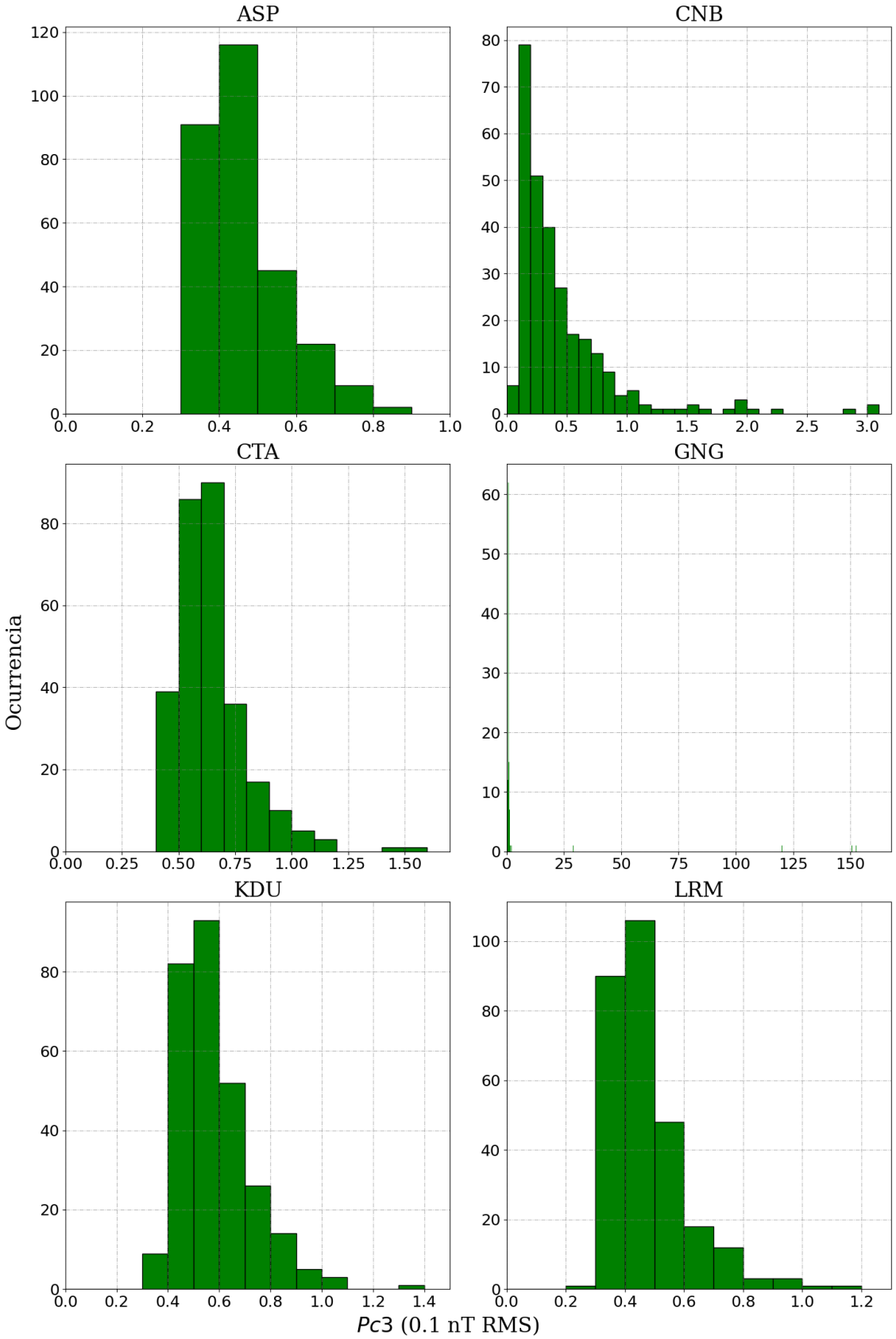

Figura 5.9: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°40.

Se ilustra en la Figura 5.10 la distribución espacial del índice Pc3 durante el evento N°40 según se especifica en el pie de la imagen. El panel (a) confirma la extrema localidad del incremento observado en la estación GNG. Las zonas blancas del mapa son regiones en las que el método de interpolación por mínima curvatura proporcionó erróneamente valores negativos no considerados en la barra de colores. Estos valores negativos probablemente se debieron al elevado gradiente del índice Pc3 en el instante 2014-10-30 10:00:00 UTC. Mapas análogos a la Figura 5.13 de los eventos restantes se muestran en la Sección C.3.

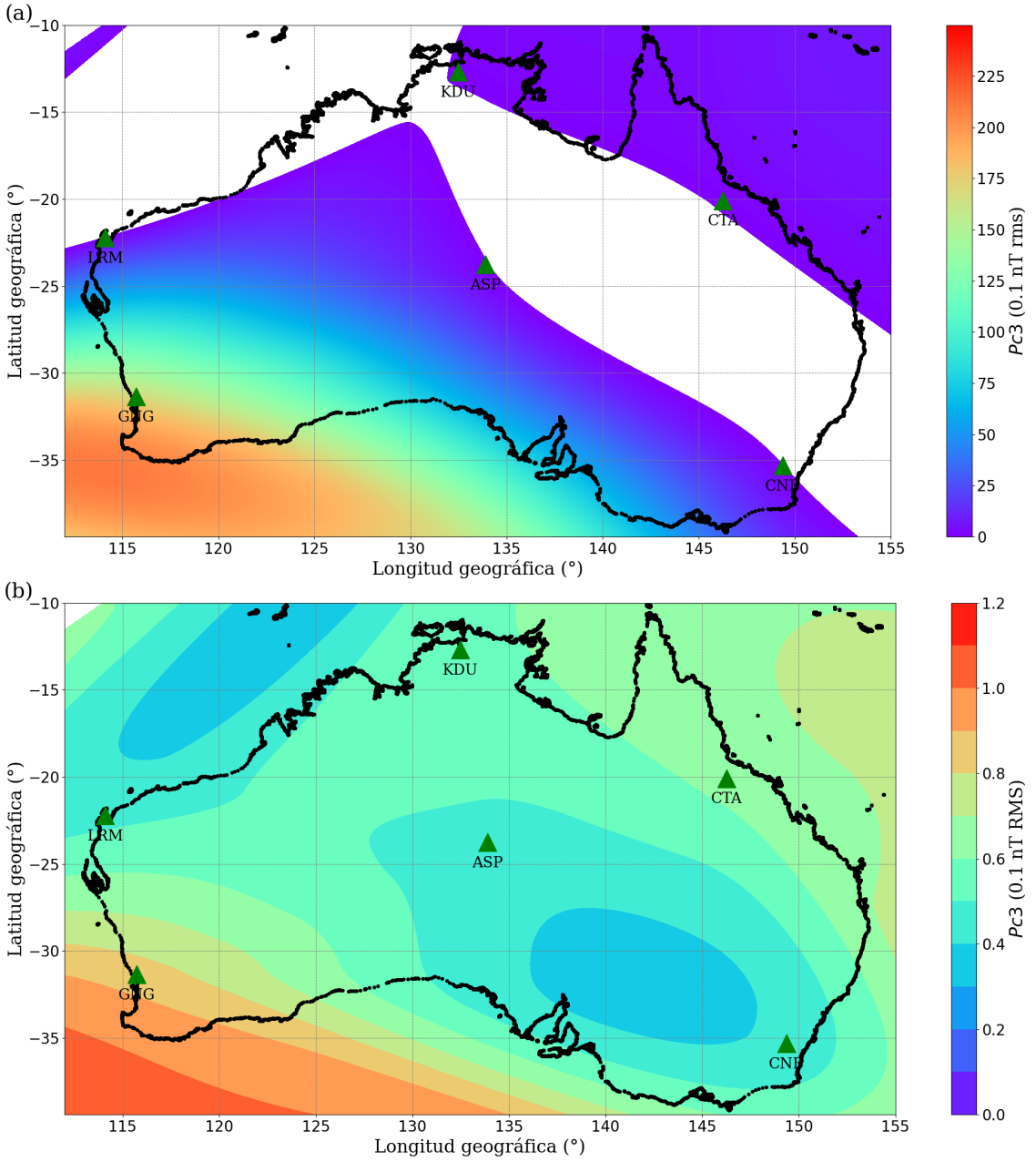

Figura 5.10: Variación espacial del índice Pc3 durante el evento N°40 (a) en el instante 2014-10-30 10:00:00 UTC correspondiente al valor máximo registrado en la estación GNG, y (b) promediado para todos los $Pc3 < 0.5$ nT RMS posteriores a la línea verde mostrada en la Figura 5.8, con el objetivo de filtrar las anomalías detectadas en la estación GNG. Método de interpolación: mínima curvatura. Resolución: 0.01 nT RMS.

Los mapas de todos los eventos confirmaron la extrema localidad de las anomalías, destacando el evento N°24 por la excepcional amplitud de las pulsaciones Pc3 ($Pc3 \sim 100$ nT RMS) en el instante 2013-11-11 02:40:00. Por otro lado, la distribución espacial del índice Pc3 promedio (panel (b)) fue similar a la de tipo 2 cuando $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$, lo cual es esperado por la función de $Pc3_{\mathrm{u}}$, pero con la diferencia de que valores mínimos en la estación ASP fueron registrados solo en el evento N°24, mientras que estos fueron compartidos por las estaciones ASP y CNB en los eventos restantes.

5.4. Actividad Pc3 tipo 4

Se identificaron 26 eventos (24 sin contar fechas repetidas) asociados a la actividad Pc3 tipo 4, representando un 53.1 % del número total de eventos. Se eligió al evento N°42 como el evento representativo de este tipo de actividad. La variación temporal del índice Pc3 durante este evento se muestra en la Figura 5.11. La Sección D.1 contiene las gráficas de los eventos restantes. La lista de los 26 eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 4 se detalla en el Cuadro 5.8 junto con los valores promedio del índice Pc3 computados para las estaciones magnéticas de Australia continental.

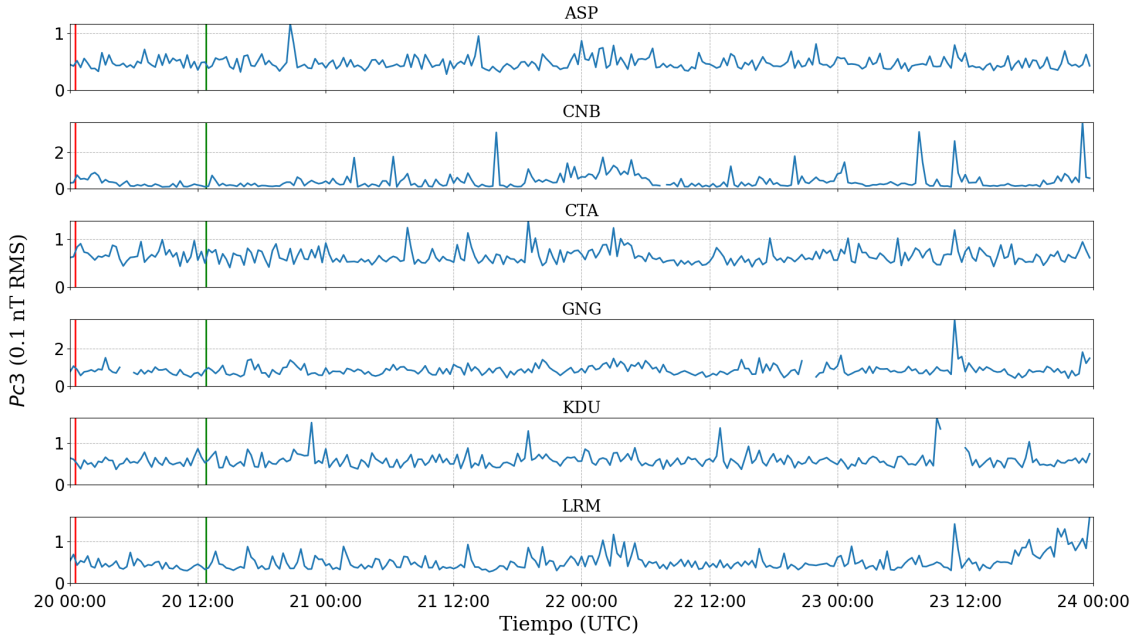

Figura 5.11: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°42.

Las características más resaltantes de la actividad Pc3 tipo 4 fueron la ausencia de las anomalías encontradas en las de tipo 2 y 3, y la inexistencia de incrementos sostenidos de la actividad Pc3 en todas las estaciones magnéticas. En efecto, en la Figura 5.11 no se observa ninguna actividad peculiar en ninguna de las estaciones magnéticas de Australia continental durante el evento N°42, observándose únicamente el ruido de fondo acompañado por ocasionales pequeños picos de actividad no relacionados entre sí. La escala vertical en todas las sub-gráficas es menor que las escalas verticales de las Figuras 5.2, 5.5 y 5.8, lo cual evidencia el bajo nivel de actividad Pc3 durante los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 4. Este bajo nivel de actividad también es

evidente en los histogramas de la Figura 5.12, donde la distribución de los valores del índice Pc3 en todas las estaciones es la esperada por estadística. Por lo tanto, no se hallaron los valores umbrales de los eventos asociados a la actividad tipo 4. Histogramas análogos a los de la Figura 5.12 de los eventos restantes se muestran en las Secciones D.2.

Algunas variaciones fueron medidas simultáneamente en todas las estaciones magnéticas (por ejemplo: eventos N°2-3), pero estas no fueron significativas, por lo que serían manifestaciones de las variaciones diarias de la amplitud de las pulsaciones Pc3 debido a la inestabilidad de la velocidad del viento solar (Ansari, 2007; Balasis, Papadimitriou et al., 2015; Balasis et al., 2019; Lotz et al., 2015; Heilig et al., 2007; Heilig et al., 2010; Vallée et al., 2007; Villante et al., 1999; Yagova et al., 2017). Actividad Pc3 ligeramente superior al ruido de fondo fue registrada durante los eventos N°4 y 8, pero esta fue observada al final de las gráficas, por lo que no se pudo confirmar la continuidad del incremento del índice Pc3 en tiempos posteriores, y por ende, del tipo de actividad Pc3 al que realmente podrían pertenecer.

N°	ASP	CNB	CTA	GNA/GNG	KDU	LRM
2	0.58 ± 0.02	0.62 ± 0.09	0.79 ± 0.04	1.56 ± 0.07	0.64 ± 0.03	0.58 ± 0.05
3	0.55 ± 0.02	0.60 ± 0.09	0.74 ± 0.04	1.53 ± 0.06	0.63 ± 0.03	0.50 ± 0.03
4	0.57 ± 0.03	0.76 ± 0.12	0.82 ± 0.05	1.65 ± 0.09	0.69 ± 0.04	0.62 ± 0.07
5	0.52 ± 0.02	0.49 ± 0.07	0.56 ± 0.03	1.54 ± 0.06	0.58 ± 0.03	0.48 ± 0.03
7	0.48 ± 0.02	0.35 ± 0.07	0.64 ± 0.02	1.45 ± 0.05	0.75 ± 0.14	0.41 ± 0.02
8	0.55 ± 0.02	0.59 ± 0.08	0.71 ± 0.04	1.66 ± 0.08	0.71 ± 0.04	0.57 ± 0.04
15	0.50 ± 0.01	0.55 ± 0.08	0.78 ± 0.03	1.06 ± 0.05	0.60 ± 0.03	0.50 ± 0.03
16	0.50 ± 0.01	0.53 ± 0.08	0.77 ± 0.03	0.97 ± 0.04	0.60 ± 0.03	0.50 ± 0.03
17	0.51 ± 0.01	0.48 ± 0.07	0.75 ± 0.03	0.94 ± 0.04	0.59 ± 0.02	0.50 ± 0.03
18	0.52 ± 0.02	0.48 ± 0.07	0.76 ± 0.03	0.96 ± 0.04	0.61 ± 0.03	0.51 ± 0.03
19	0.48 ± 0.01	0.27 ± 0.06	0.82 ± 0.03	0.91 ± 0.04	0.60 ± 0.02	0.44 ± 0.02
20	0.48 ± 0.01	0.25 ± 0.06	0.82 ± 0.03	0.90 ± 0.04	0.60 ± 0.03	0.44 ± 0.02
21	0.48 ± 0.02	0.34 ± 0.05	0.81 ± 0.03	0.99 ± 0.04	0.59 ± 0.02	0.45 ± 0.02
22	0.49 ± 0.02	0.34 ± 0.06	0.83 ± 0.03	0.98 ± 0.05	0.58 ± 0.02	0.46 ± 0.02
23	0.48 ± 0.02	0.43 ± 0.09	0.65 ± 0.02	1.02 ± 0.05	0.58 ± 0.03	0.45 ± 0.02
26	0.49 ± 0.02	0.35 ± 0.06	0.66 ± 0.02	1.05 ± 0.05	0.58 ± 0.03	0.44 ± 0.02
27	0.47 ± 0.02	0.47 ± 0.07	0.58 ± 0.03	1.33 ± 0.06	0.63 ± 0.04	0.54 ± 0.03
29	0.47 ± 0.02	0.51 ± 0.08	0.64 ± 0.03	0.87 ± 0.05	0.61 ± 0.04	0.50 ± 0.03
30	0.47 ± 0.01	0.32 ± 0.06	0.62 ± 0.05	0.86 ± 0.04	0.58 ± 0.03	0.48 ± 0.03
33	0.55 ± 0.03	0.66 ± 0.11	0.67 ± 0.03	1.06 ± 0.08	0.63 ± 0.03	0.56 ± 0.04
37	0.45 ± 0.02	0.49 ± 0.08	0.66 ± 0.03	0.74 ± 0.04	0.58 ± 0.02	0.49 ± 0.02
38	0.45 ± 0.01	0.48 ± 0.08	0.67 ± 0.03	0.75 ± 0.03	0.59 ± 0.02	0.46 ± 0.02
41	0.51 ± 0.03	0.70 ± 0.11	0.74 ± 0.06	1.74 ± 0.11	0.63 ± 0.04	0.61 ± 0.05
42	0.48 ± 0.01	0.44 ± 0.06	0.65 ± 0.02	0.87 ± 0.04	0.59 ± 0.03	0.52 ± 0.03
43	0.48 ± 0.01	0.64 ± 0.11	0.71 ± 0.03	1.03 ± 0.05	0.59 ± 0.03	0.54 ± 0.04
44	0.49 ± 0.02	0.62 ± 0.10	1.01 ± 0.04	1.42 ± 0.07	0.61 ± 0.03	0.69 ± 0.06

Cuadro 5.8: Mismo formato que el Cuadro 5.1 pero de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 4.

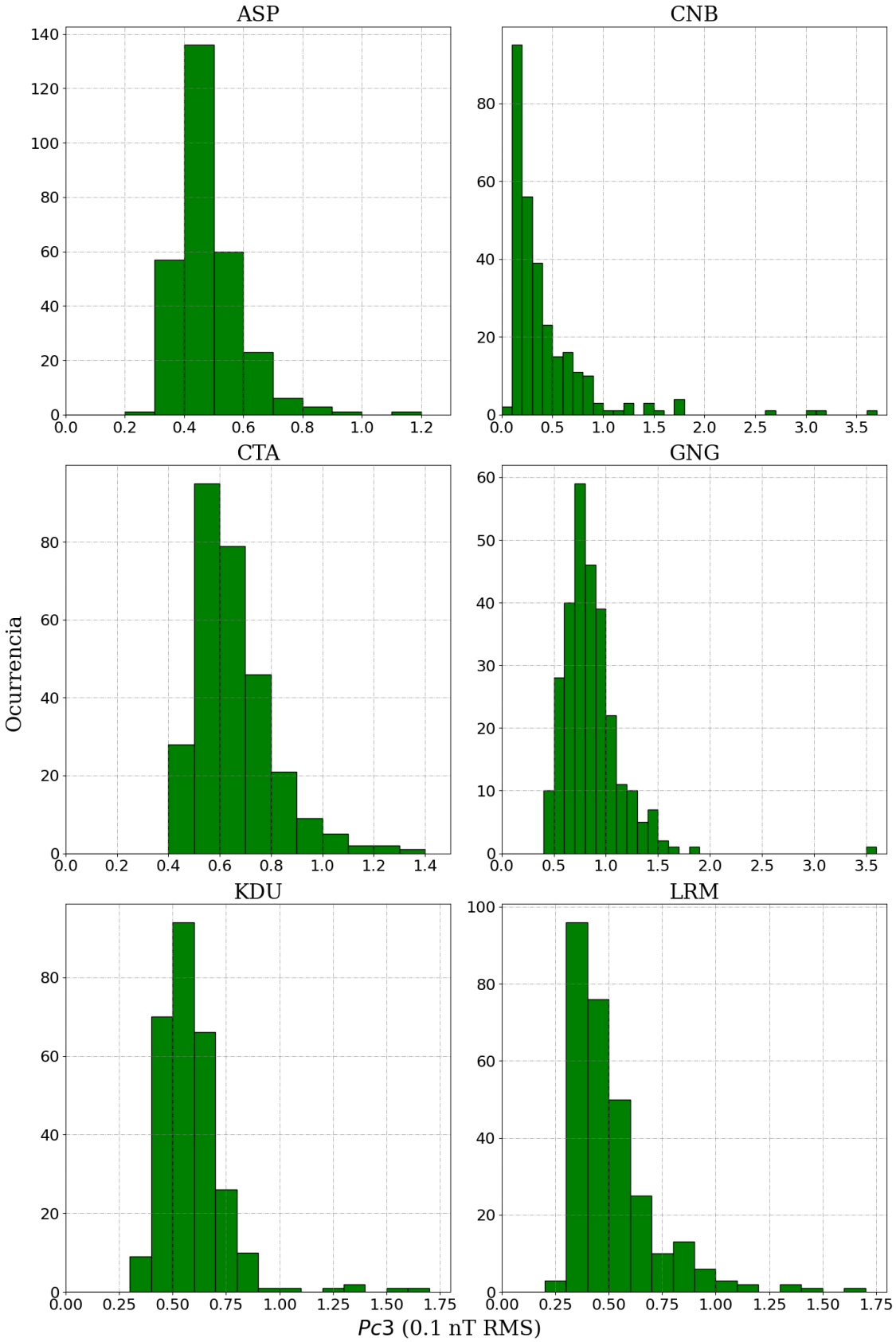

Figura 5.12: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°42.

Se ilustra en la Figura 5.13 la variación espacial del índice Pc3 promedio del evento N°42. Mapas análogos a la Figura 5.13 de los eventos restantes se muestran en la Sección D.3. Al igual que para el caso particular, los mapas comparten las mismas características que los mapas de los paneles (b) de las Secciones B.3 y C.3. Es de esperar que estos mapas sean similares ya que la condición $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$ separa la actividad Pc3 usual de la alta actividad Pc3, y $Pc3_{\mathrm{u}}$ fue bastante regular en cada estación durante la mayoría de los eventos (ver Cuadros 5.2-5.3 y 5.5-5.6).

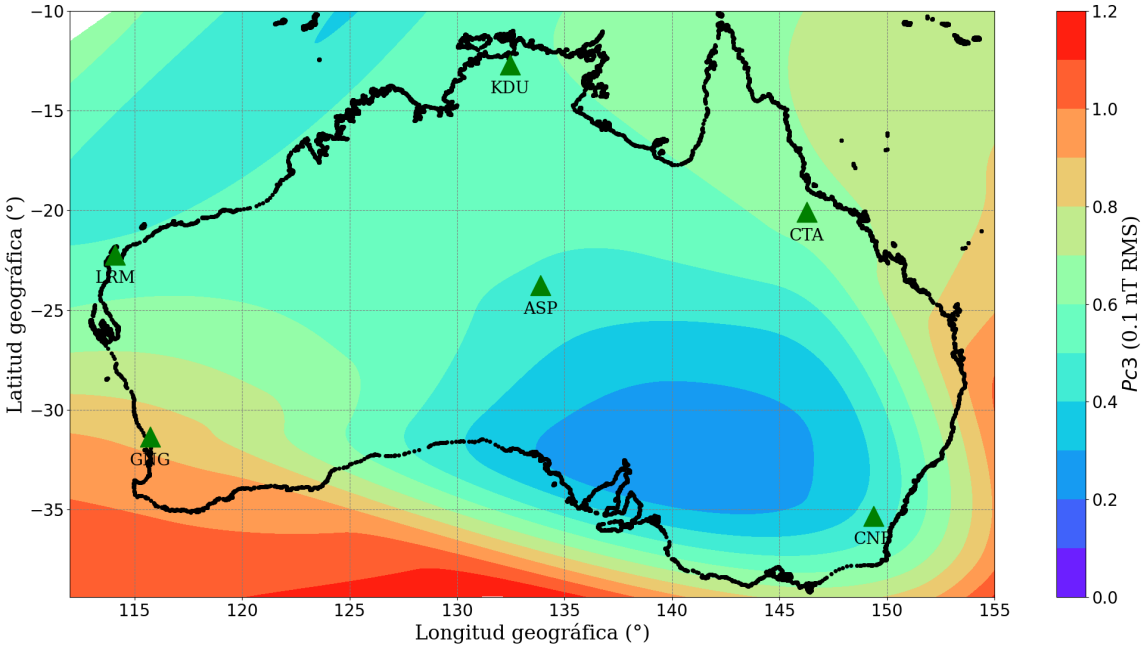

Figura 5.13: Mismo formato que la Figura 5.2 (b) pero del evento N°42.

5.5. Aspectos generales

Englobando los resultados obtenidos, se destacan a continuación aquellos relevantes:

- El índice Pc3 promedio medido en las estaciones ASP y KDU fue estable en todos los eventos y tipos de actividad Pc3. Los valores promedio oscilaron en la estación ASP entre 0.045-0.068, 0.052-0.065, 0.046-0.054 y 0.045-0.058 nT RMS en los tipos de actividad 1, 2, 3 y 4, respectivamente, mientras que los valores promedios respectivos en la estación KDU oscilaron entre 0.057-0.089, 0.069-0.086, 0.058-0.067 y 0.058-0.075 nT RMS.

- El índice Pc3 promedio medido en las estaciones CNB, CTA y GNA/GNG varió considerablemente en todos los eventos y tipos de actividad Pc3. En la estación LRM, el índice Pc3 promedio varió significativamente en los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1, 2 y 3, pero fue estable en los eventos asociados a la de tipo 4 (0.041-0.069 nT RMS).

- Los errores estándar del índice Pc3 promedio de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1 fueron mayores que los de los eventos asociados a la de tipo 4, lo cual es consecuencia de la diferencia entre la actividad Pc3 alta y usual que caracteriza a ambos tipos. Esta

diferencia no es perceptible en el índice Pc3 promedio ya que este parámetro no es un indicador del nivel de distribución de un conjunto de datos.

- En promedio, cuando $Pc3 < Pc3_{\mathrm{u}}$, valores mínimos del índice Pc3 fueron observados entre las estaciones ASP y CNB, ubicándose la segunda zona de mínimos al noroeste de Australia. Valores máximos del índice Pc3 fueron registrados en el suroeste del país (estación GNA/GNG). La distribución espacial más irregular fue observada en la actividad Pc3 tipo 1.
- No se observó ningún patrón evidente entre la ubicación de los puntos de origen de las FSXs del Ciclo Solar 24 y los cuatro tipos de actividad Pc3 (ver Figura 5.14).

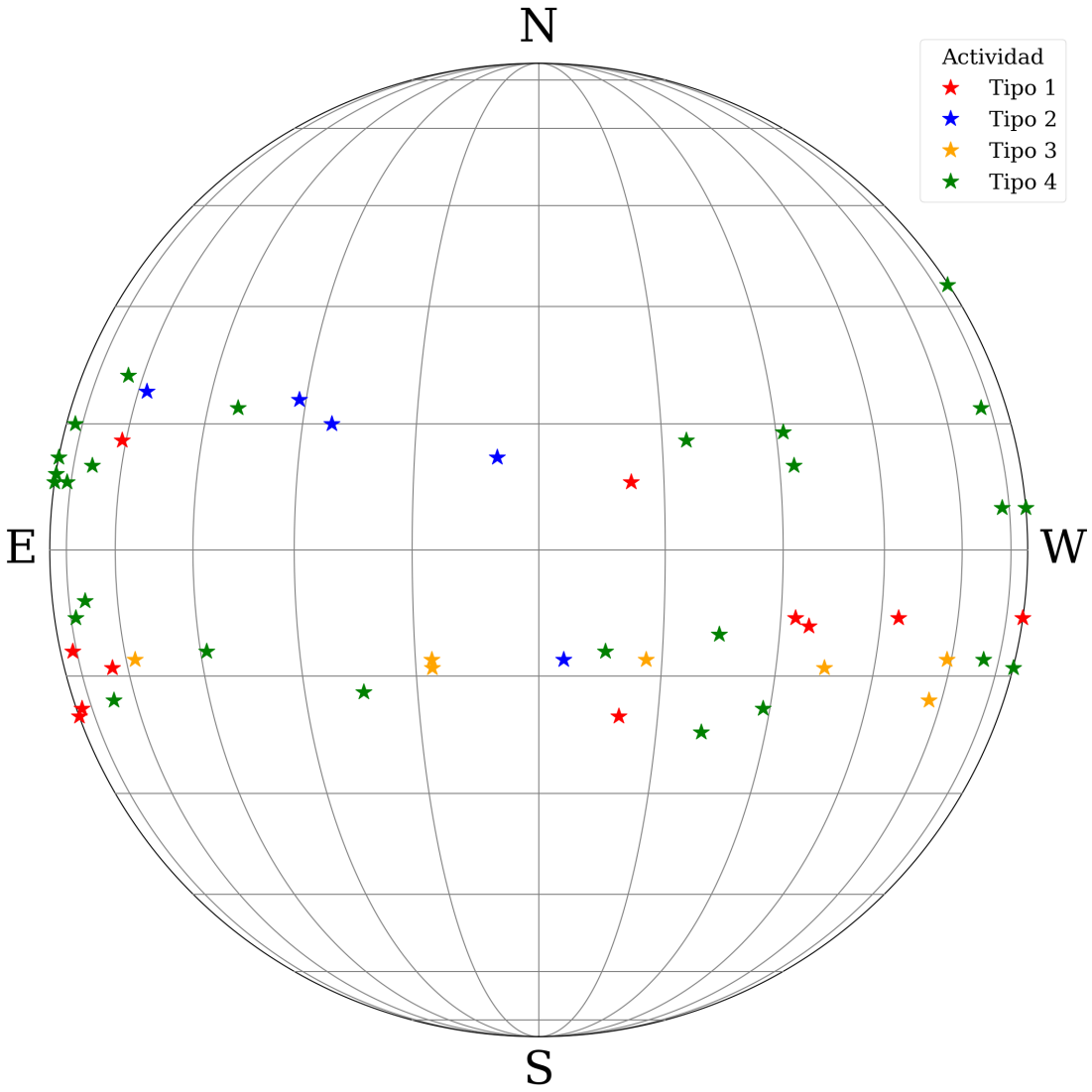

Figura 5.14: Mapa de la ubicación en el disco solar de las ARs asociadas a las FSXs del Ciclo Solar 24, elaborado usando los datos del Cuadro 4.2.

Capítulo 6

Discusión

Primero, se discutirán los resultados obtenidos según el tipo de actividad Pc3 observado:

1. Actividad Pc3 tipo 1: la Figura 5.2 y las gráficas de la Sección A.1 muestran un aumento prolongado y simultáneo de la amplitud de las pulsaciones Pc3 en las seis estaciones magnéticas de Australia continental. De la similitud de estas gráficas con la Figura 2.21, se infiere que la actividad Pc3 observada por Vallée et al., 2007 durante las fases inicial y principal de la tormenta geomagnética del Día de la Bastilla sería la misma que la actividad Pc3 tipo 1 identificada en la presente investigación. Por lo tanto, este tipo de actividad Pc3 sería causada por la llegada de las CMEs asociadas a las FSXs del Cuadro 5.1, y sería consecuencia principalmente del incremento de v_{sw} (Ansari, 2007; Heilig et al., 2007; Heilig et al., 2010; Lotz et al., 2015; Saito, 1965; Vallée et al., 2007) y la reducción de la distancia a la magnetopausa (Heilig et al., 2010; Saito, 1965), por las razones expuestas en la Sección 2.4.4. En particular, la Figura 1.1 muestra que parte de la CME asociada a la FSX del evento N°48 alcanzó la Tierra antes del instante 2017-09-13 00:00:00, por lo que la alta actividad Pc3 observada en el tercer grupo de ondas de la Figura 5.2 sería producto de la CME. La actividad Pc3 anterior al tercer grupo de ondas habría sido consecuencia de una corriente de alta velocidad en uno de los brazos de la espiral de Parker (ver Sección 2.2.5). En conclusión, el comportamiento observado del índice Pc3 durante los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1 apoya la teoría de ondas upstream como principal mecanismo de generación de las ondas Pc3. La similitud de los patrones de evolución del índice Pc3 en todas las estaciones magnéticas (especialmente evidente en los eventos N°0, 1, 6, 45-48) refuerza esta inferencia, ya que la aparición de un mismo patrón de evolución en diferentes puntos de la superficie terrestre es indicio de la existencia de un único mecanismo de generación de las pulsaciones Pc3.

   No se descarta que los eventos N°28, 31, 32 y 35, en realidad manifiesten actividad Pc3 tipo 4, ya que los altos niveles de ruido de fondo no permiten distinguir un patrón de evolución claro como en los eventos mencionados en el anterior párrafo. Esto también es evidente en los histogramas de la Sección A.2, donde los valores umbrales $Pc3_{\mathrm{u}}$ son más difíciles de discernir en estos eventos.

Los mapas de distribución espacial del índice Pc3 promedio revelaron que el nivel de actividad Pc3 fue mayor hacia latitudes más altas, en aparente contradicción con los hallazgos de investigadores interiores (ver Sección 2.4.4). Sin embargo, además del ecuador magnético, existe otro rango de latitudes donde la amplitud de las pulsaciones Pc3 alcanza su segundo máximo: el óvalo auroral (Balasis, Daglis et al., 2015; Balasis et al., 2019; Vallée et al., 2007). El óvalo auroral es una banda latitudinal elíptica alrededor de los polos magnéticos (más enlongada en el sector noche) donde se registra la mayor parte de la actividad auroral, y que divide las líneas del campo geomagnético casi verticales a la superficie terrestre (características de las zonas polares) de las líneas de campo geomagnético con mayor grado de inclinación. El óvalo auroral generalmente se ubica en el rango de latitudes magnéticas ±65-75° (Royal Belgian Institute for Space Aeronomy [BIRA-IASB], s.f.), pero desciende a latitudes más próximas al ecuador durante subtormentas y tormentas geomagnéticas. Aún no se conoce con certeza el mecanismo por el cual las pulsaciones Pc3 se amplifican en los óvalos aurorales.

En los mapas mostrados en el presente trabajo, se ha considerado el rango de latitudes geográficas $(-10°,-37.5°)$, que es equivalente al rango de latitudes magnéticas $(-40°,-70°)$ durante el mismo periodo (Alken et al., 2021; Thébault et al., 2015). Entonces, el borde inferior mostrado en los mapas ilustra la sección del óvalo auroral del sur más próxima al ecuador magnético, lo cual explica por qué los niveles más altos de actividad Pc3 fueron observados en el borde inferior de los mapas de los paneles (a). Por lo tanto, los resultados obtenidos en la presente tesis confirman que el óvalo auroral es una segunda banda de máximos de la actividad Pc3.

2. Actividad Pc3 tipo 2: comparando la Figura 5.6 con las gráficas de la Sección B.1, es evidente que el evento N°13 es, con bastante diferencia, el ejemplo más claro de este tipo de actividad Pc3, observándose actividad Pc3 altamente contaminante en los eventos restantes. Nótese que, si la amplitud de las pulsaciones Pc3 en las estaciones magnéticas donde se detectaron las anomalías hubiera sido la misma que la medida en otras estaciones, estos eventos estarían asociados a la actividad Pc3 tipo 1, ya que el patrón de evolución del índice Pc3 en todas las estaciones es similar. Por lo tanto, es más exacto referirse a estas anomalías como amplificaciones de las pulsaciones Pc3 provenientes de la región upstream del bow shock. Por lo expuesto en la Sección 2.4.3, amplificaciones de las pulsaciones Pc3 deberían ser observadas en un rango de latitud apreciable (modo toroidal), o en una zona puntual de la superficie terrestre (modo poloidal) con extensión latitudinal proporcional a la duración del mecanismo de amplificación debido a la rotación terrestre. Como las amplificaciones reportadas en el presente trabajo son claramente un fenómeno local, su origen probablemente radique en los modos poloidales de resonancia, por lo que estas amplificaciones constituirían una prueba más de la propagación de las pulsaciones Pc3 en la magnetósfera como ondas rápidas de compresión, junto con Heilig et al., 2007 y Yumoto et al., 1985. Sin embargo, la preferencia de las amplificaciones por aparecer en la estación LRM (80 % de los eventos) es desconocida. En conclusión, al igual que en la de tipo 1, la actividad Pc3 tipo 2 también sería causada por la llegada de CMEs a la Tierra.

3. Actividad Pc3 tipo 3: la Figura 5.10 y las gráficas de la Sección C.1 confirmaron la clara distinción de todos los eventos asociados a este tipo de actividad con respecto a los otros, siendo la excepción el evento N°25, donde se registró un patrón de evolución similar a los de la actividad Pc3 tipo 2 en todas las estaciones magnéticas después del instante 2013-11-11 12:00 UTC, pero que no fue tan evidente debido a los altos niveles de ruido de fondo. Es probable que este evento en realidad esté parcialmente asociado a la actividad Pc3 tipo 2.

   Al comparar las gráficas de las Secciones B.1 y C.1, se deduce que las anomalías asociadas a la actividad Pc3 tipo 3 no pueden considerarse como amplificaciones de las pulsaciones Pc3 ya que versiones moderadas de las anomalías no fueron observadas en las estaciones circundantes, como sí ocurrió con las amplificaciones. Asimismo, como no se observaron incrementos simultáneos de la amplitud de las pulsaciones Pc3 en todas las estaciones, es probable que el origen de este tipo de actividad no radique en la región upstream, por lo que no estaría asociado a la llegada de CMEs. No se conoce ningún proceso magnetosférico que pueda causar un nivel tan alto de actividad Pc3 en un área tan puntual sin que se eleve el nivel de actividad en las estaciones circundantes, por lo que estas manifestaciones seguirán siendo referidas como anomalías. Al igual que las amplificaciones, las anomalías también muestran preferencia por manifestarse en lugares específicos de la superficie terrestre, aunque en menor grado que las amplificaciones.

4. Actividad Pc3 tipo 4: la Figura 5.14 y las gráficas de la Sección D.1 no muestran actividad Pc3 sostenida superior al ruido de fondo en ninguna de las estaciones magnéticas de Australia continental, infiriéndose que la actividad Pc3 tipo 4 sería la actividad Pc3 usual. Entonces, este tipo de actividad sería observada durante condiciones normales del viento solar, del IMF y del bow shock, por lo que no estaría relacionado con CMEs. Al igual que en la actividad Pc3 tipo 1, el gradiente del índice Pc3 promedio dirigido hacia el Sur que se observó en la mayoría de los eventos sería consecuencia del óvalo auroral del sur. El mismo razonamiento es aplicable a los mapas de los paneles (b) de los eventos asociados a los otros tipos de actividad Pc3, ya que estos mapas fueron elaborados usando los promedios de los valores usuales del índice Pc3, por lo que en teoría no existe distinción entre los mapas de los paneles (b) de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1, 2 y 3, y los mapas de la actividad Pc3 tipo 4.

Si bien los tipos de actividad Pc3 1 y 2 estarían asociados a tormentas geomagnéticas causadas por CMEs, no se descarta que ambos tipos de actividad también puedan observarse sin la necesidad de la ocurrencia de las tormentas y viceversa, ya que los mecanismos que rigen la formación de tormentas geomagnéticas y la generación de pulsaciones Pc3 no son iguales (ver Secciones 2.3.2.2 y 2.4.4). Por ejemplo, el evento N°48 mostró actividad Pc3 tipo 1 incluso antes de que la CME subsecuente a la FSX con fecha 2017-09-10 alcanzara la órbita terrestre. Esta actividad previa a la llegada de la CME fue atribuida a una corriente de alta velocidad emitida desde el Sol.

Las amplificaciones y anomalías características de la actividad Pc3 tipo 2 y 3, respectivamente, podrían explicar el alto promedio anual del índice Pc3 cerca de la bahía de Hudson Bay en

Canadá (latitudes media-alta) reportado por Vallée et al., 2007, cuya investigación constituye la primera detección de esta clase de anomalías de las pulsaciones Pc3. El presente trabajo no solo confirma que estas anomalías también ocurren en bajas latitudes, sino que los diferencia en amplificaciones y anomalías verdaderas. De los 49 eventos que definieron el tamaño de la muestra, estas amplificaciones/anomalías fueron detectadas en la estación LRM 8 veces, mientras que en las estaciones CTA y GNA/GNG solo se detectaron 2 veces por cada estación. Como la ocurrencia de las amplificaciones/anomalías en la estación LRM fue al menos cuatro veces mayor que en las otras dos estaciones, es probable que un mapa del promedio anual del índice Pc3 en Australia revele altos valores relativos de este en la estación LRM, tal como en Hudson Bay de Vallée et al., 2007. Esta hipótesis deberá ser confirmada en posteriores estudios, ya que no se cuenta con mediciones anuales del índice Pc3 en la base de datos usada. Si la hipótesis fuera correcta, entonces es probable que el alto promedio anual del índice Pc3 en Hudson Bay haya sido resultado de picos muy altos y relativamente cortos de actividad Pc3, mas que de actividad Pc3 constante y estable superior a la registrada en otras zonas de Canadá. No se descarta que estos picos de actividad Pc3 también sean observados durante eventos no asociados a FSXs, especialmente aquellos relacionados con la actividad Pc3 tipo 3. Al igual que Vallée et al., 2007, la metodología aplicada en el presente trabajo no permite determinar con certeza el origen de las amplificaciones ni de las anomalías. Análisis espectrales de observatorios geomagnéticos terrestres y multi-satelitales serán necesarios para explicar sus mecanismos de origen.

Los mapas de la distribución espacial del índice Pc3 promedio pueden ser mejorados usando una red de magnetómetros más densa, lo cual requeriría de la instalación de más observatorios geomagnéticos dentro y fuera de Australia continental. Los resultados de esta hipotética red de observatorios geomagnéticos ayudarían a delimitar con más exactitud las superficies de las amplificaciones y anomalías de actividad Pc3, y a determinar, junto con estudios multi-satelitales, los mecanismos de origen y propagación de las ondas Pc3.

Usando los resultados obtenidos en el presente trabajo y los conocimientos adquiridos acerca de las pulsaciones Pc3, se deduce que la actividad Pc3 que se registraría en países ubicados en latitudes bajas (como Perú) luego de la detección de una FSX por GOES dependerá de si la FSX es sucedida por una CME, de la energía, velocidad de propagación, presión dinámica, amplitud angular, topología magnética, instante de llegada a la Tierra y dirección con respecto a la línea Sol-Tierra de la hipotética CME, de la inclinación del eje magnético terrestre, de los parámetros especificados en las Secciones 2.3.2.2 y 2.4.4, y de la existencia de lugares con relativa alta probabilidad de registrar las amplificaciones y anomalías características de la actividad Pc3 tipo 2 y 3, respectivamente. La Figura 4.2 muestra que los diferentes tipos de actividad Pc3 que se registraron en Australia continental no estuvieron fuertemente relacionados con la ubicación de las regiones activas de procedencia de las FSXs del Ciclo Solar 24 (en teoría, los tipos de actividad Pc3 asociados a CMEs deberían haber provenido de zonas cercanas al centro del disco solar), lo cual es comprensible considerando los numerosos factores de los que depende la ocurrencia de los diferentes tipos de actividad Pc3.

Omitiendo por simplicidad la existencia de las amplificaciones y anomalías, y considerando únicamente CMEs rápidas y de relativa alta energía, de los resultados obtenidos en la presente tesis y en Vallée et al., 2007, se deduce que el tipo de actividad Pc3 que se registraría luego de la erupción de una FSX en países ubicados en latitudes magnéticas ecuatoriales como Perú variará según los siguientes escenarios:

- La FSX no es sucedida por una CME. En este escenario, las condiciones del clima espacial alrededor de la Tierra no variarán significativamente, por lo que la actividad Pc3 no se incrementaría considerablemente en ninguna región de la superficie terrestre, registrándose únicamente actividad Pc3 tipo 4.

- La FSX es sucedida por una CME que no está dirigida hacia la Tierra. En este caso, el nivel de actividad Pc3 también dependerá de la amplitud angular de la CME, como en el caso del evento N°48 (actividad Pc3 tipo 1), cuya CME no estuvo dirigida hacia la Tierra, pero que igualmente interactuó con el foreshock de iones debido a la gran amplitud angular de la CME. Sin embargo, debe considerarse que no todas las CMEs poseen una gran amplitud angular, por lo que no todas las CMEs del disco solar alcanzarán la región del foreshock de iones. Habiendo aclarado este punto, entonces la actividad Pc3 que se registraría en el escenario propuesto sería de tipo 1 o 4. El escenario de la actividad Pc3 tipo 1 es descrito en el siguiente ítem.

- La FSX es sucedida por una CME dirigida hacia la Tierra. En este escenario, la probabilidad de que se registre actividad Pc3 tipo 1 es mayor que la de los dos escenarios anteriores, variando el nivel de actividad según la ubicación del país de interés (por la dependencia latitudinal del índice Pc3) y el instante de llegada de la CME (porque la actividad Pc3 es considerablemente mayor durante el día que durante la noche). En particular, considerando que el territorio peruano se extiende entre las latitudes magnéticas $(20°,-15°)$ aproximadamente (Alken et al., 2021; Thébault et al., 2015), se deduce que el nivel de actividad Pc3 que se registraría en Perú sería mayor que la que se registraría en Australia continental, siendo las ciudades de Lima y Huancayo las que experimentarían la mayor actividad Pc3 en el territorio nacional al ubicarse dentro del ecuador magnético. Por el contrario, ciudades más alejadas del ecuador magnético, como Iquitos o Arequipa, registrarían los menores niveles de actividad Pc3. Adicionalmente, también se observaría un incremento adicional del índice Pc3 de menor magnitud hacia el sureste del país debido a la Anomalía Magnética del Atlántico Sur (región de la superficie terrestre donde la magnitud del campo geomagnético es particularmente débil), la cual según el estudio ionosférico de Balasis et al., 2019 sería responsable por el aumento de la amplitud promedio de las pulsaciones Pc3 provenientes de la región upstream en esta región de la ionósfera. El nombre de la Anomalía Magnética del Atlántico Sur fue dado cuando su región central se ubicaba en el océano Atlántico, pero desde su descubrimiento la región central de esta anomalía se ha ido desplazando hacia Sudamérica (Alken et al., 2021; Amit et al., 2021; Hartmann & Pacca, 2009; Thébault et al., 2015), ubicándose en el año 2020 cerca a la frontera entre Uruguay y Brasil, por lo que actualmente su influencia en Perú es más notoria en el sureste del país.

Capítulo 7

Conclusiones

La presente tesis tenía como objetivo general estudiar la evolución del índice Pc3 luego de las 49 FSXs del Ciclo Solar 24 detectadas en el disco solar por el programa GOES de la NOAA, siendo el intervalo de tolerancia de 3 días. Para ello, se filtró con un filtro pasabanda de 10-45 segundos la magnitud del campo geomagnético medido en 13 estaciones magnéticas: 6 dentro (ver Cuadro 4.3) y 7 fuera (ver Cuadro 4.4) de Australia continental. Posteriormente, se halló el promedio RMS (Ecuación (2.49)) de las mediciones filtradas con una resolución temporal de 20 minutos y se multiplicaron los valores obtenidos por un factor de 10 para obtener el índice Pc3, siguiendo la definición usada en Vallée et al., 2007. Solo las mediciones de las 6 estaciones magnéticas dentro de Australia continental fueron objeto de análisis. Las 7 estaciones fuera de Australia solo fueron usadas para extender y precisar las superficies de interpolación obtenidas por mínima curvatura en los mapas de variación espacial del índice Pc3. Los porcentajes de cobertura de las estaciones durante los días que conformaron el tamaño de la muestra se listan en los Cuadros 4.5 y 4.6. Finalmente, se graficaron la evolución del índice Pc3, los histogramas de los valores medidos y la variación espacial del índice Pc3 promedio. En el cálculo del índice Pc3 promedio, solo se consideraron mediciones posteriores a la hipotética llegada de la CME más rápida reportada por Miteva et al., 2013 y Swalwell et al., 2017.

Los resultados obtenidos sugieren que la actividad Pc3 podría clasificarse en cuatro tipos. La actividad Pc3 tipo 1 se caracterizó por mostrar un aumento prolongado del índice Pc3 simultáneo en todas las estaciones magnéticas dentro de Australia continental. El orden de magnitud de este incremento y la similitud de los patrones de evolución fue aproximadamente igual en todas las estaciones, lo cual sugiere la existencia de un único mecanismo de generación de las pulsaciones Pc3. Es probable que este tipo de actividad haya sido reportado por Vallée et al., 2007 durante la tormenta geomagnética del Día de la Bastilla, la cual fue causada por una CME asociada a una FSX. Por lo tanto, la actividad Pc3 tipo 1 reflejaría las fases inicial y principal de las tormentas geomagnéticas ocasionadas por CMEs, pero también es probable que este tipo de actividad se registre incluso en ausencia de tormentas geomagnéticas, ya que ambos fenómenos físicos no comparten los mismos mecanismos de origen. Los mapas de distribución espacial del índice Pc3 promedio revelaron que, cuando $Pc3 > Pc3_{\mathrm{u}}$, la actividad Pc3 tipo 1 fue mayor hacia latitudes geográficas más altas a partir de $-30°$, lo cual fue atribuido al óvalo auroral del sur. Adicionalmente, se observó un gradiente de menor magnitud con dirección Oeste. En

conclusión, el suroeste de Australia (estación GNA/GNG) fue la región del país más susceptible a registrar valores altos del índice Pc3 luego de las FSXs del Ciclo Solar 24. Se identificaron un total de 11 (22.4 %) eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1.

La actividad Pc3 tipo 2 se caracterizó por mostrar un aumento prolongado del índice Pc3 simultáneo en todas las estaciones magnéticas de Australia continental, el cual era especialmente alto en solo una estación, pero que compartía el mismo patrón de evolución que las otras estaciones. Esto sugiere la existencia de un único mecanismo de generación de pulsaciones Pc3, por lo que la actividad Pc3 tipo 2 también sería consecuencia de la llegada de CMEs asociadas a FSXs. Las amplificaciones fueron atribuidas a modos poloidales de resonancia, sobrentendiéndose que las pulsaciones Pc3 se transmitirían por la magnetósfera principalmente como ondas rápidas de compresión. Se identificaron un total de 5 (10.2 %) eventos que mostraron actividad Pc3 tipo 2.

Como tanto la actividad Pc3 tipo 1 como la de tipo 2 habrían sido manifestaciones de la llegada de CMEs asociadas a las FSXs del Ciclo Solar 24, se deduce que el porcentaje de FSXs que ocasionaron un aumento importante del índice Pc3 habría sido de 32.6 %. Tal como se explicó en los Capítulos 5 y 6, este porcentaje variará si los eventos con diferencia temporal menor a 1 día no son considerados, y según la rigurosidad del investigador. Por otro lado, la similitud de los patrones de evolución del índice Pc3 en todas las estaciones magnéticas en ambos tipos de actividad es coherente con la teoría de ondas upstream.

La actividad Pc3 tipo 3 se caracterizó por mostrar un incremento aislado de varios órdenes de magnitud del índice Pc3 (anomalía) solo en una estación magnética, permaneciendo el nivel de actividad relativamente bajo en las estaciones restantes. Como no se observaron incrementos del índice Pc3 en todas las estaciones, es probable que este tipo de actividad no esté relacionado con CMEs. Se identificaron un total de 7 (14.3 %) eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 3.

Es probable que las amplificaciones y anomalías encontradas en la presente tesis hayan sido reportadas por primera vez por Vallée et al., 2007 en Canadá (ver Figura 2.22), pero el promedio anual del índice Pc3 que usaron no les permitió discernir la diferencia entre amplificaciones y anomalías, así como la relativa corta duración de las mismas.

La actividad Pc3 tipo 4 se caracterizó por un nulo incremento de la actividad Pc3 durante los días considerados. Por lo tanto, este tipo de actividad representaría a la actividad Pc3 usual, producto de la interacción constante entre los protones del foreshock y el viento solar (ver Sección 2.4.2). El gradiente hacia el Sur del índice Pc3 promedio observado en la mayoría de los eventos también habría sido ocasionado por el óvalo auroral del sur. Se identificaron un total de 26 (53.1 %) eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 4.

Apéndice A

Imágenes complementarias de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 1

A.1. Variación temporal del índice Pc3

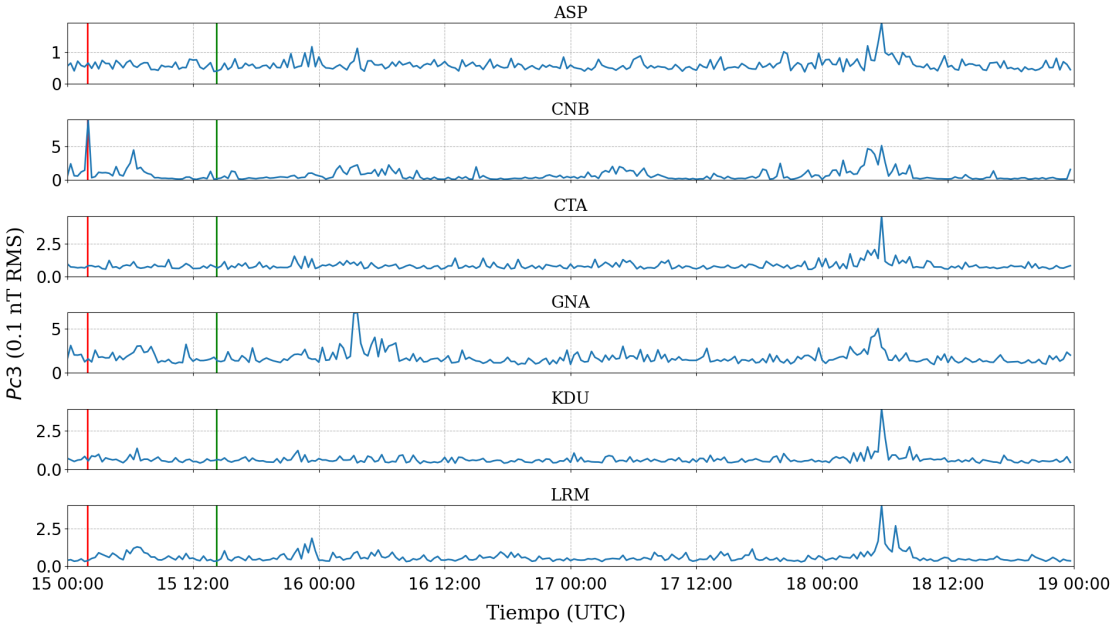

Figura A.1: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°0.

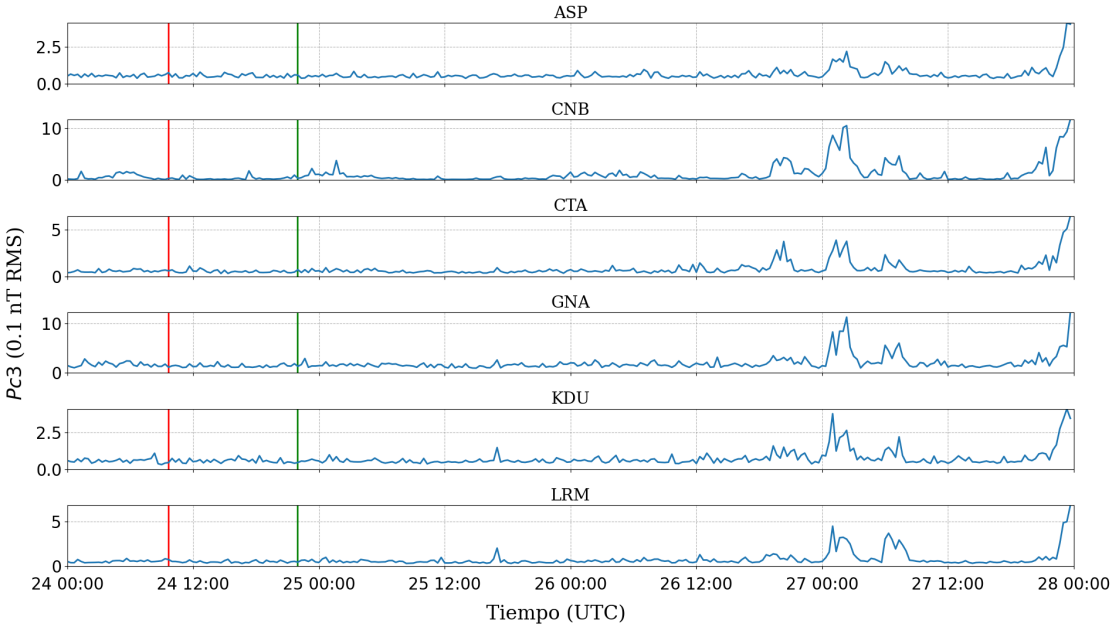

Figura A.3: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°6.

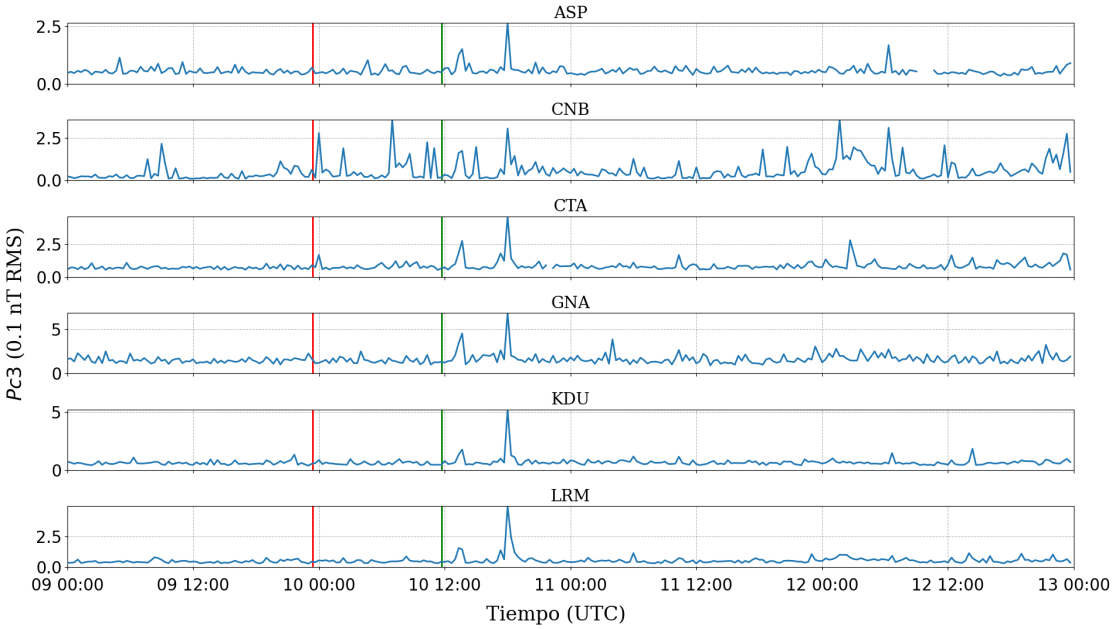

Figura A.2: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°1.

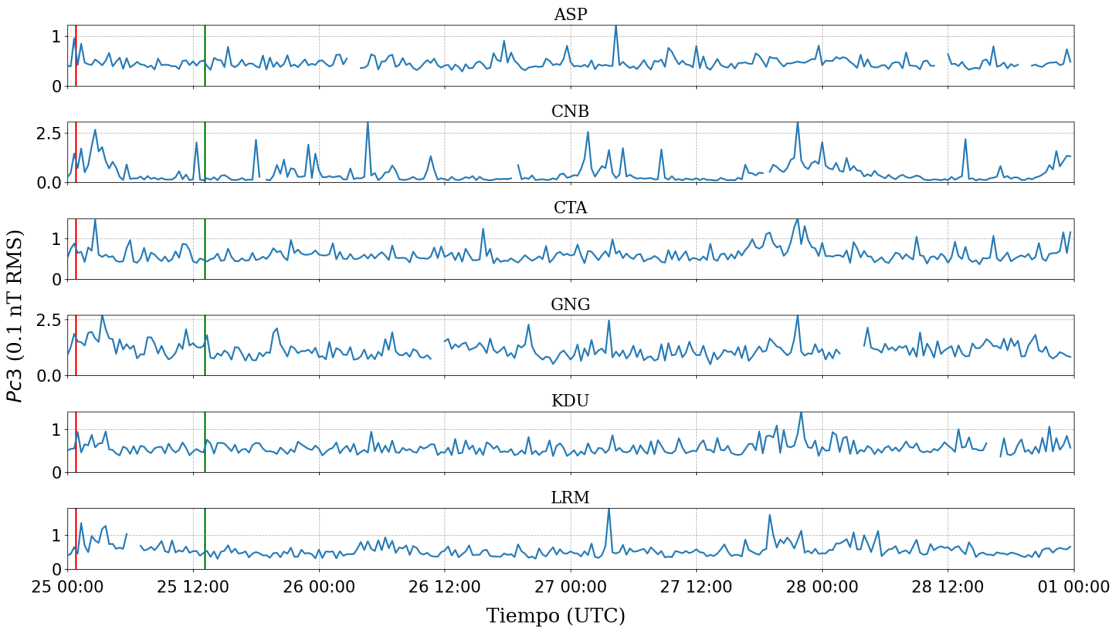

Figura A.4: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°28.

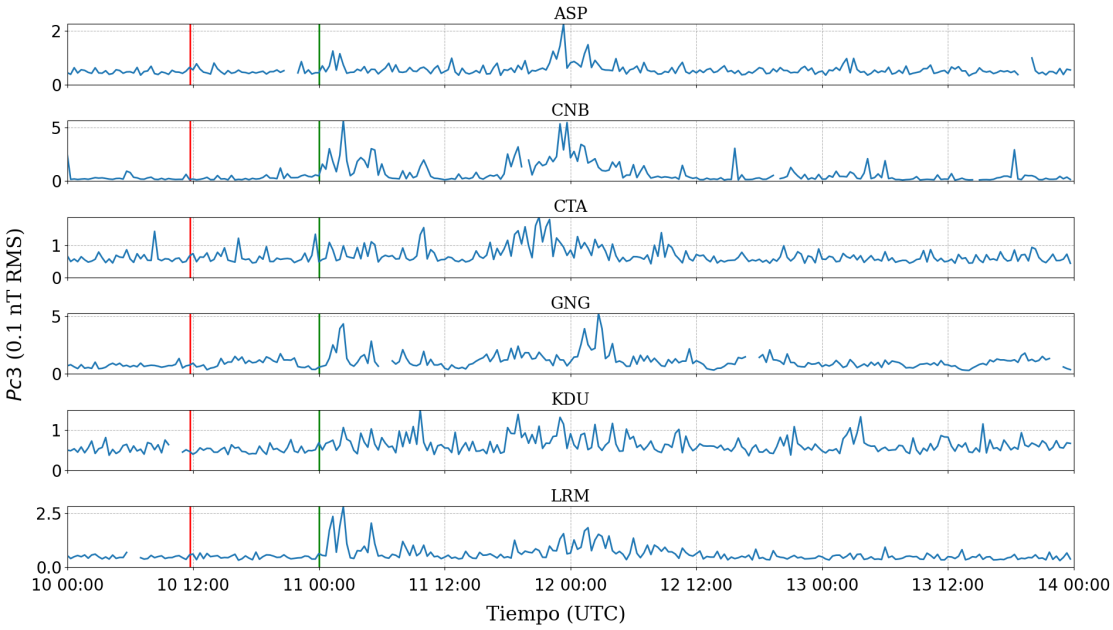

Figura A.5: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°31.

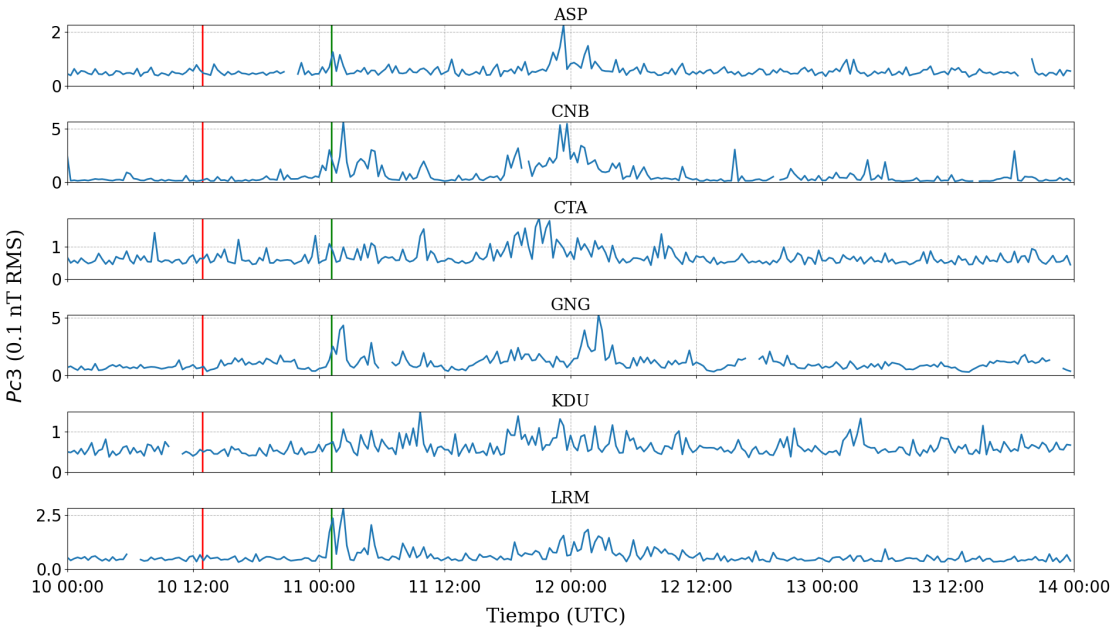

Figura A.6: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°32.

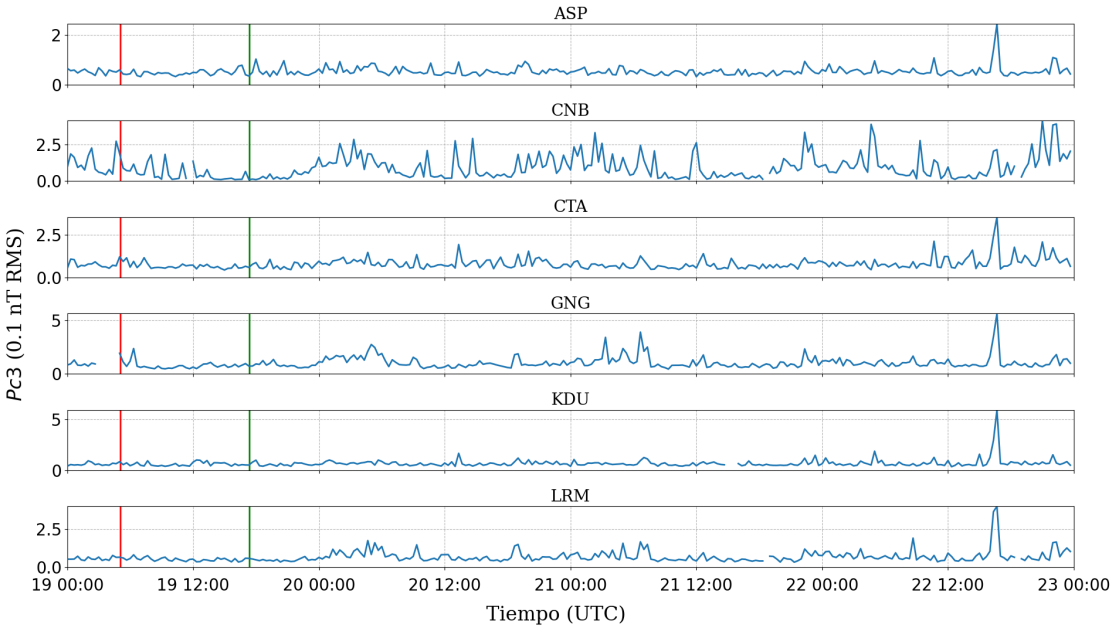

Figura A.7: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°35.

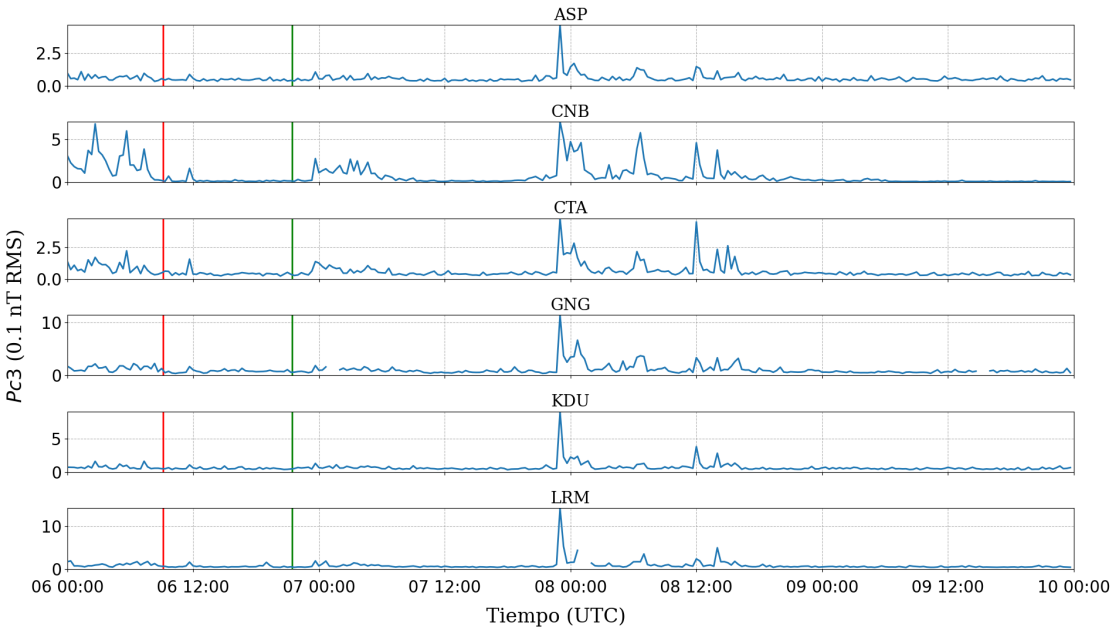

Figura A.8: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°45.

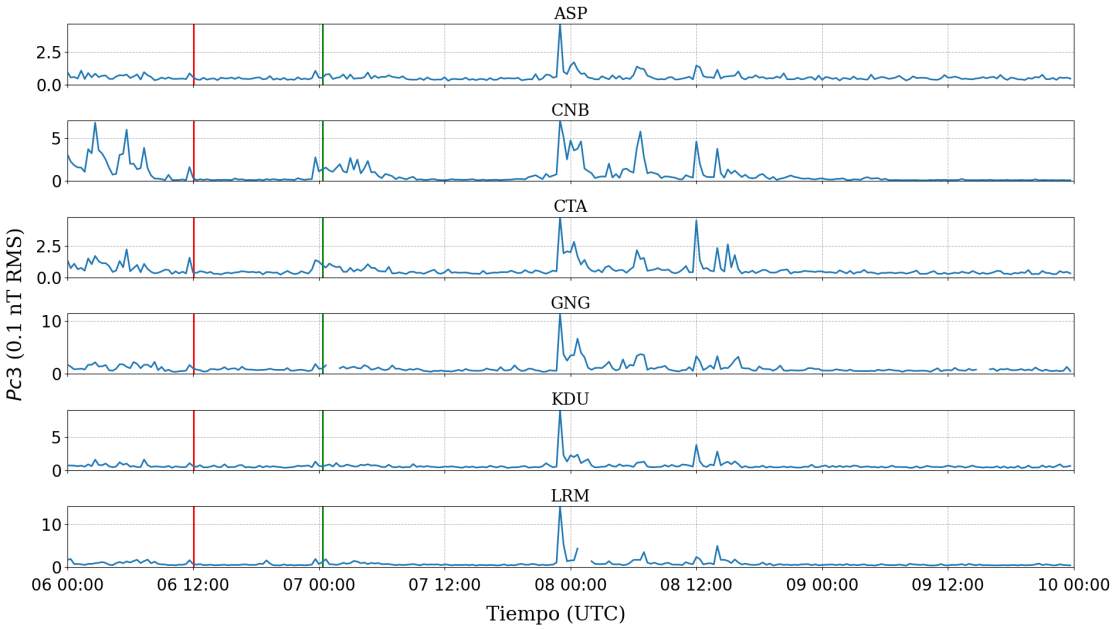

Figura A.9: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°46.

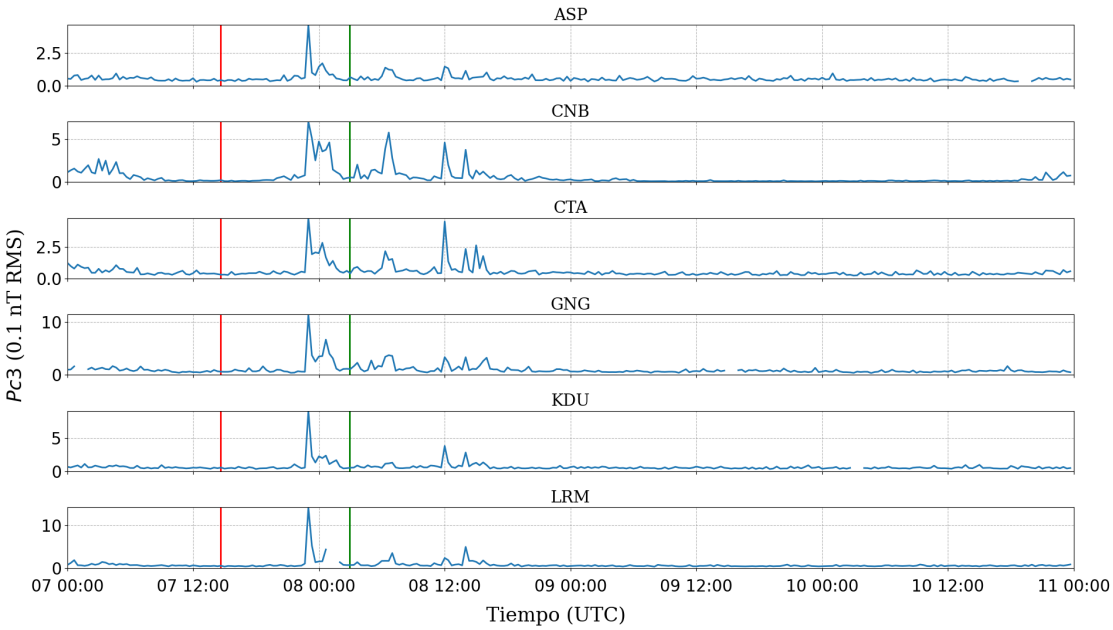

Figura A.10: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°47.

A.2. Histogramas

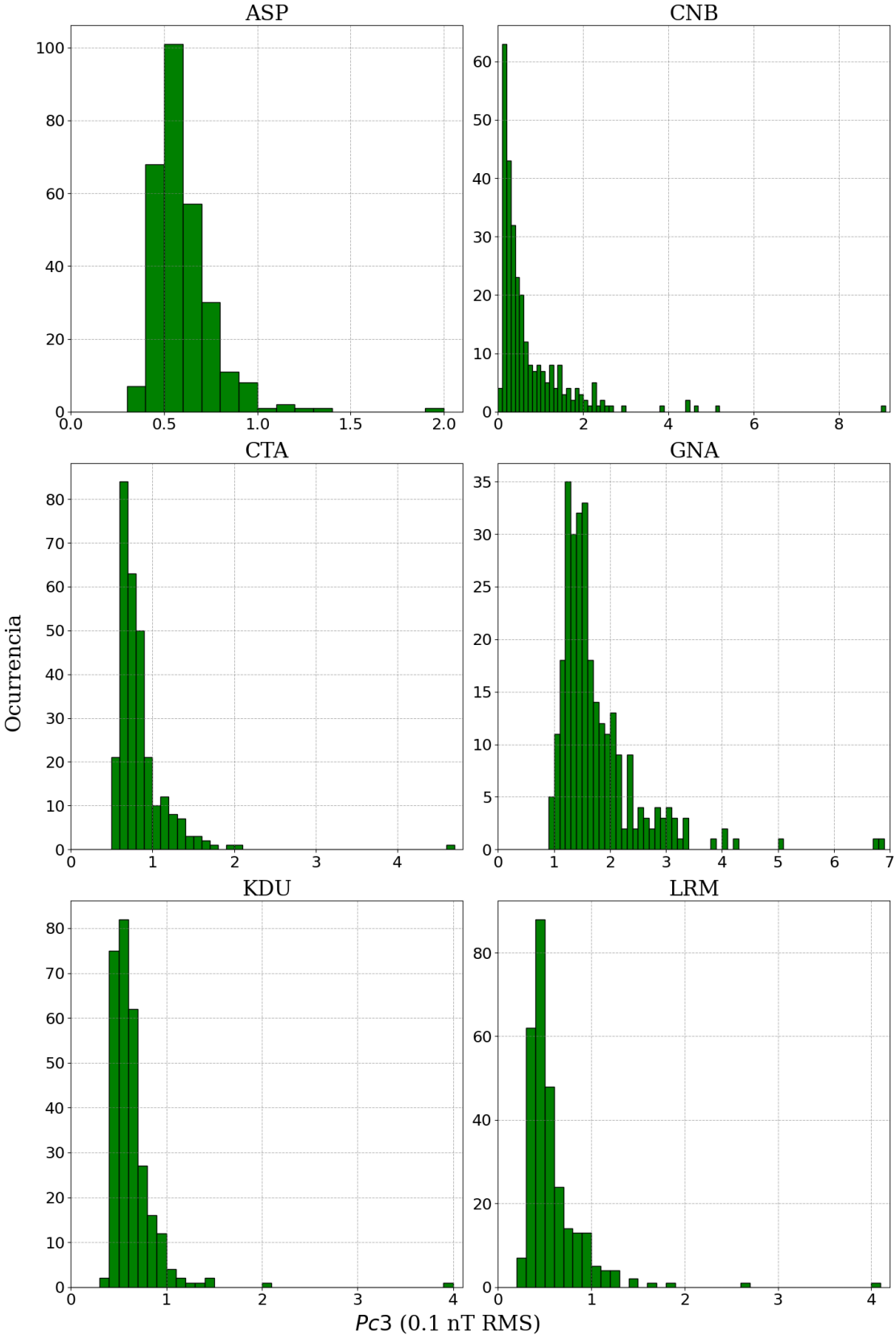

Figura A.11: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°0.

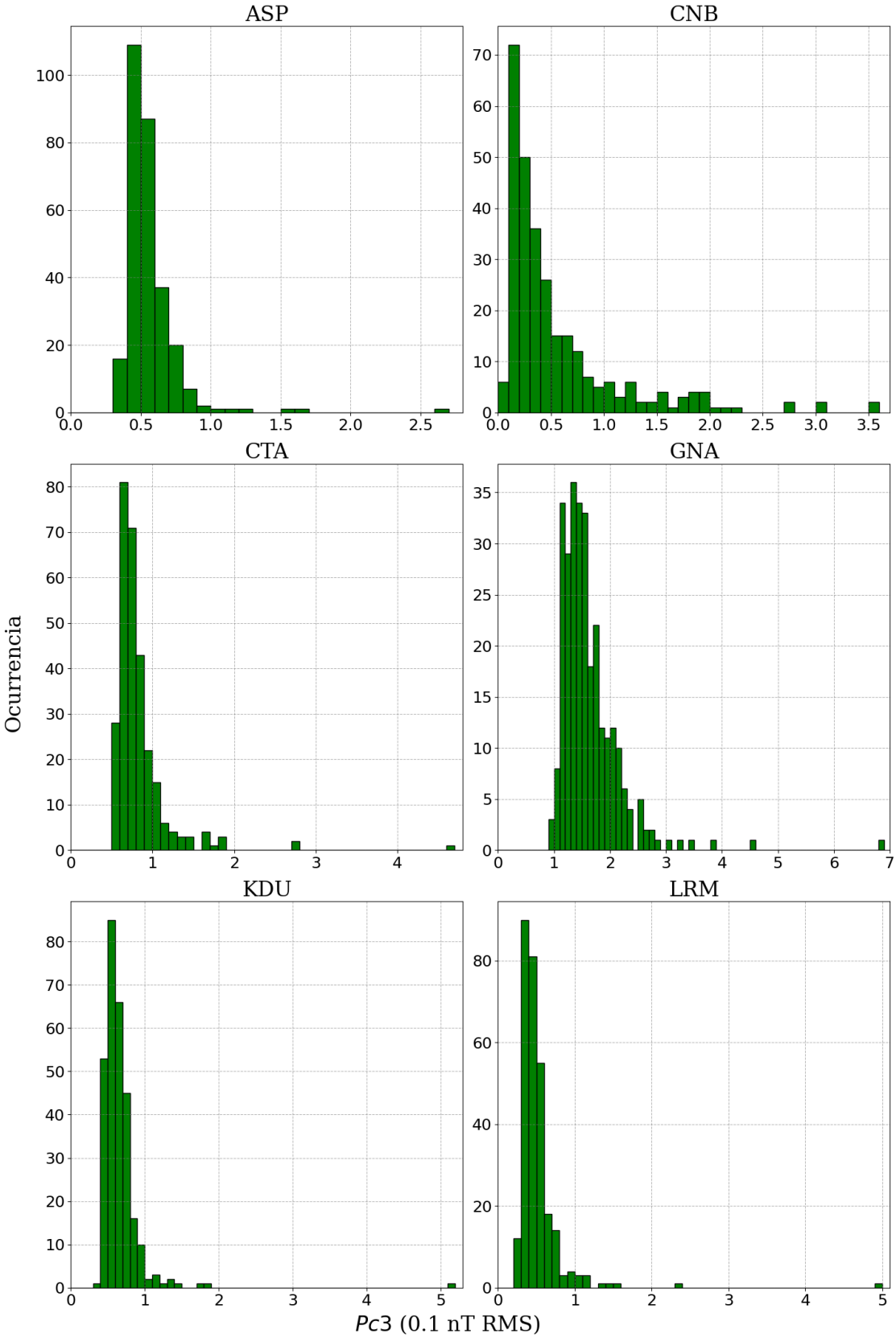

Figura A.12: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°1.

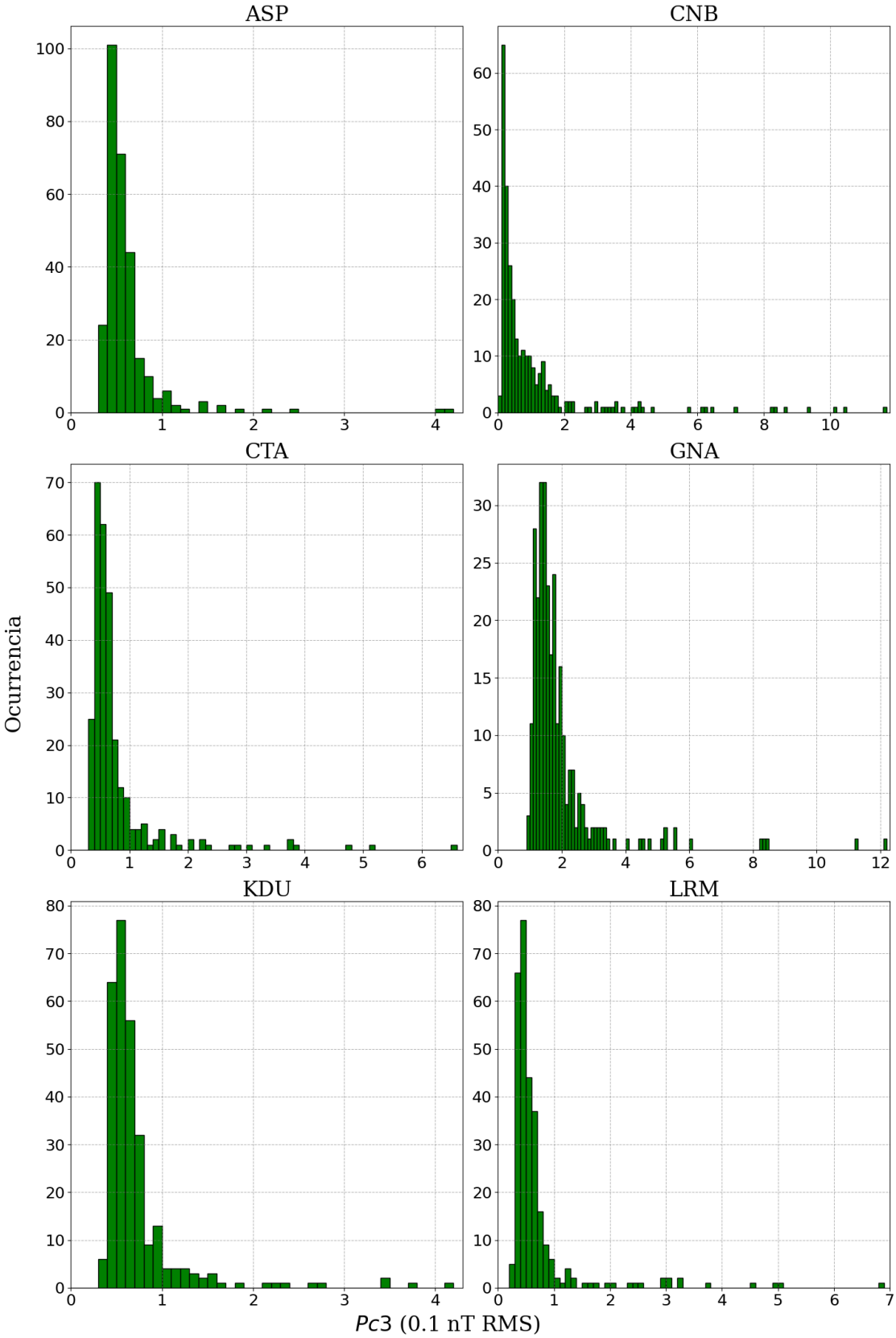

Figura A.13: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°6.

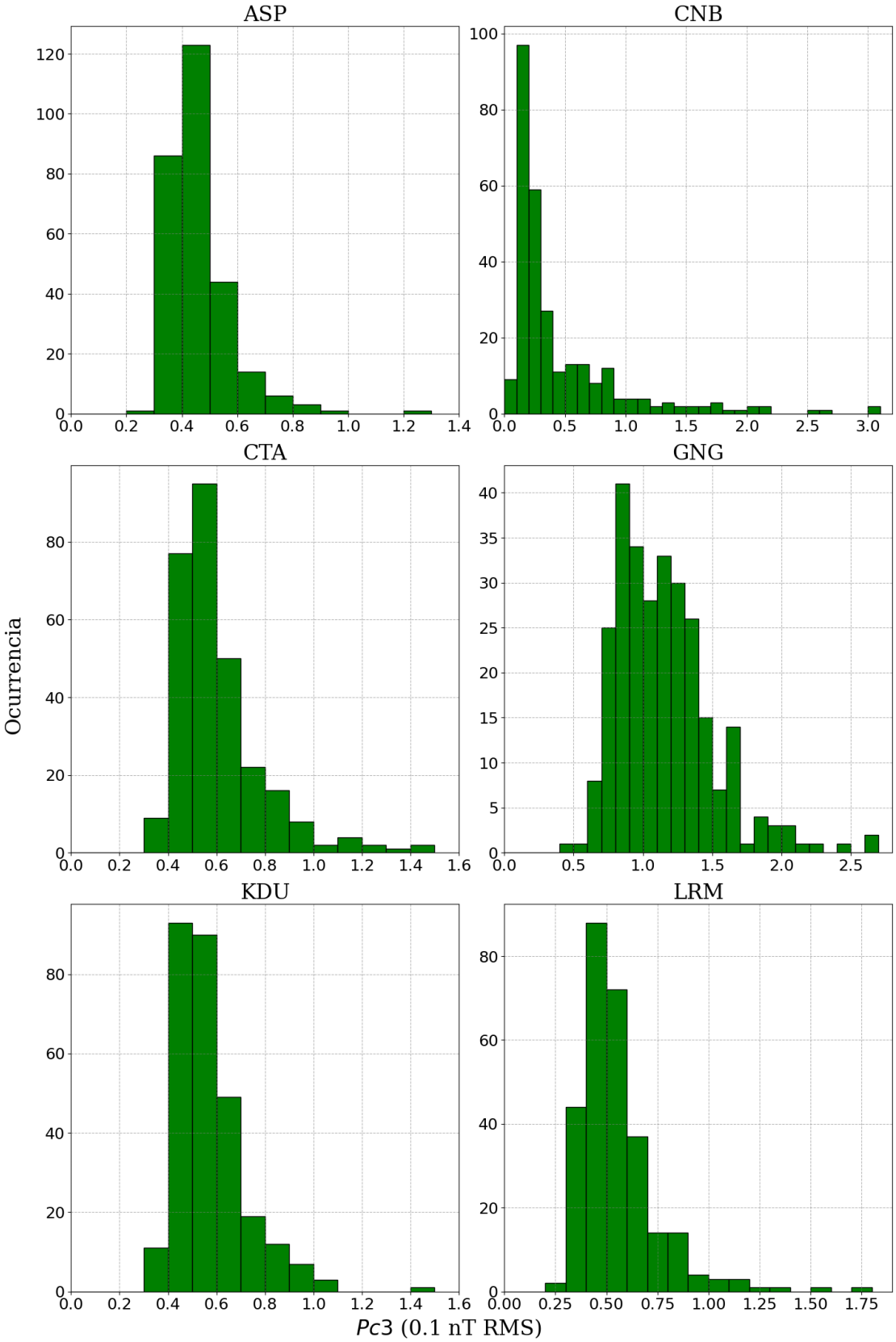

Figura A.14: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°28.

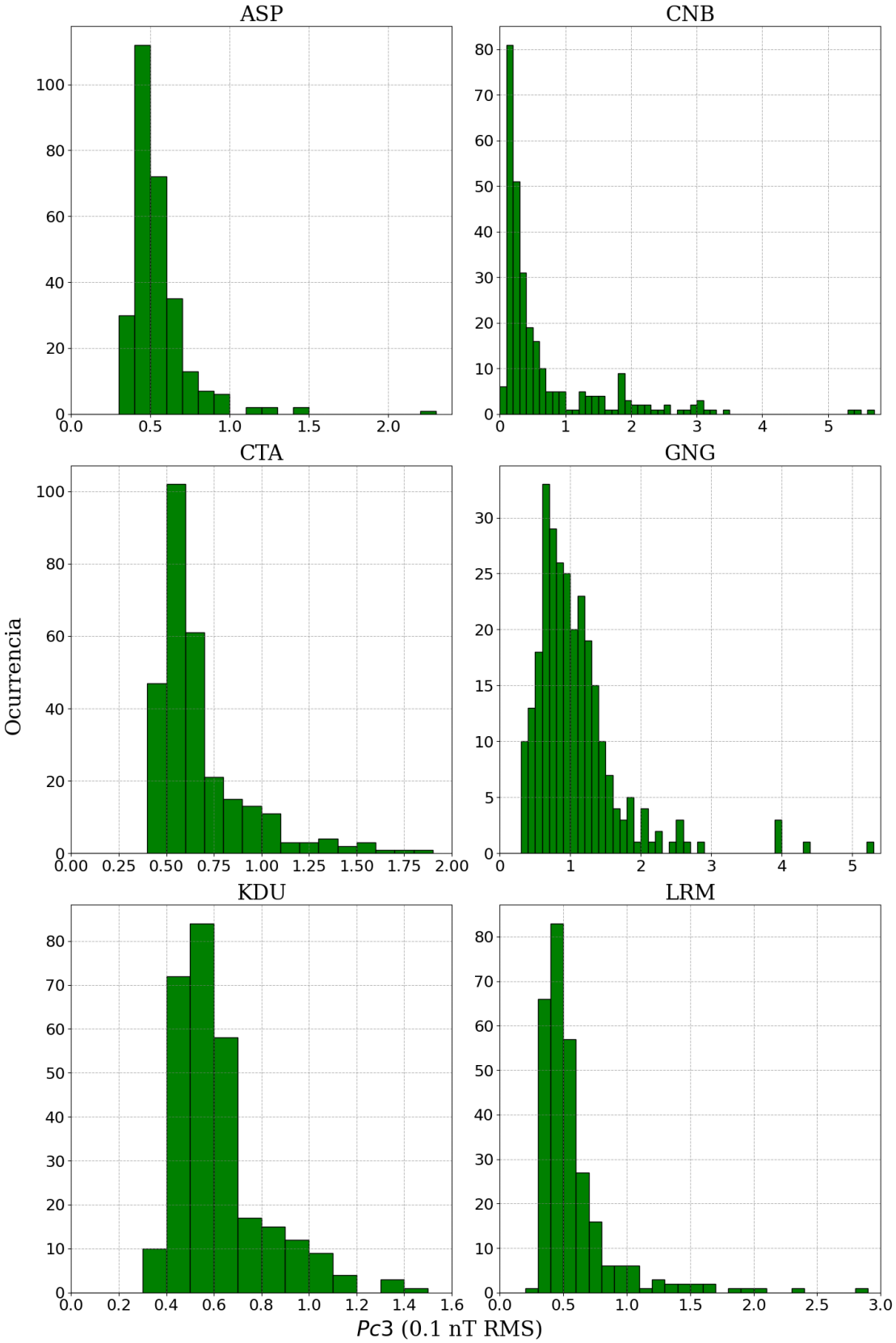

Figura A.15: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°31.

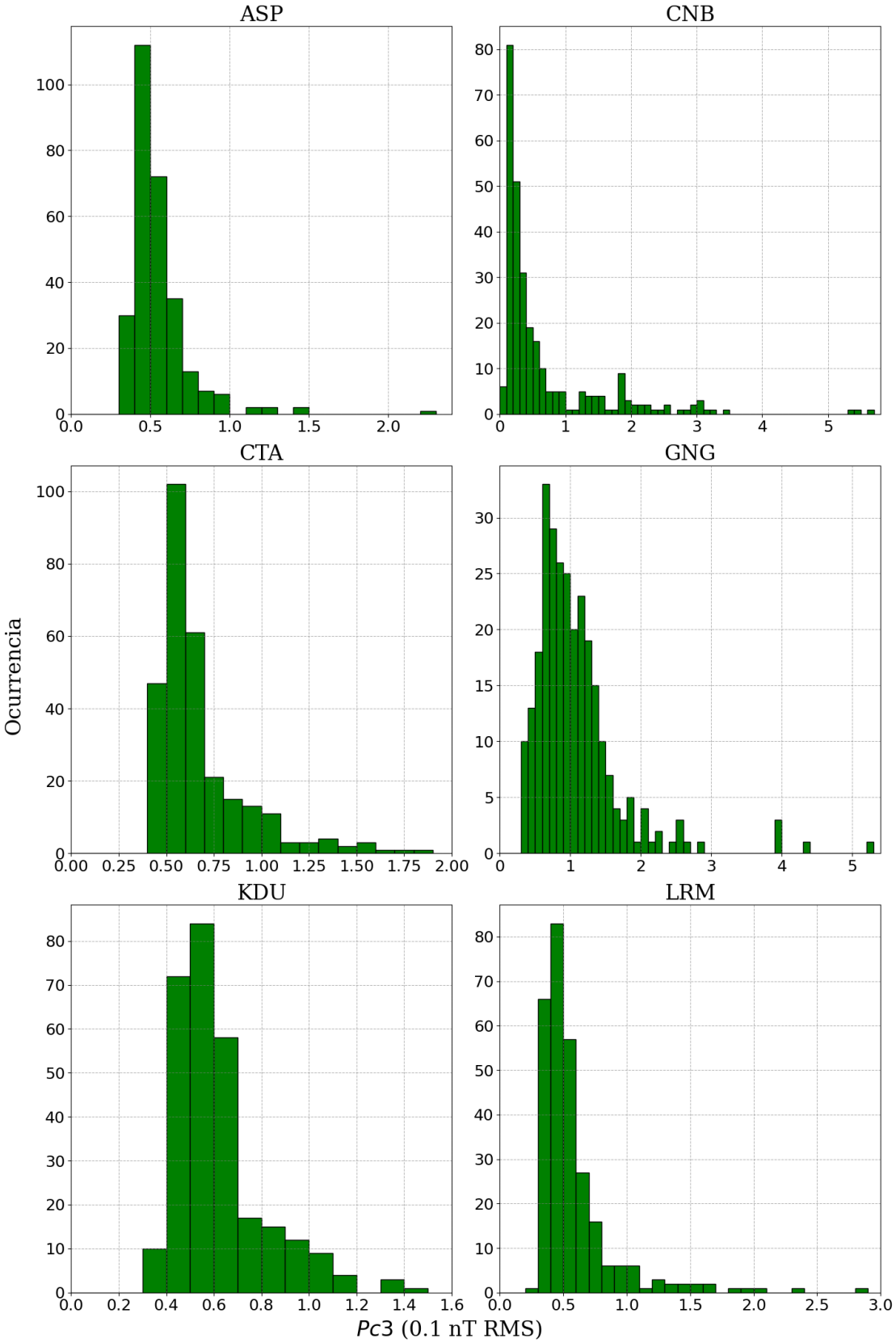

Figura A.16: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°32.

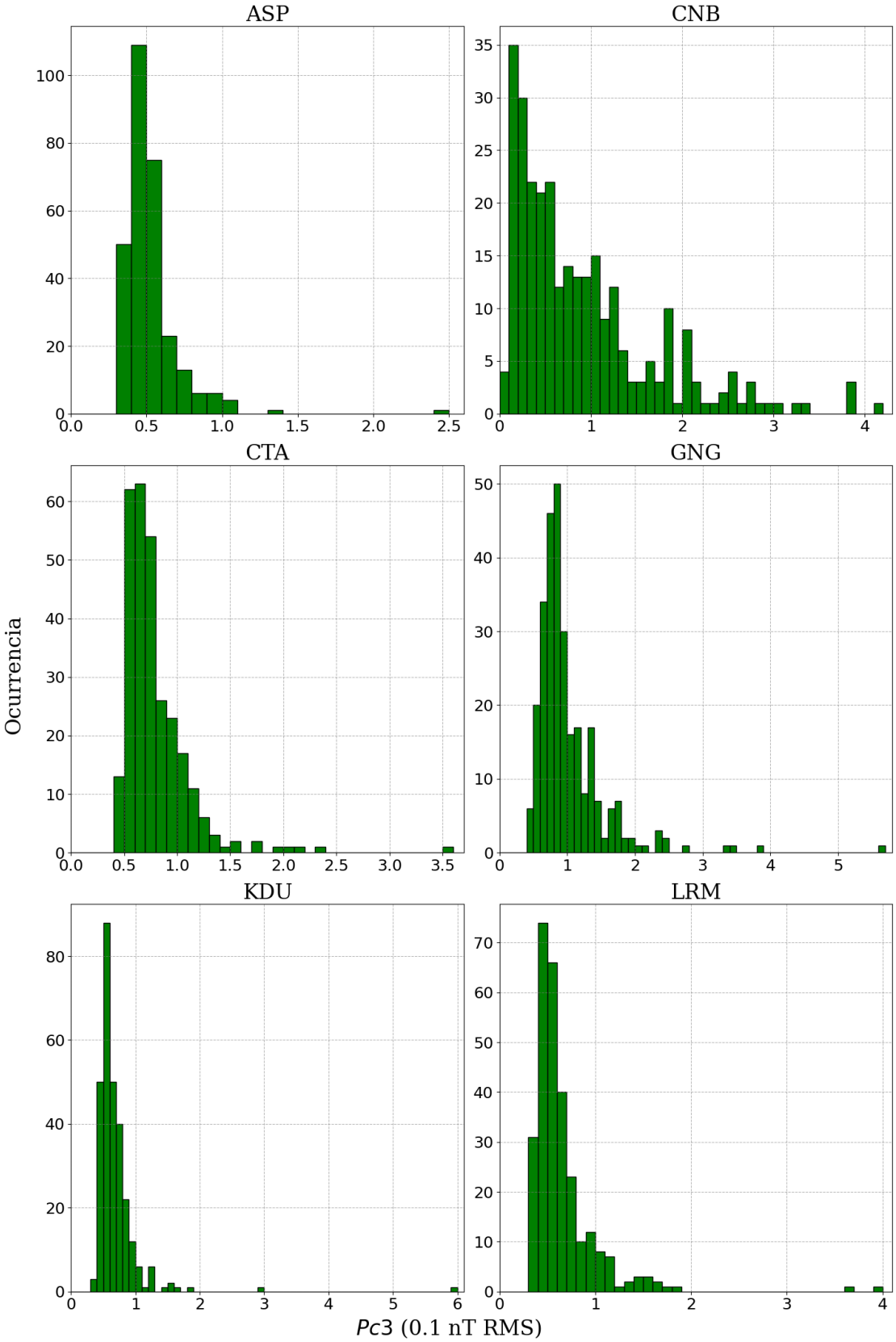

Figura A.17: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°35.

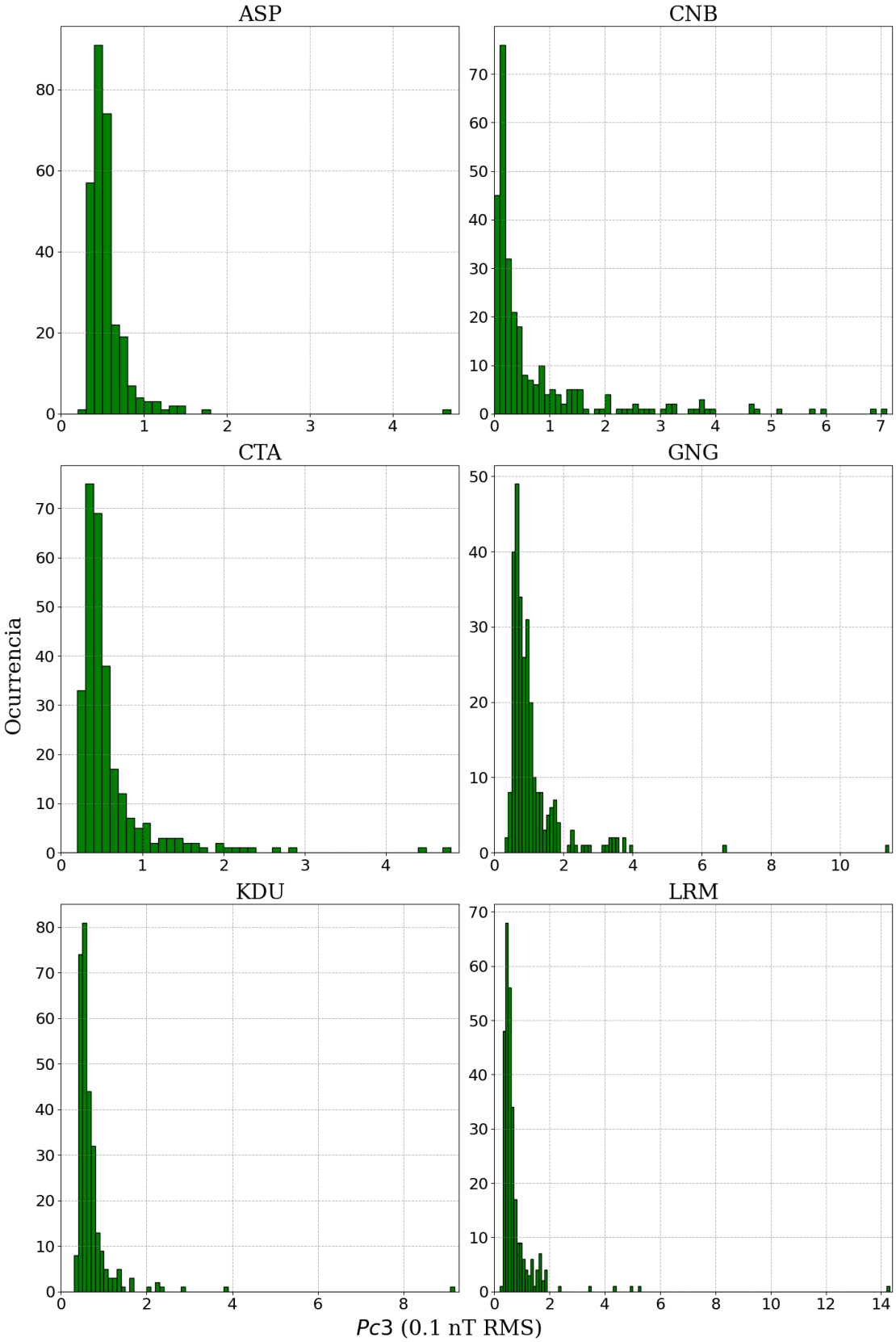

Figura A.18: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°45.

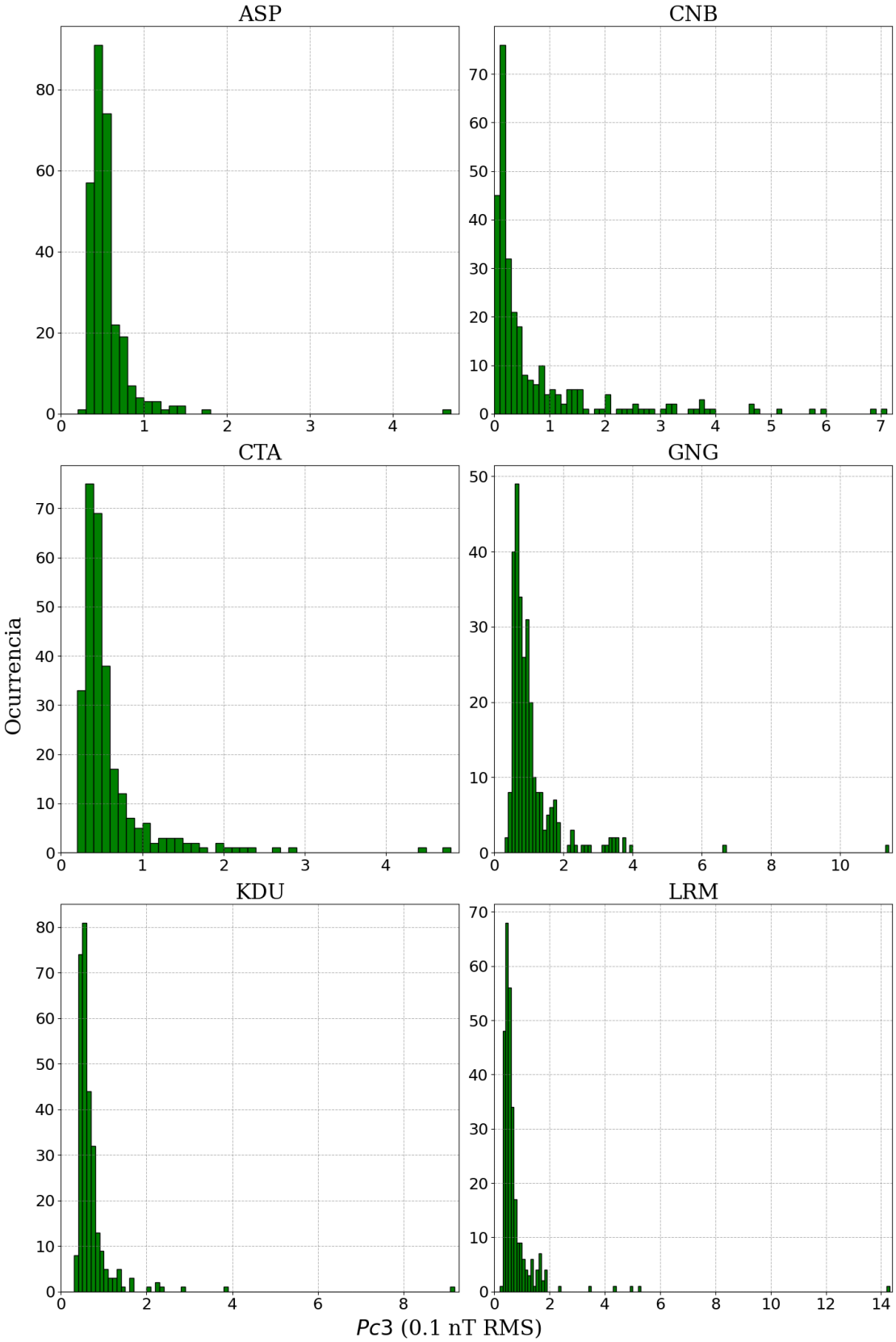

Figura A.19: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°46.

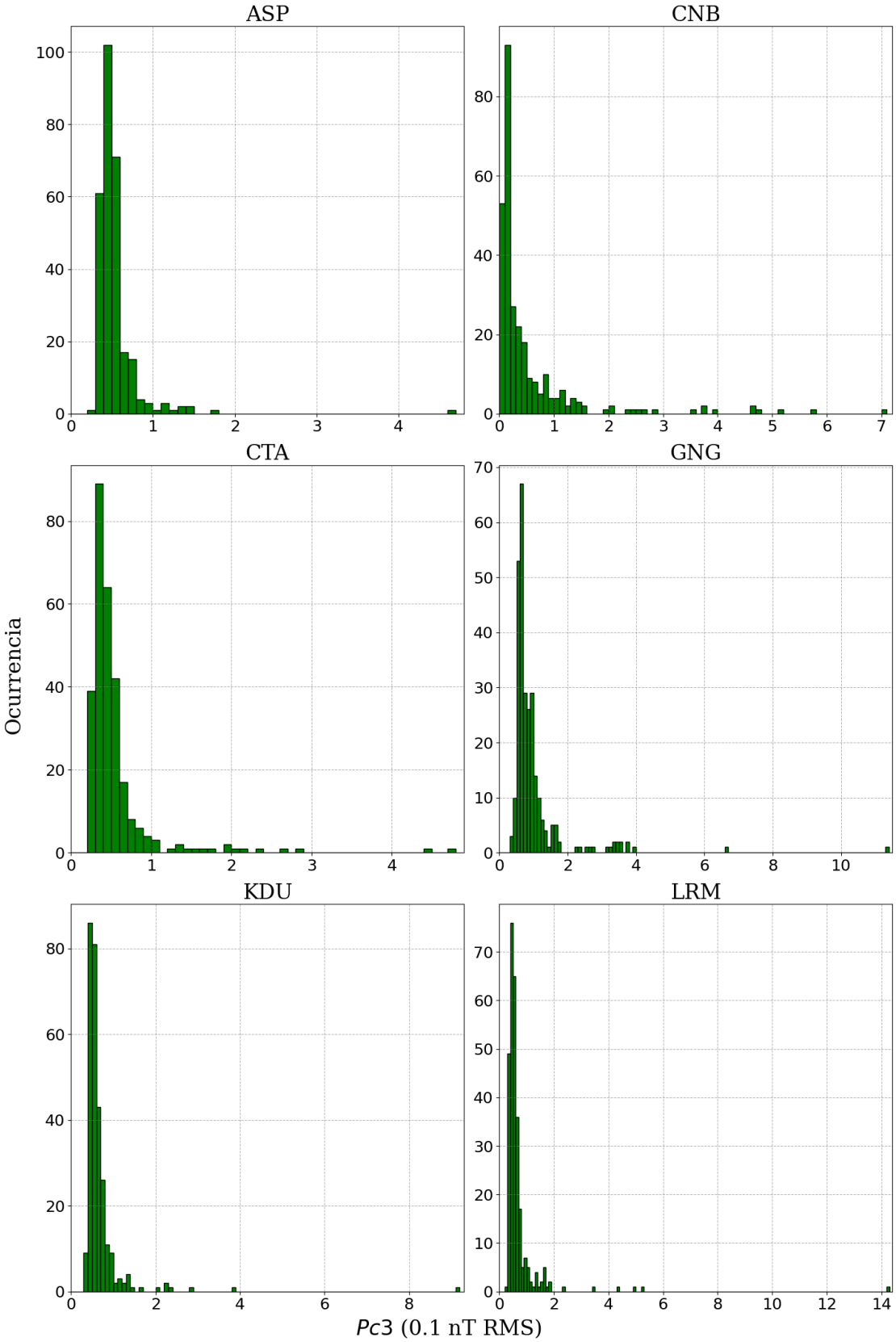

Figura A.20: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°47.

A.3. Variación espacial del índice Pc3

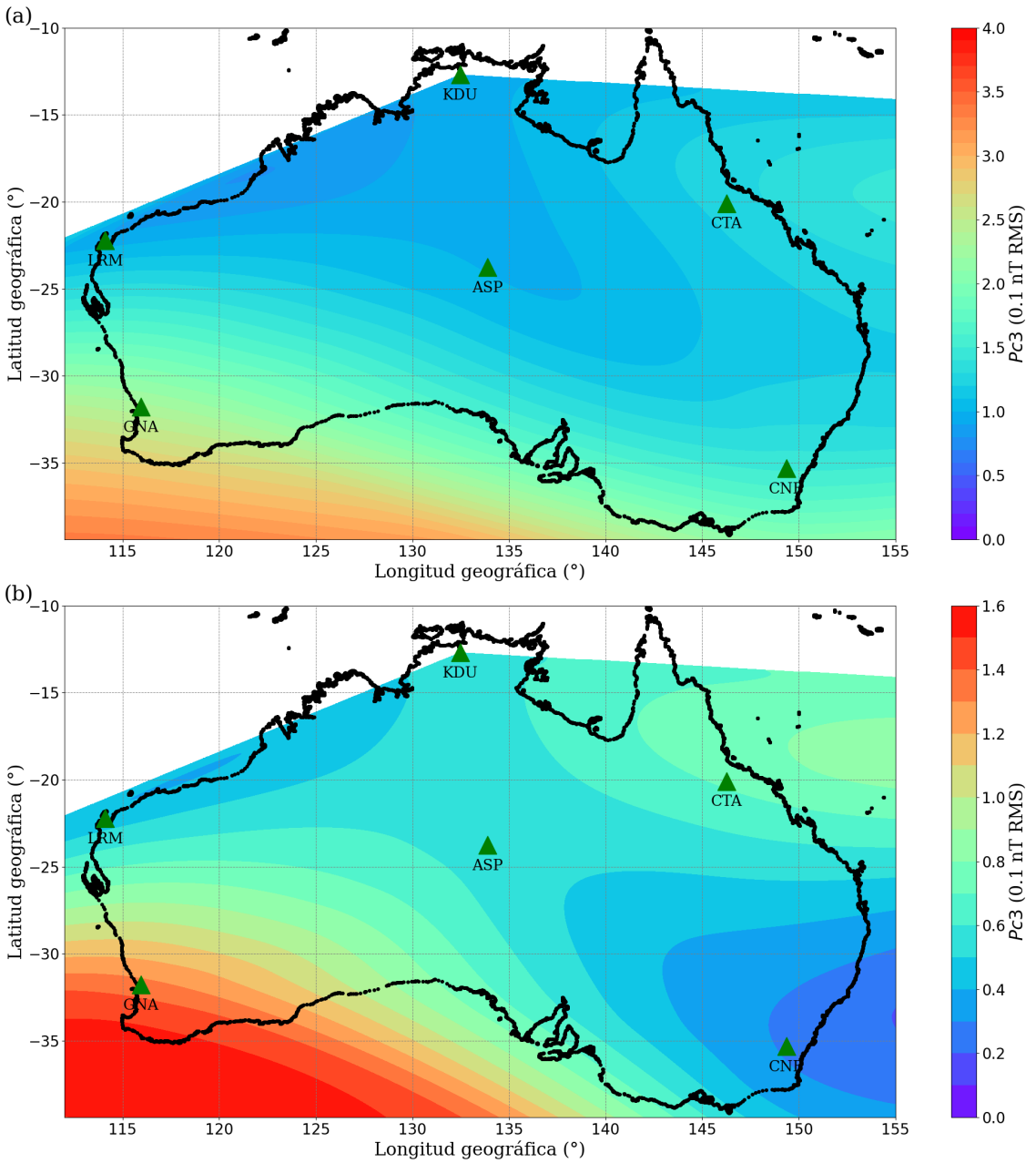

Figura A.21: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°0.

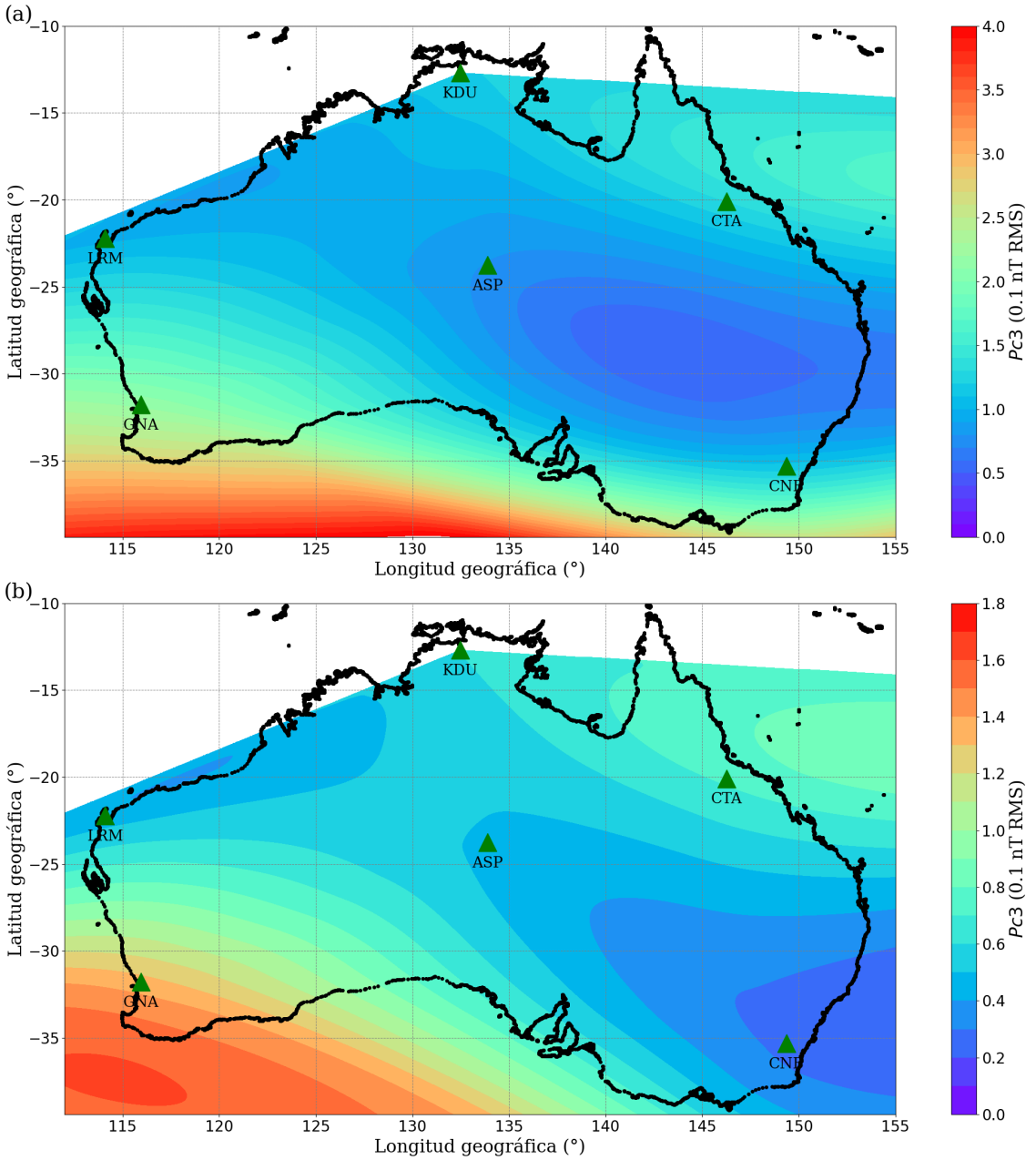

Figura A.22: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°1.

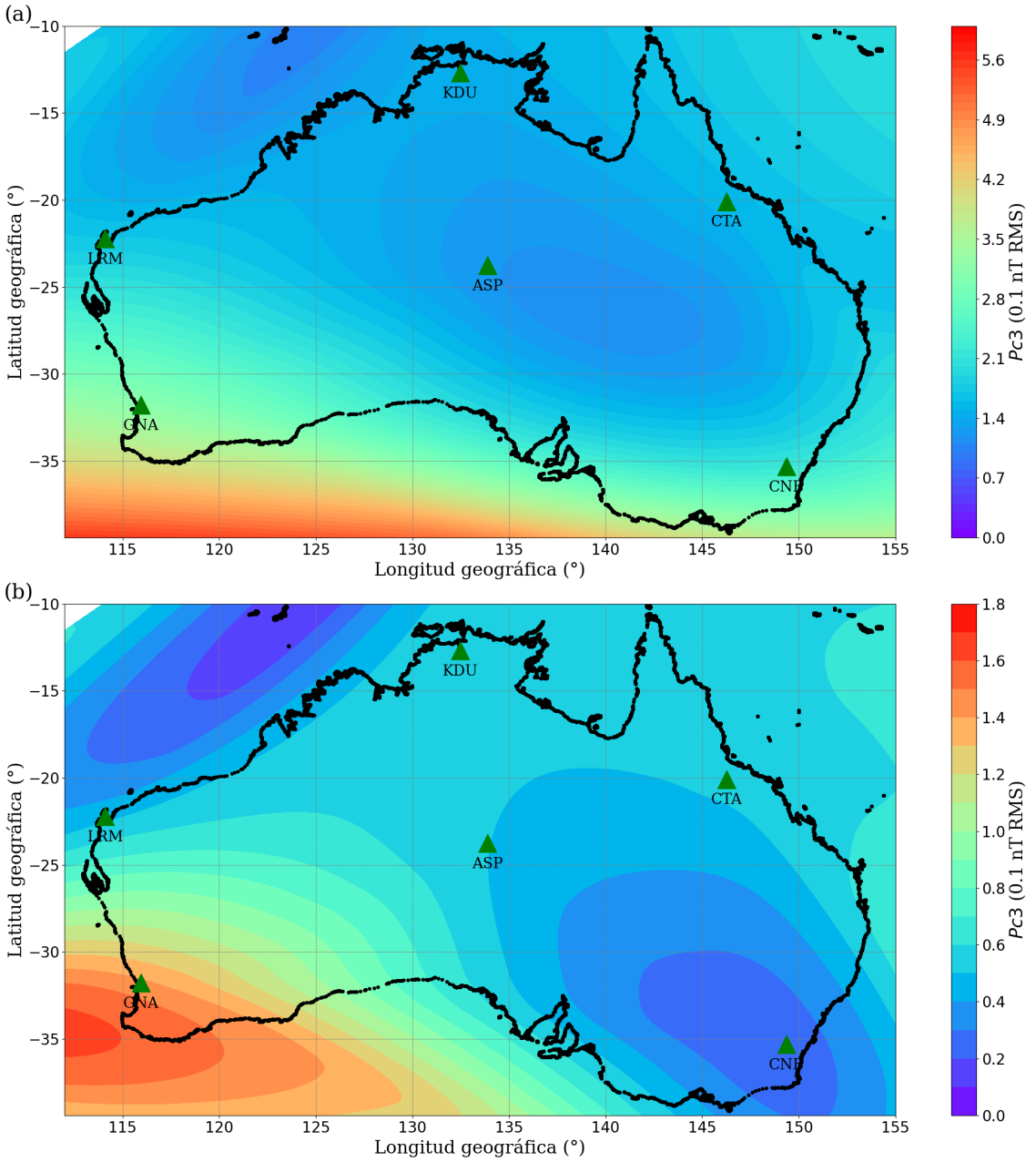

Figura A.23: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°6.

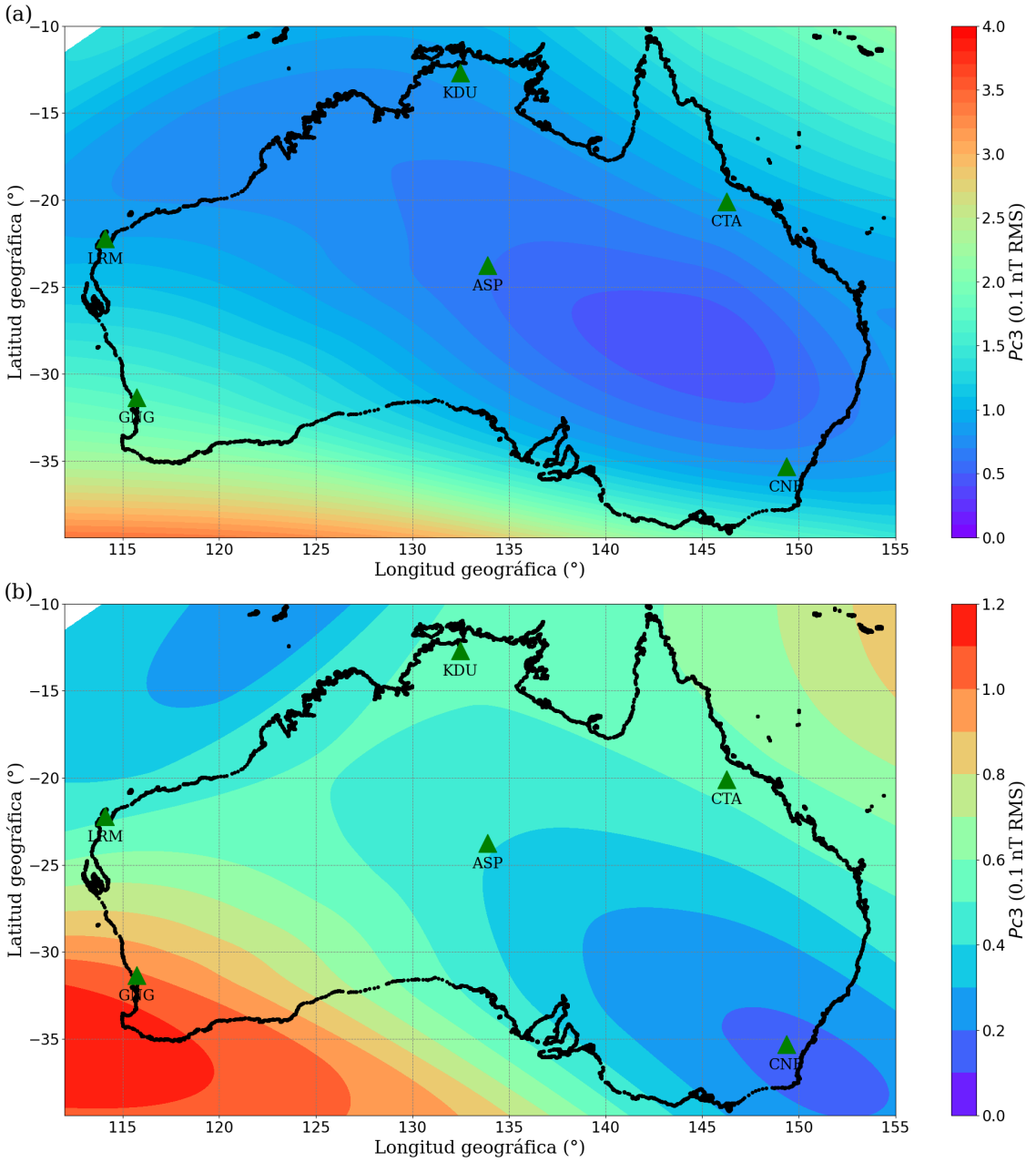

Figura A.24: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°28.

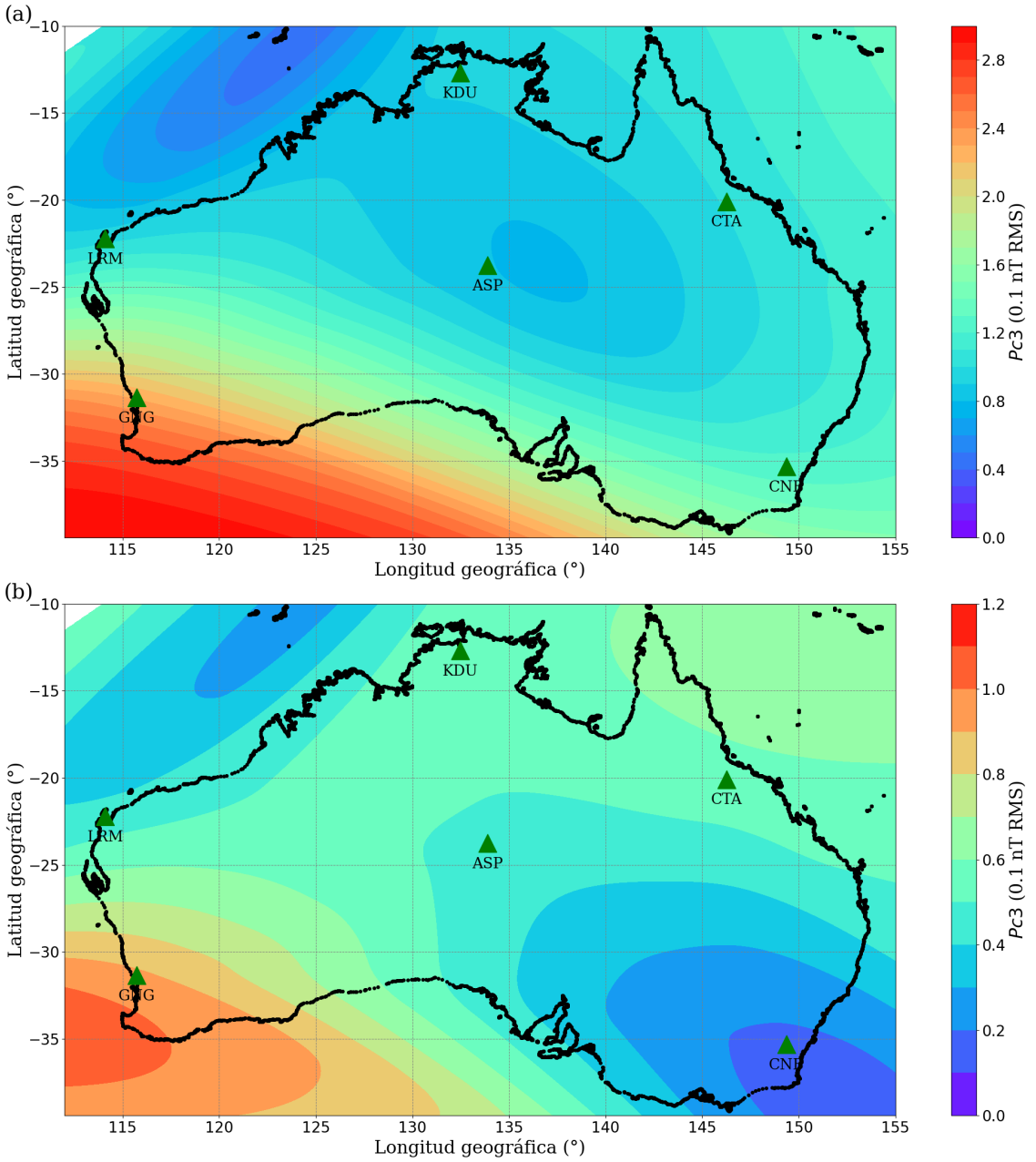

Figura A.25: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°31.

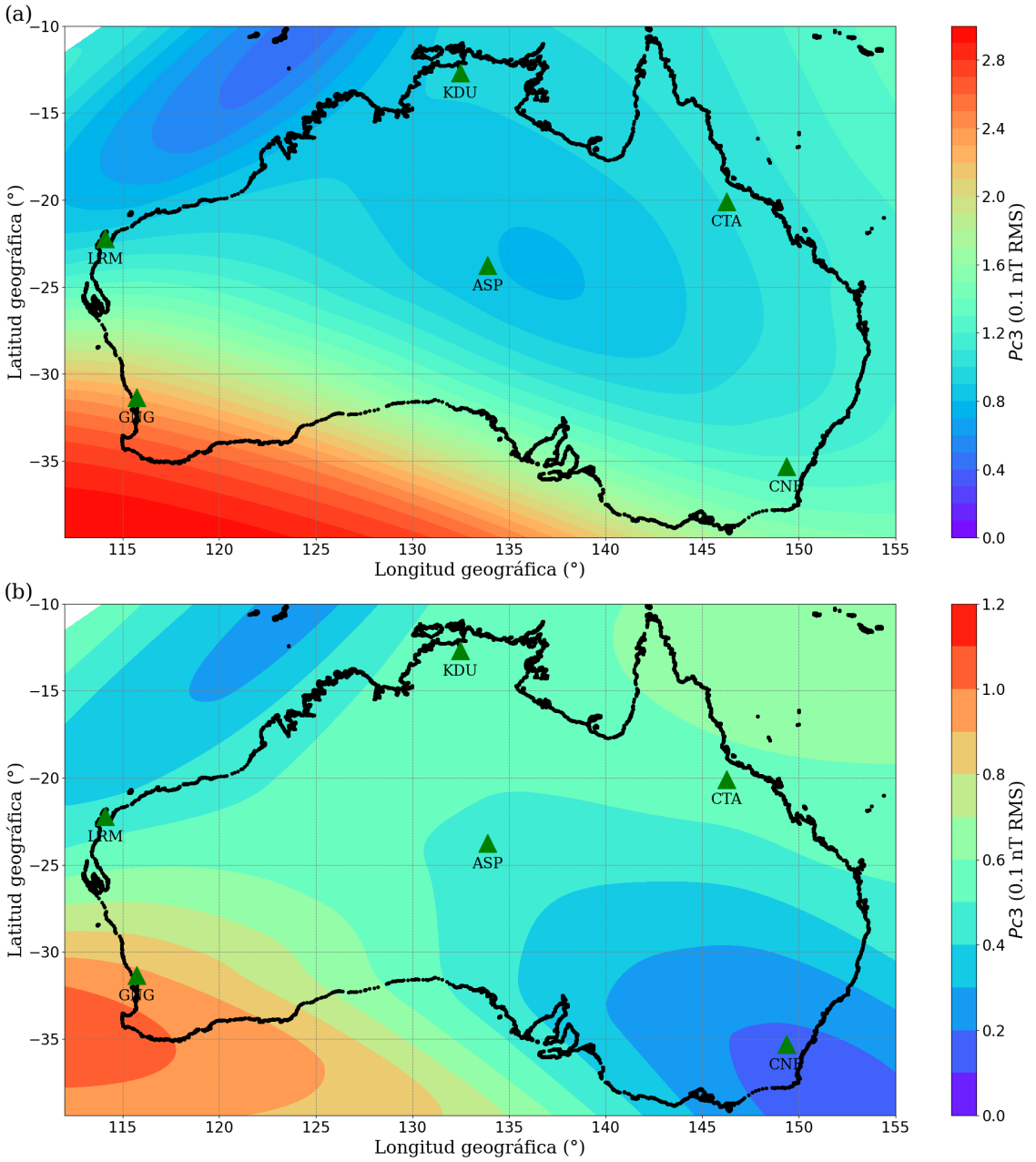

Figura A.26: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°32.

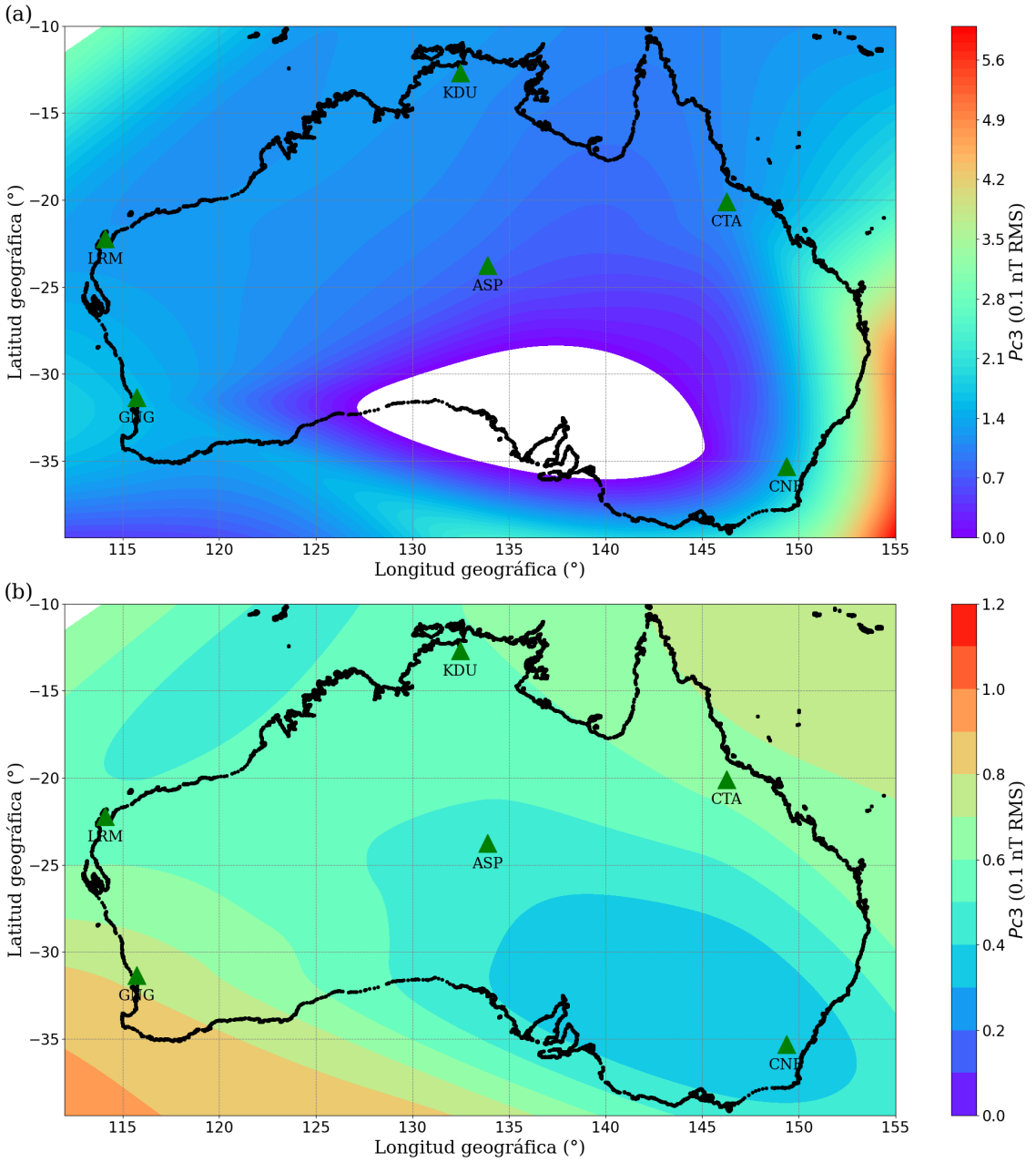

Figura A.27: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°35.

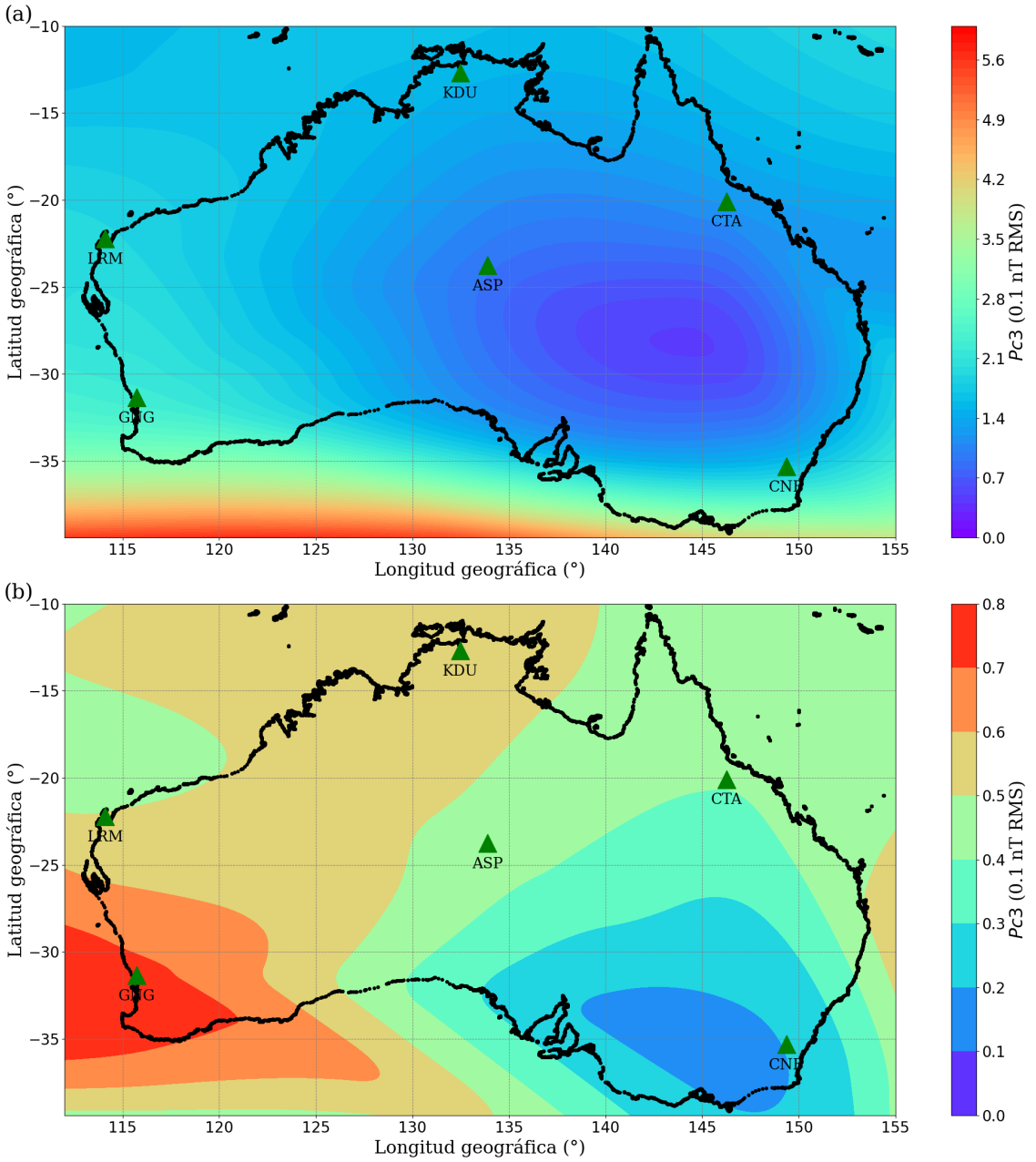

Figura A.28: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°45.

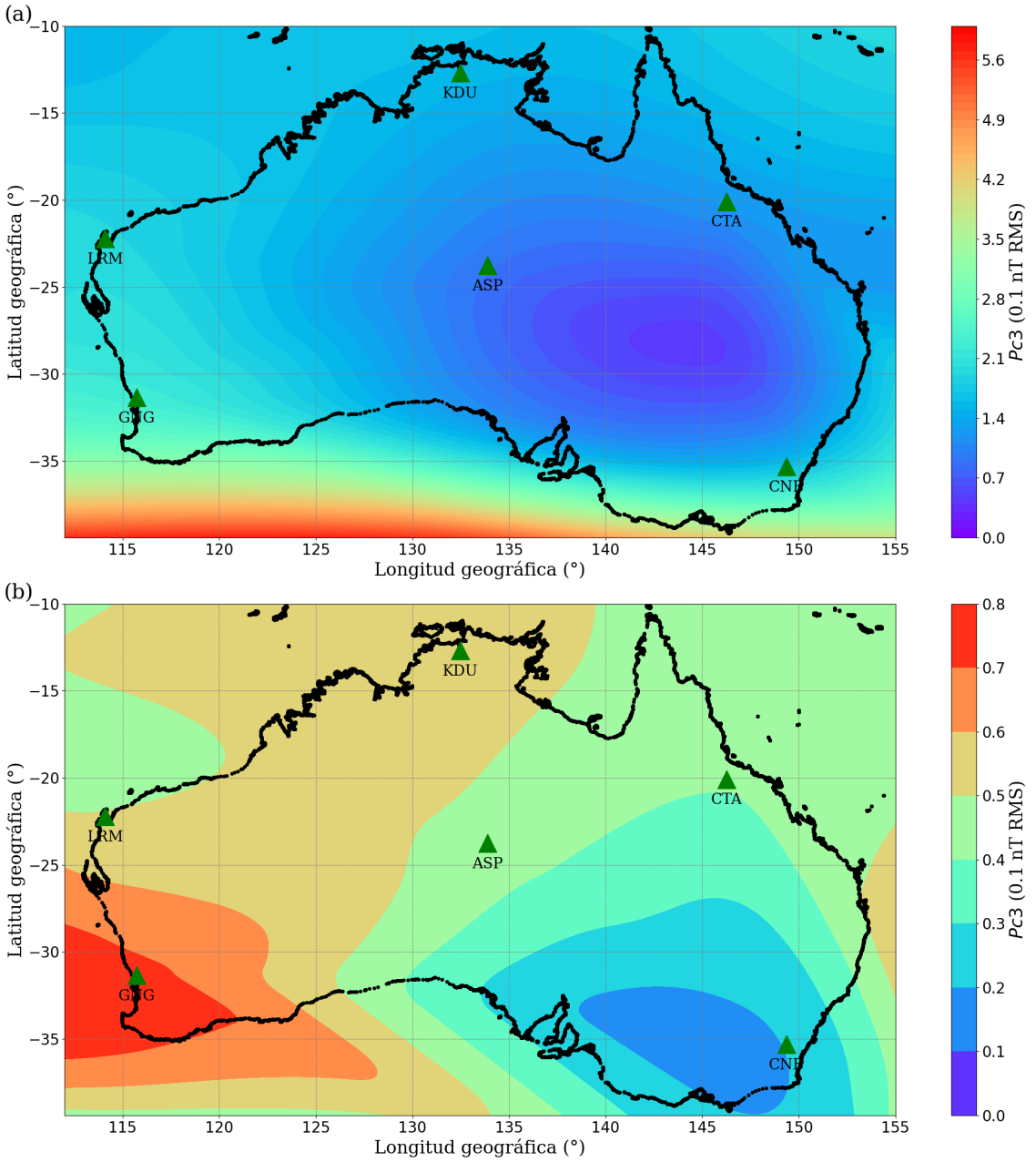

Figura A.29: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°46.

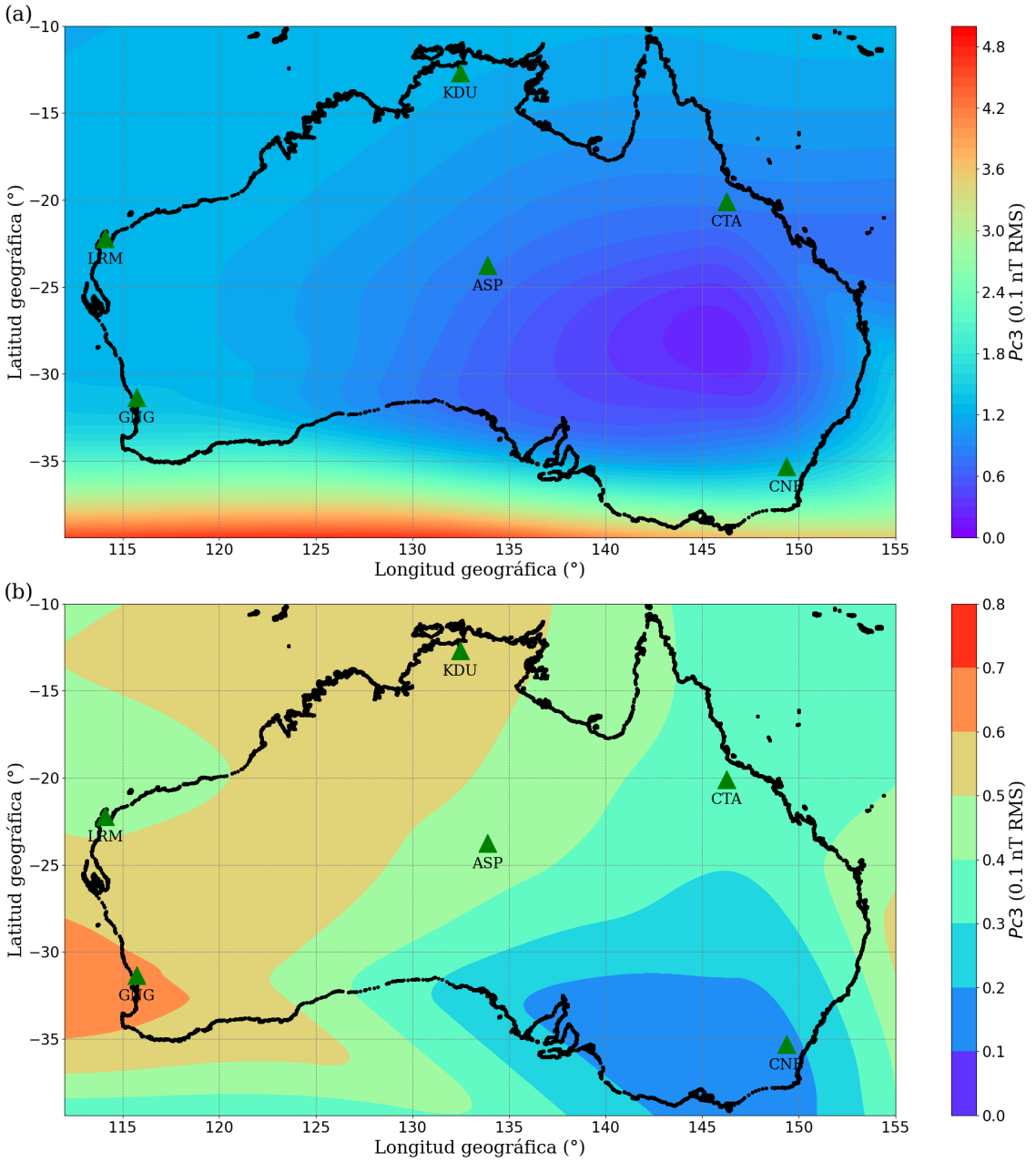

Figura A.30: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°47.

Apéndice B

Imágenes complementarias de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 2

B.1. Variación temporal del índice Pc3

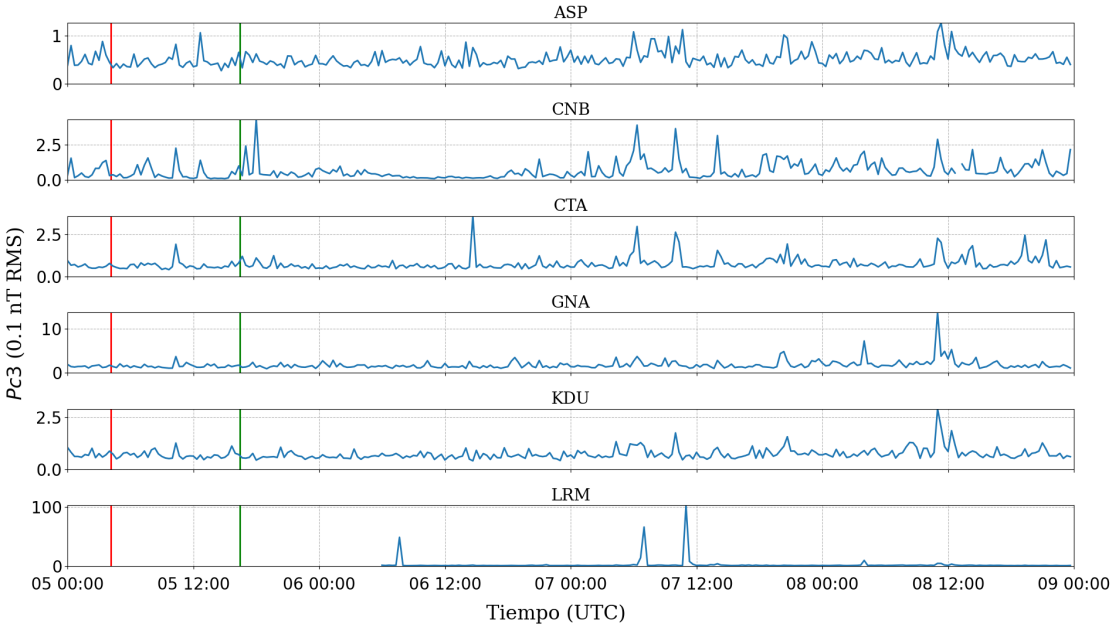

Figura B.1: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°9.

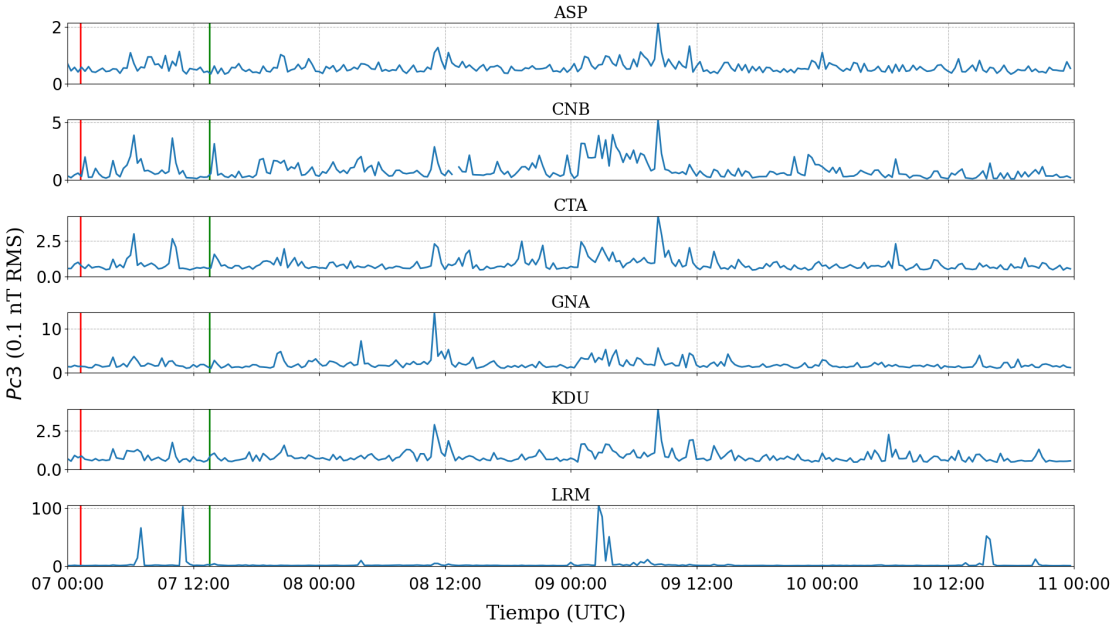

Figura B.3: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°11.

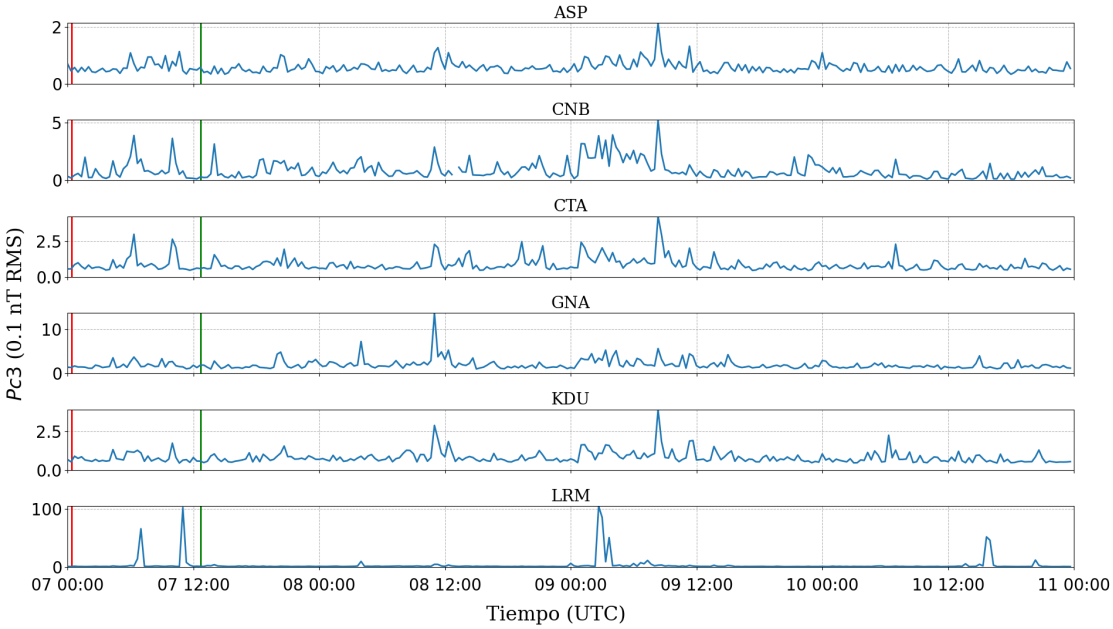

Figura B.2: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°10.

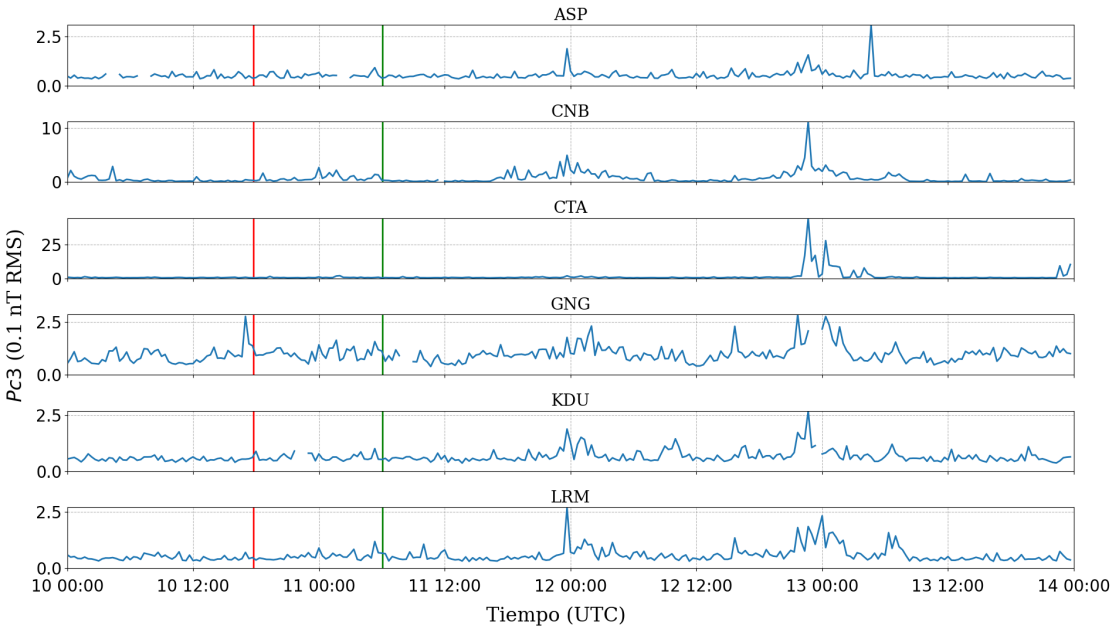

Figura B.4: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°34.

B.2. Histogramas

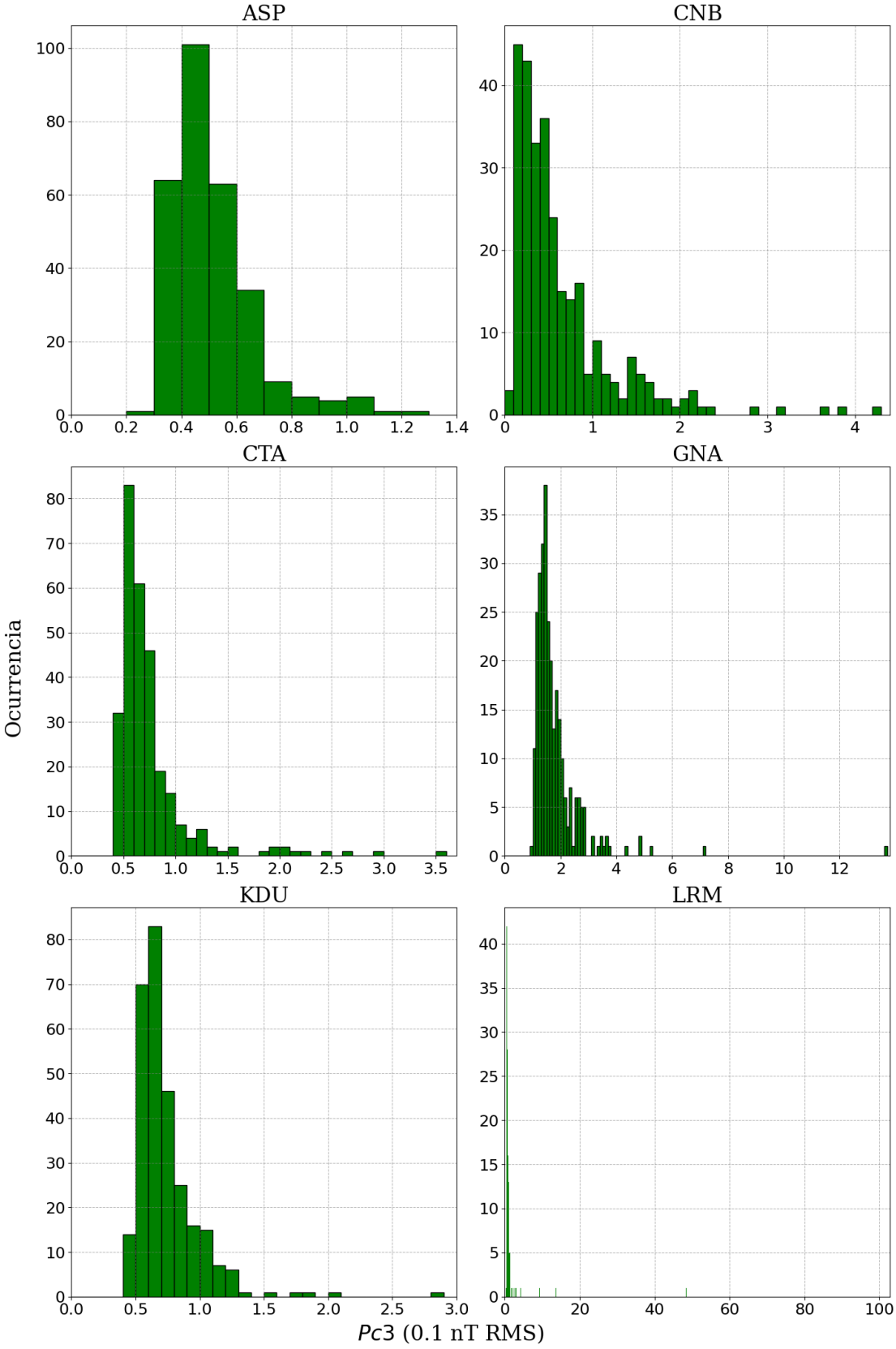

Figura B.5: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°9.

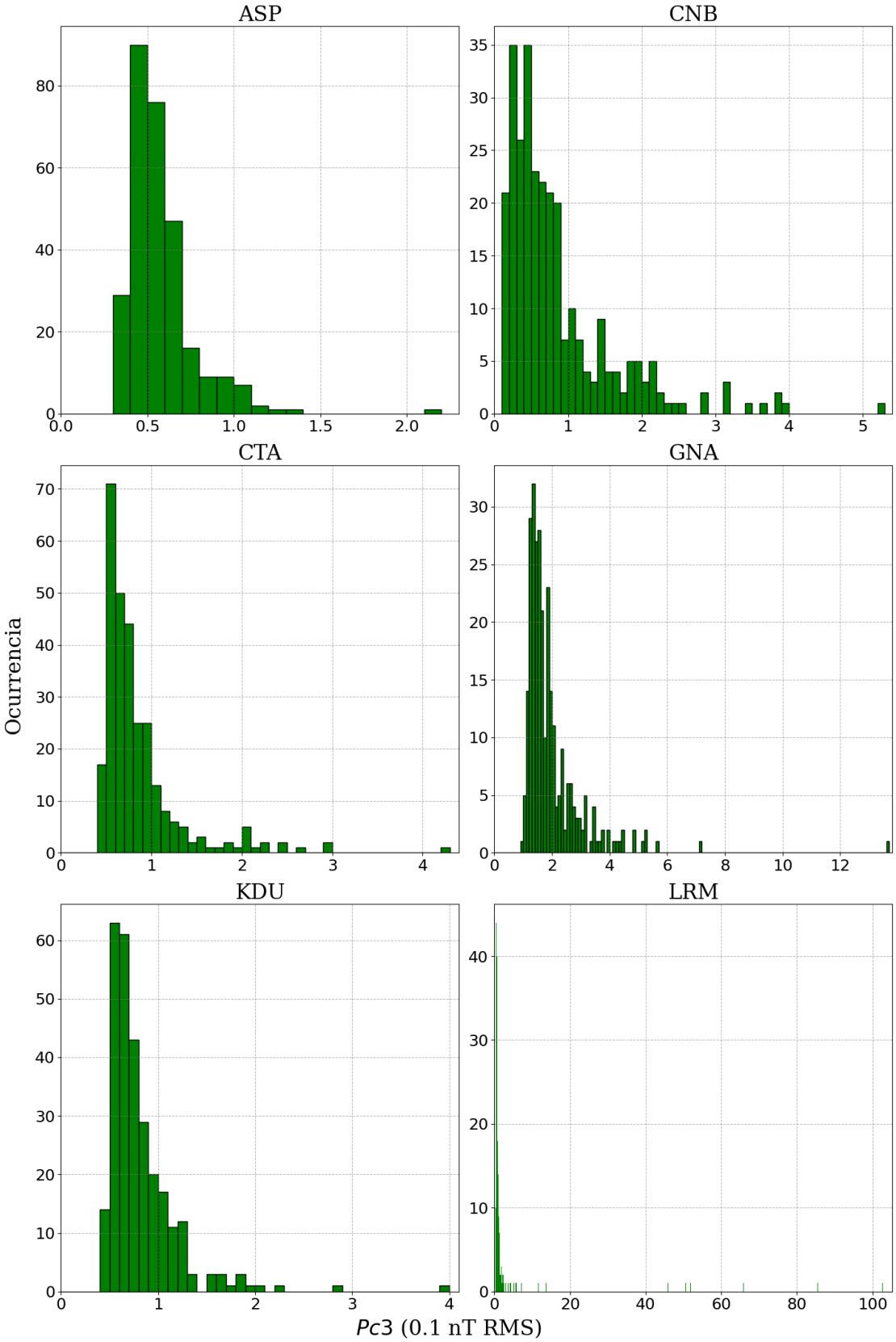

Figura B.6: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°10.

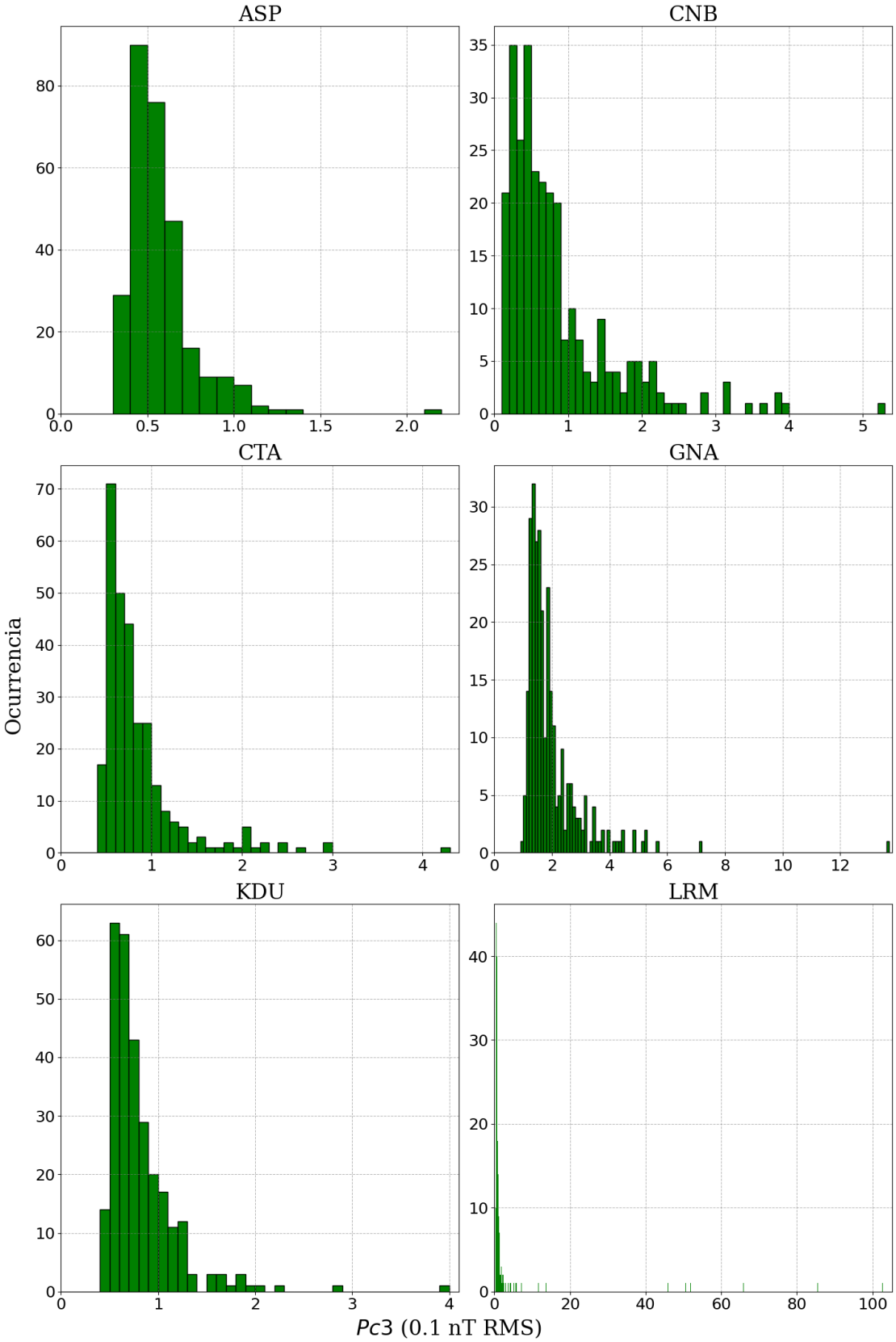

Figura B.7: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°11.

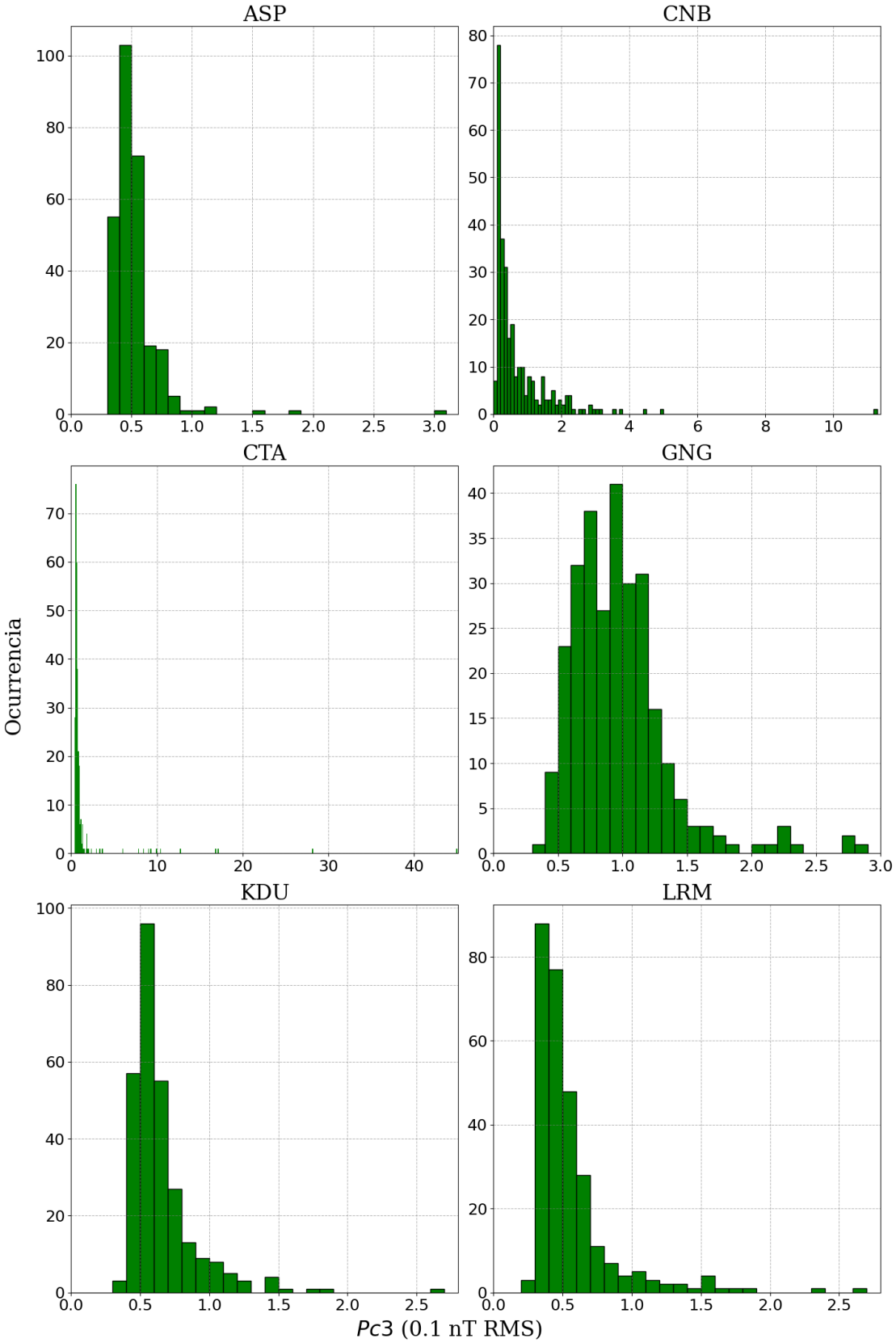

Figura B.8: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°34.

B.3. Variación espacial del índice Pc3

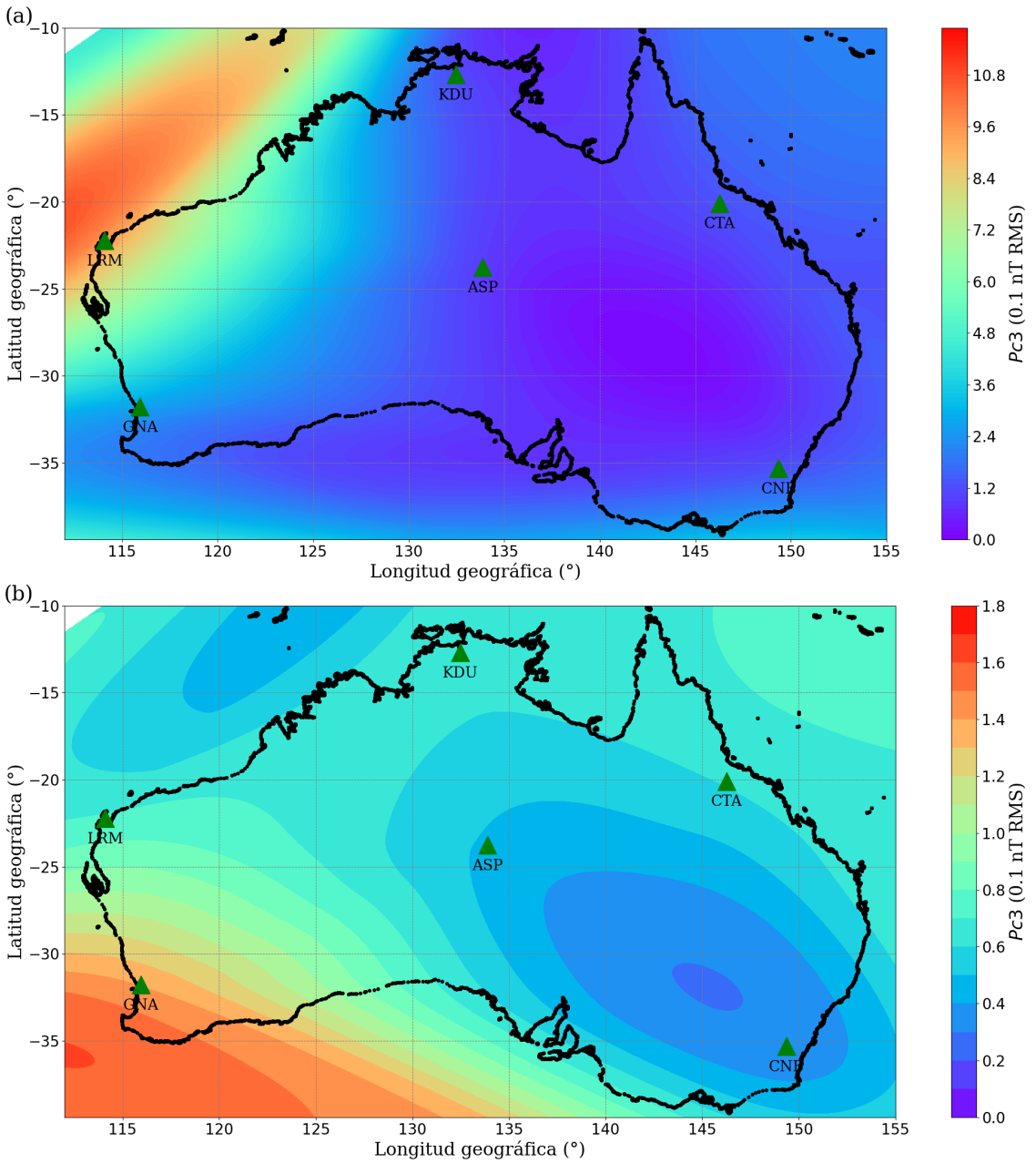

Figura B.9: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°9.

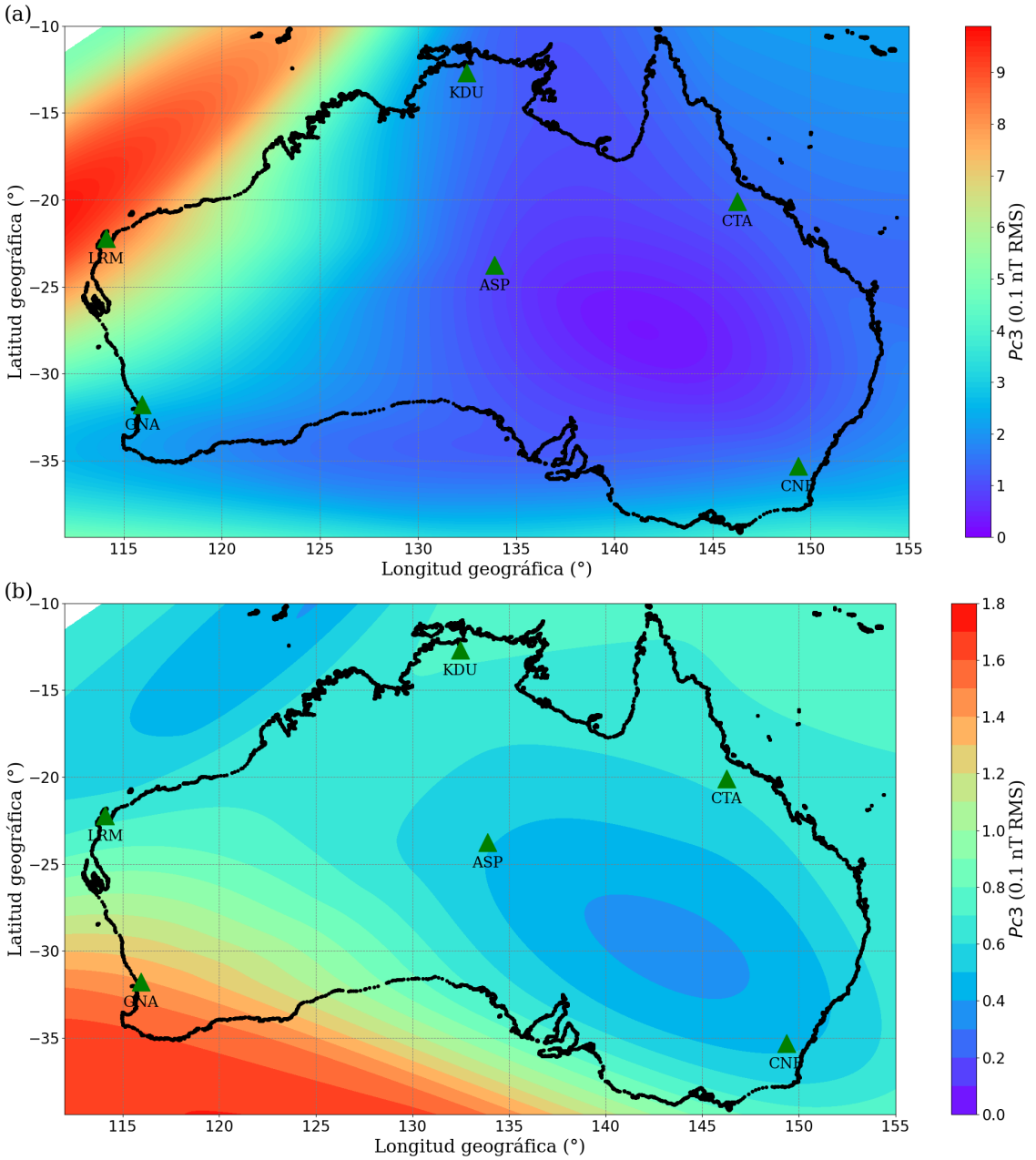

Figura B.10: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°10.

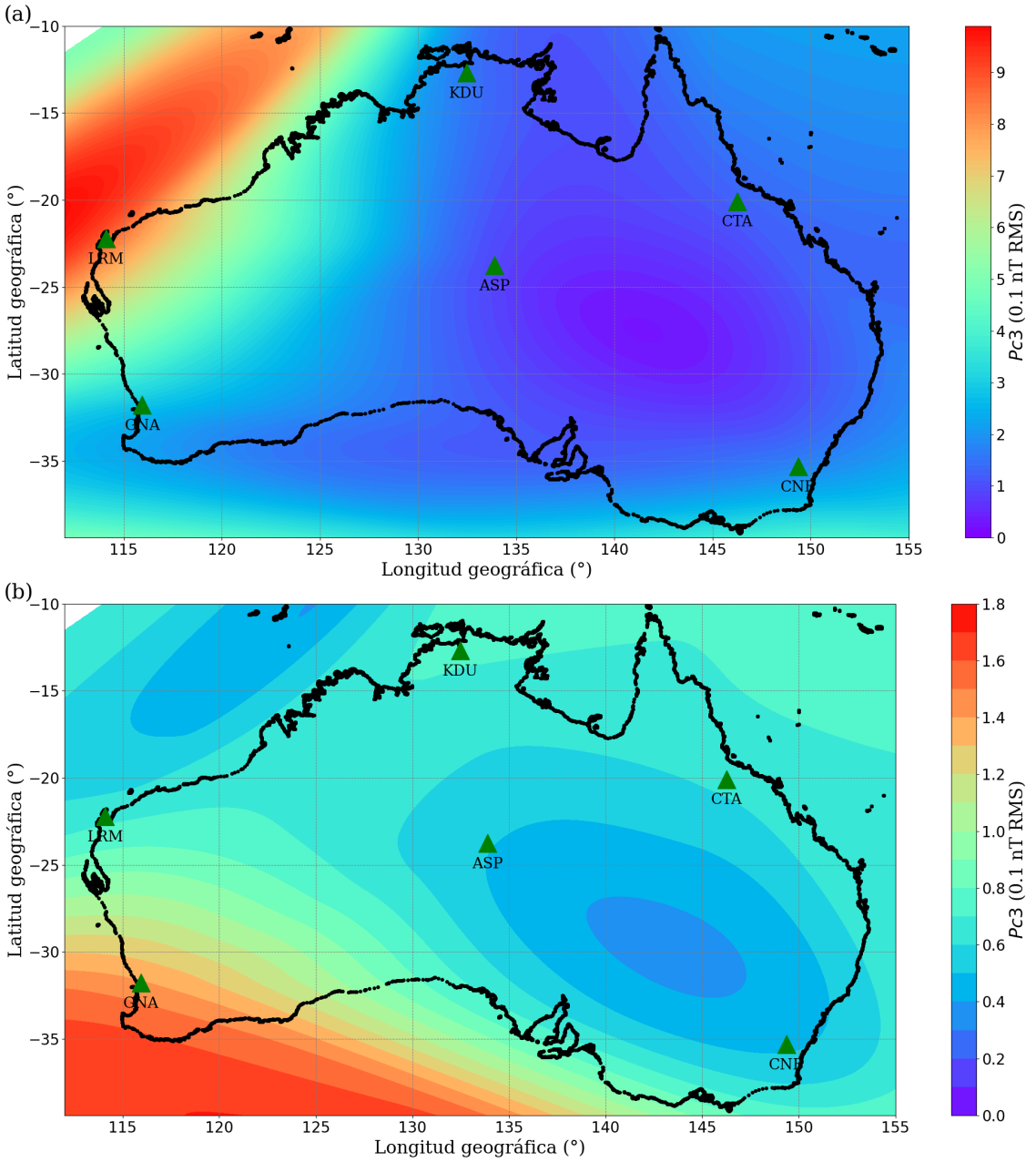

Figura B.11: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°11.

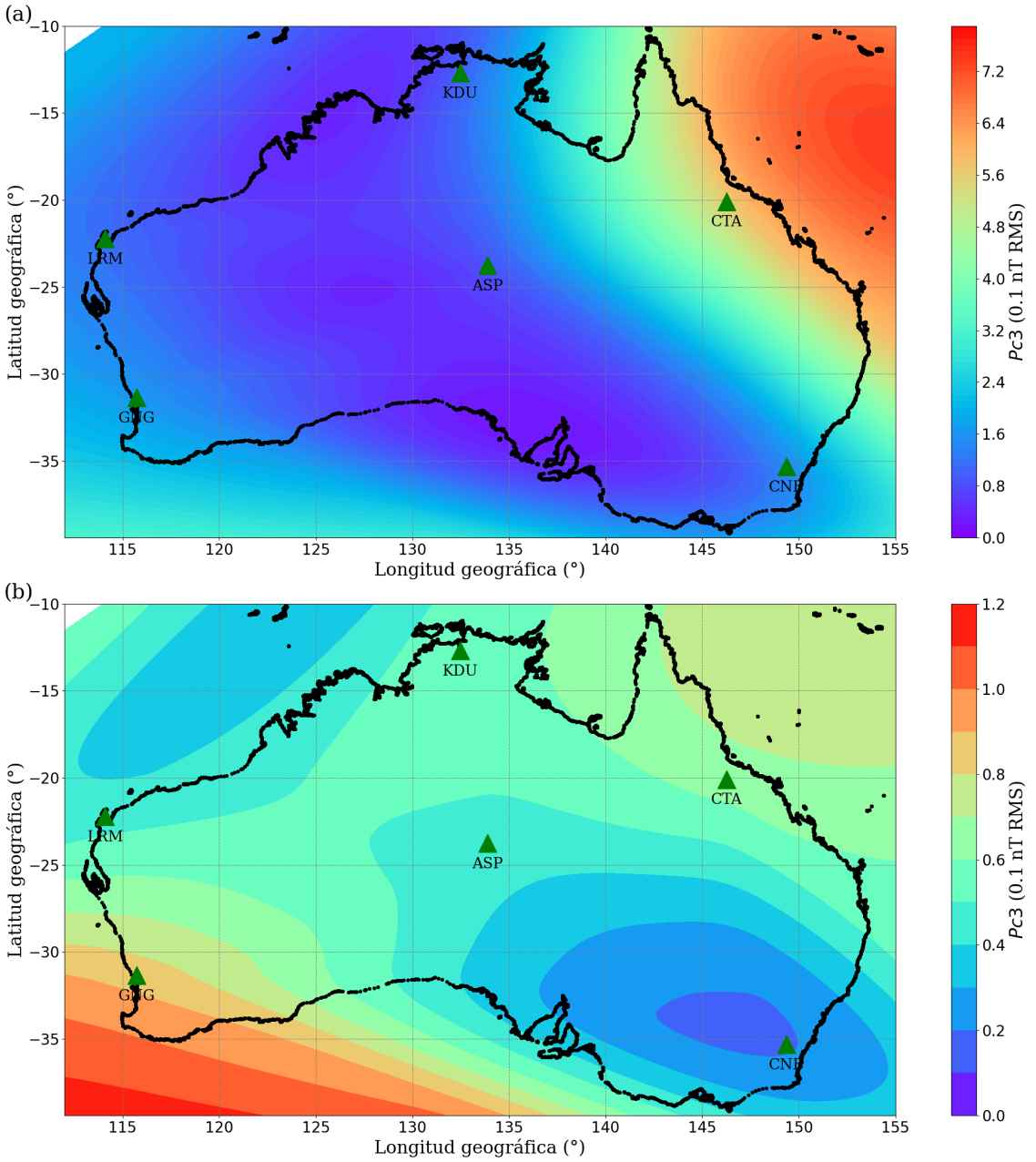

Figura B.12: Mismo formato que la Figura 5.4 pero del evento N°34.

Apéndice C

Imágenes complementarias de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 3

C.1. Variación temporal del índice Pc3

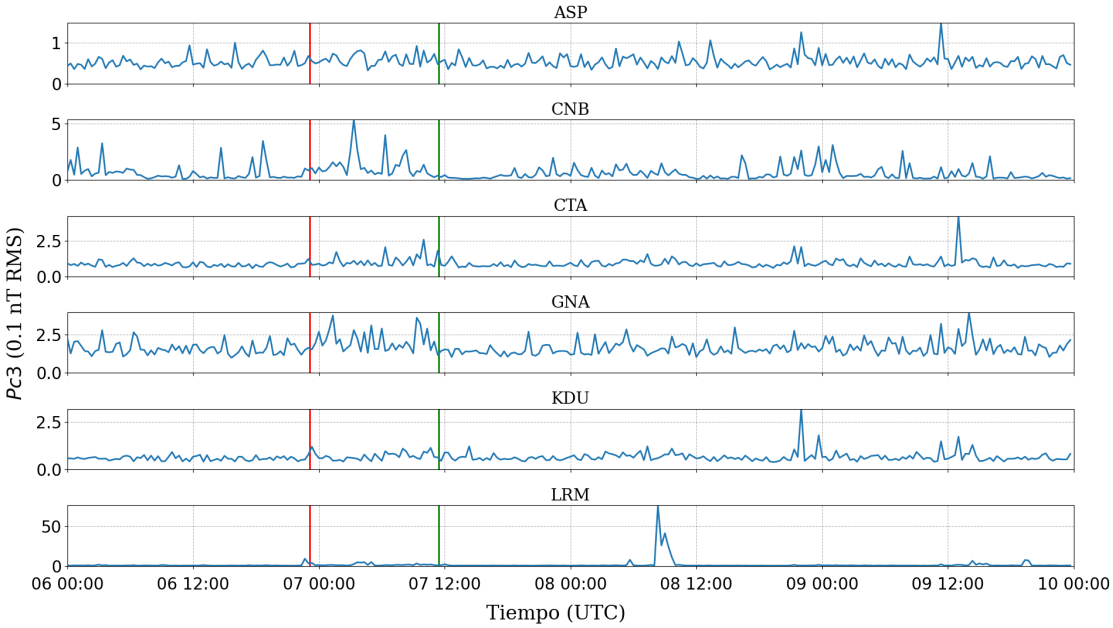

Figura C.1: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°12.

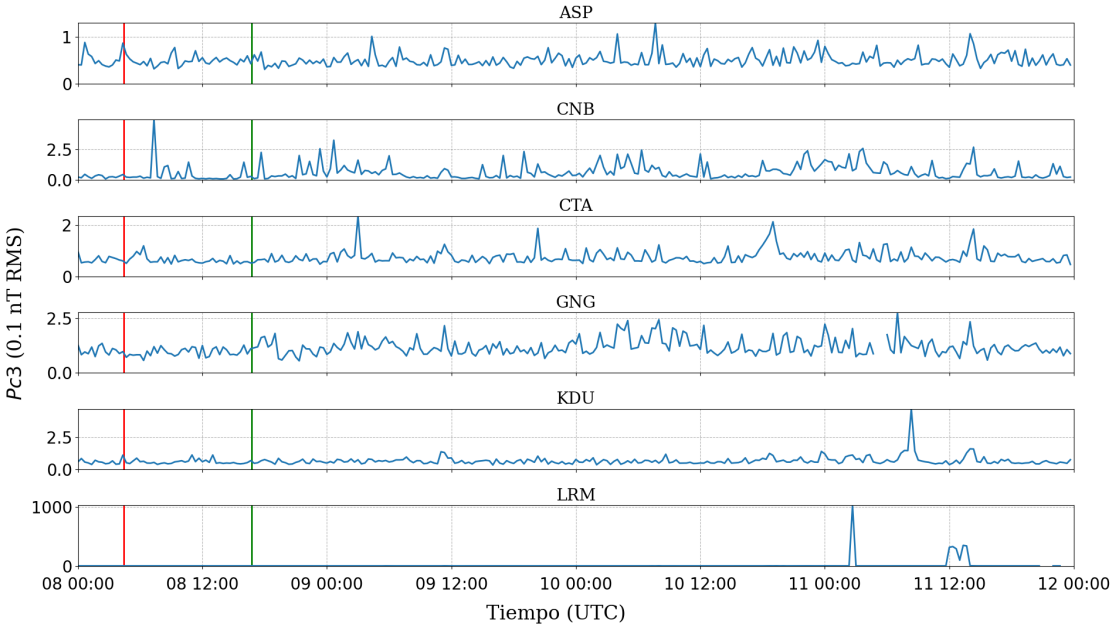

Figura C.3: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°24.

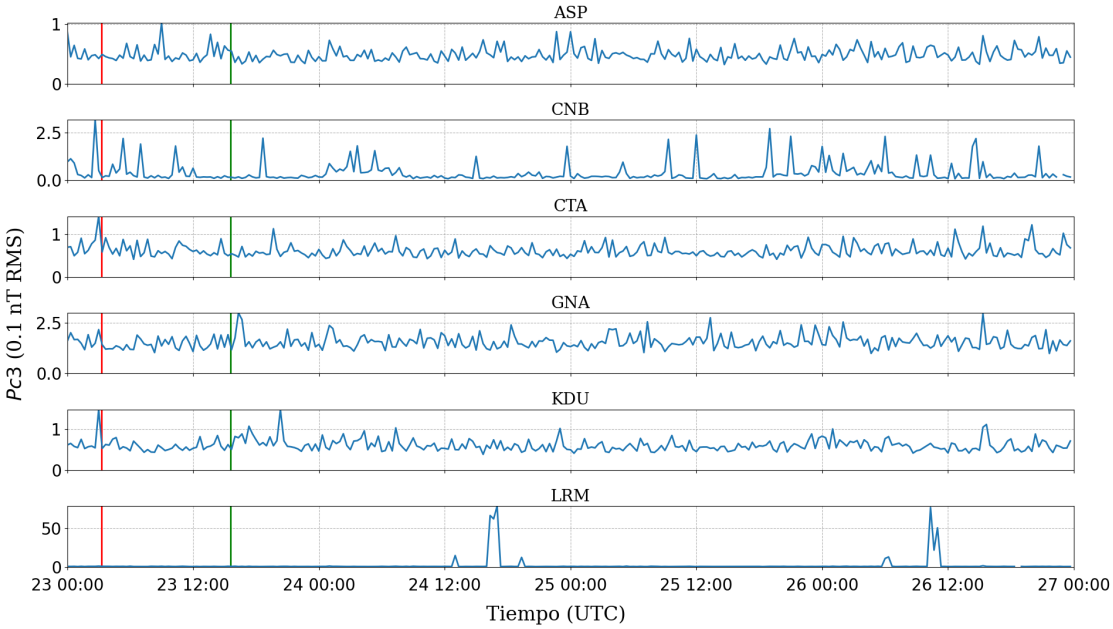

Figura C.2: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°14.

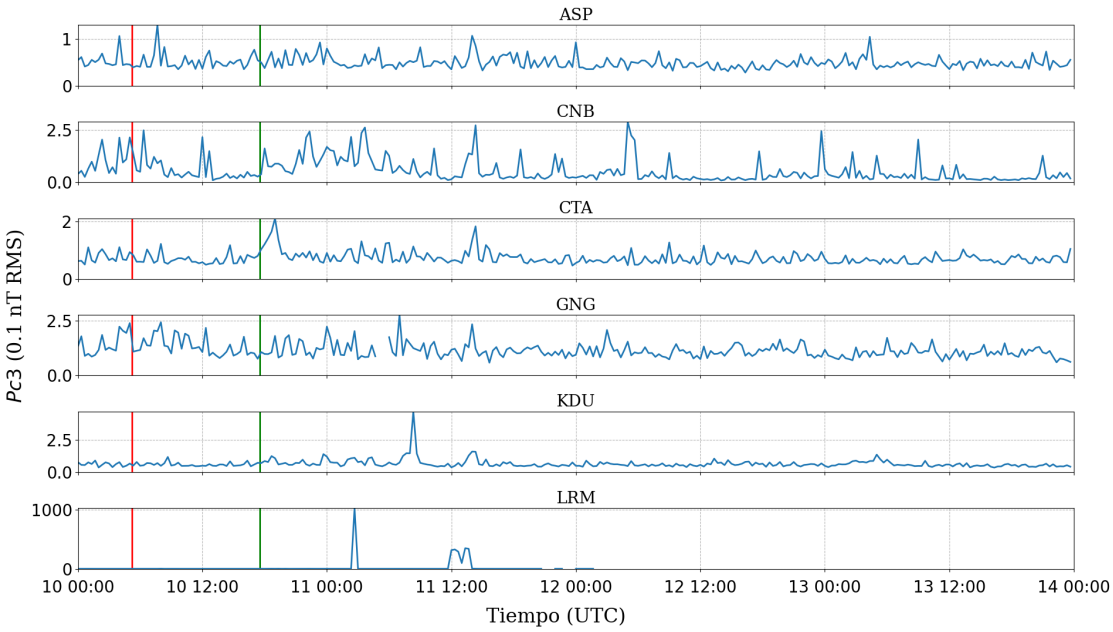

Figura C.4: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°25.

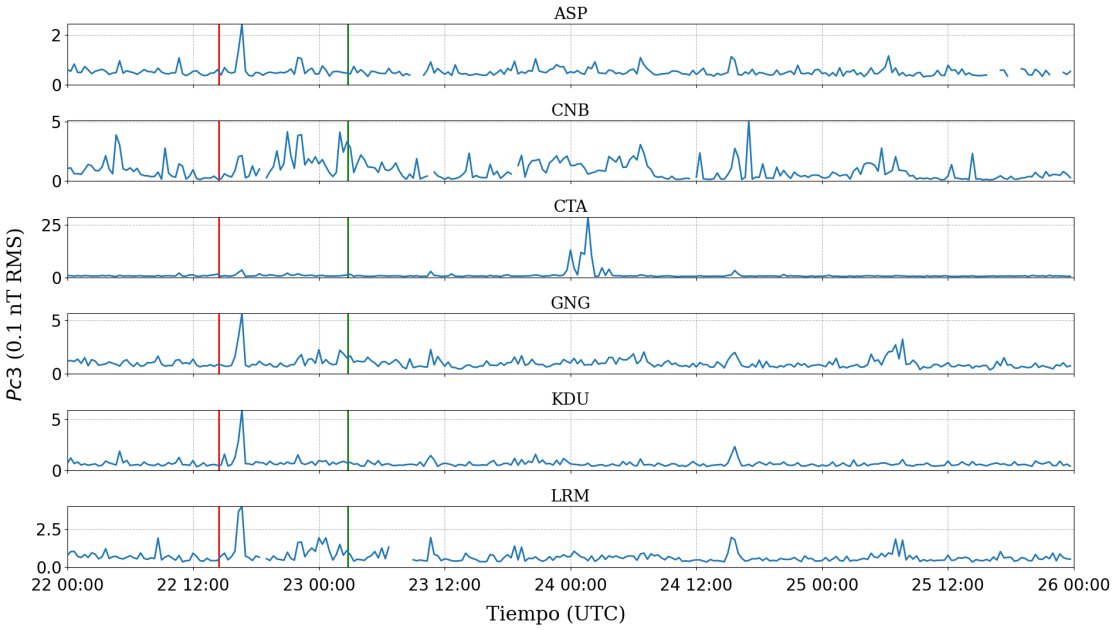

Figura C.5: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°36.

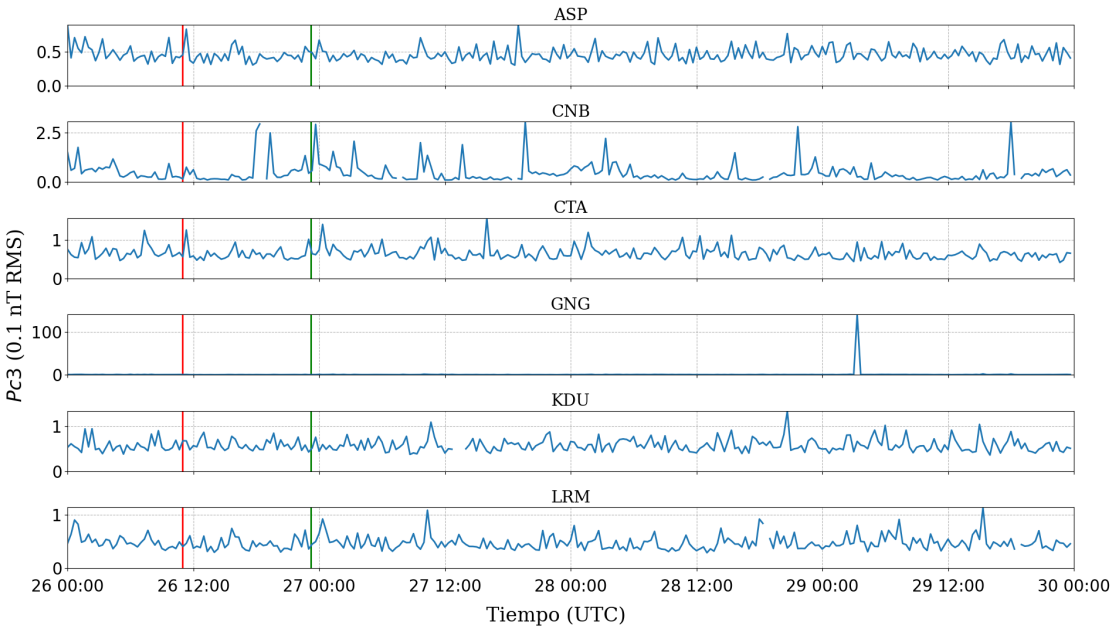

Figura C.6: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°39.

C.2. Histogramas

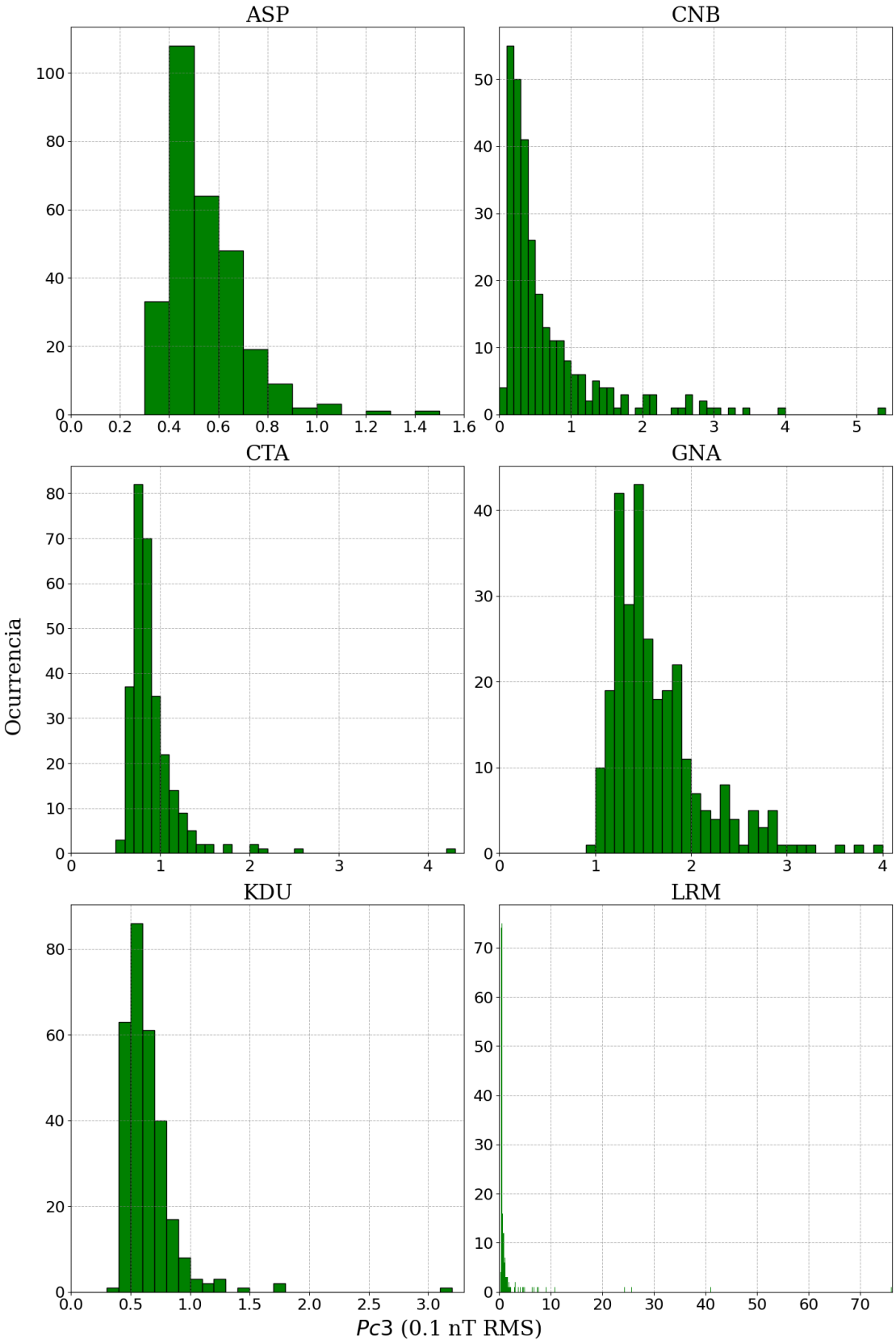

Figura C.7: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°12.

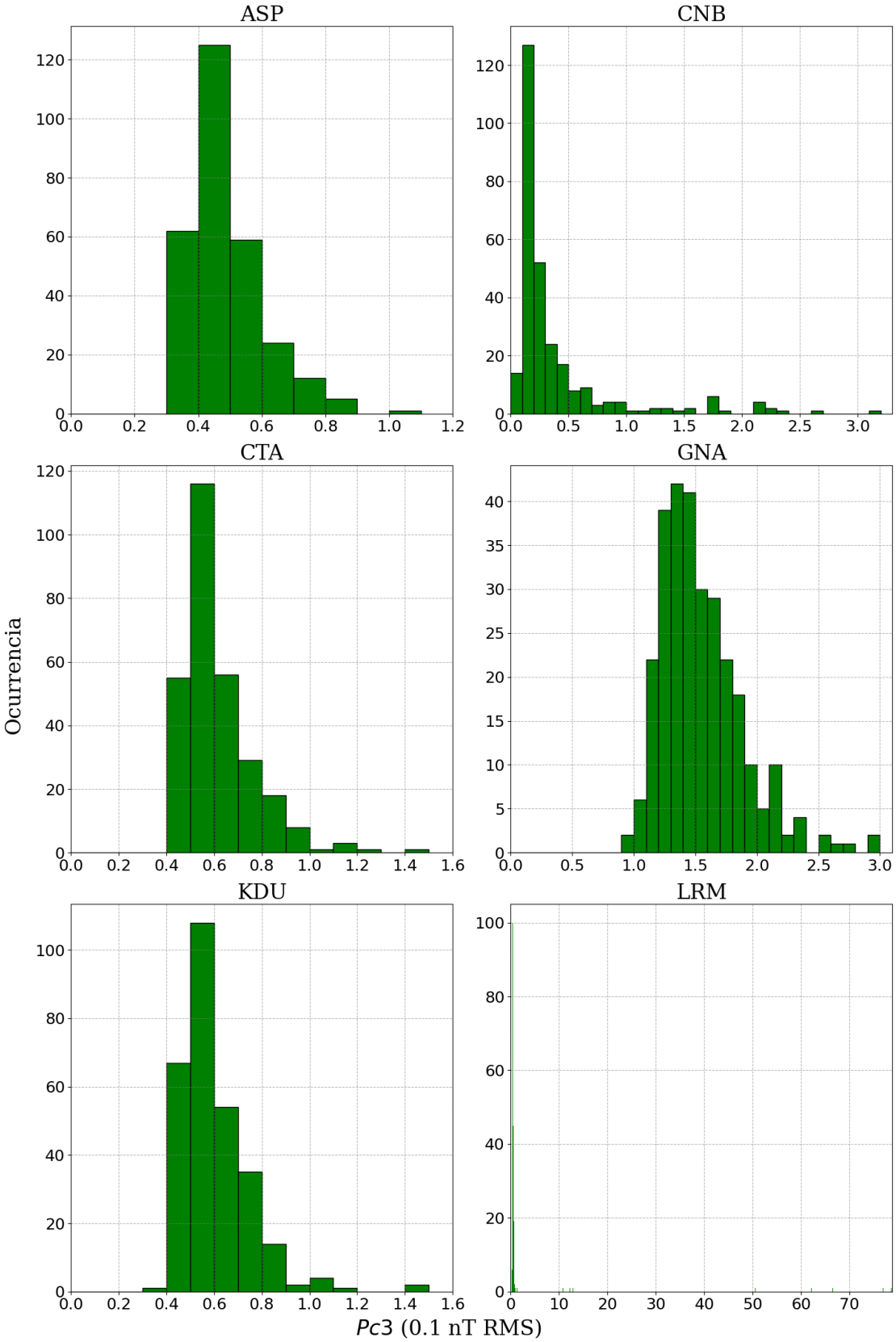

Figura C.8: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°14.

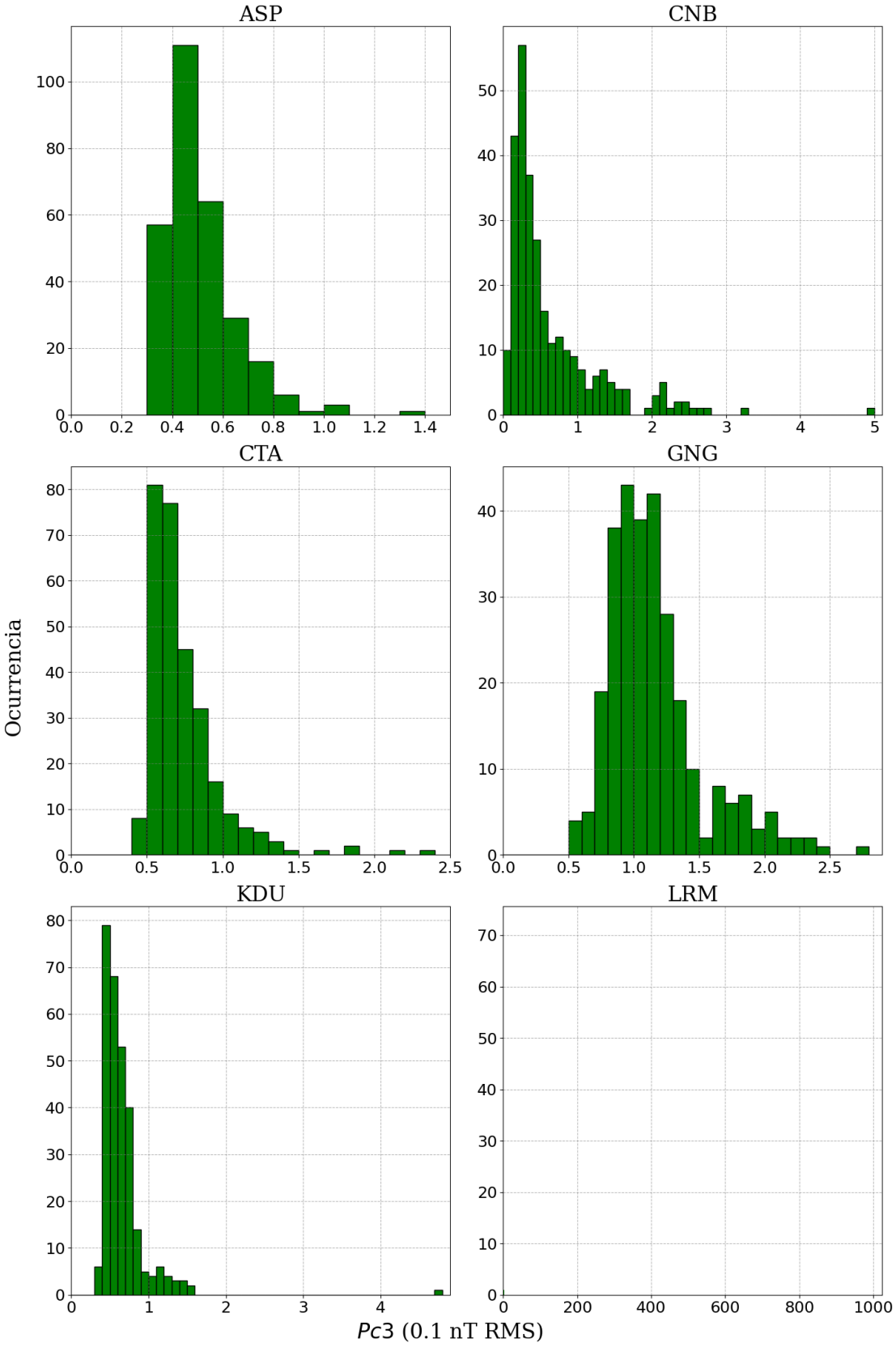

Figura C.9: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°24.

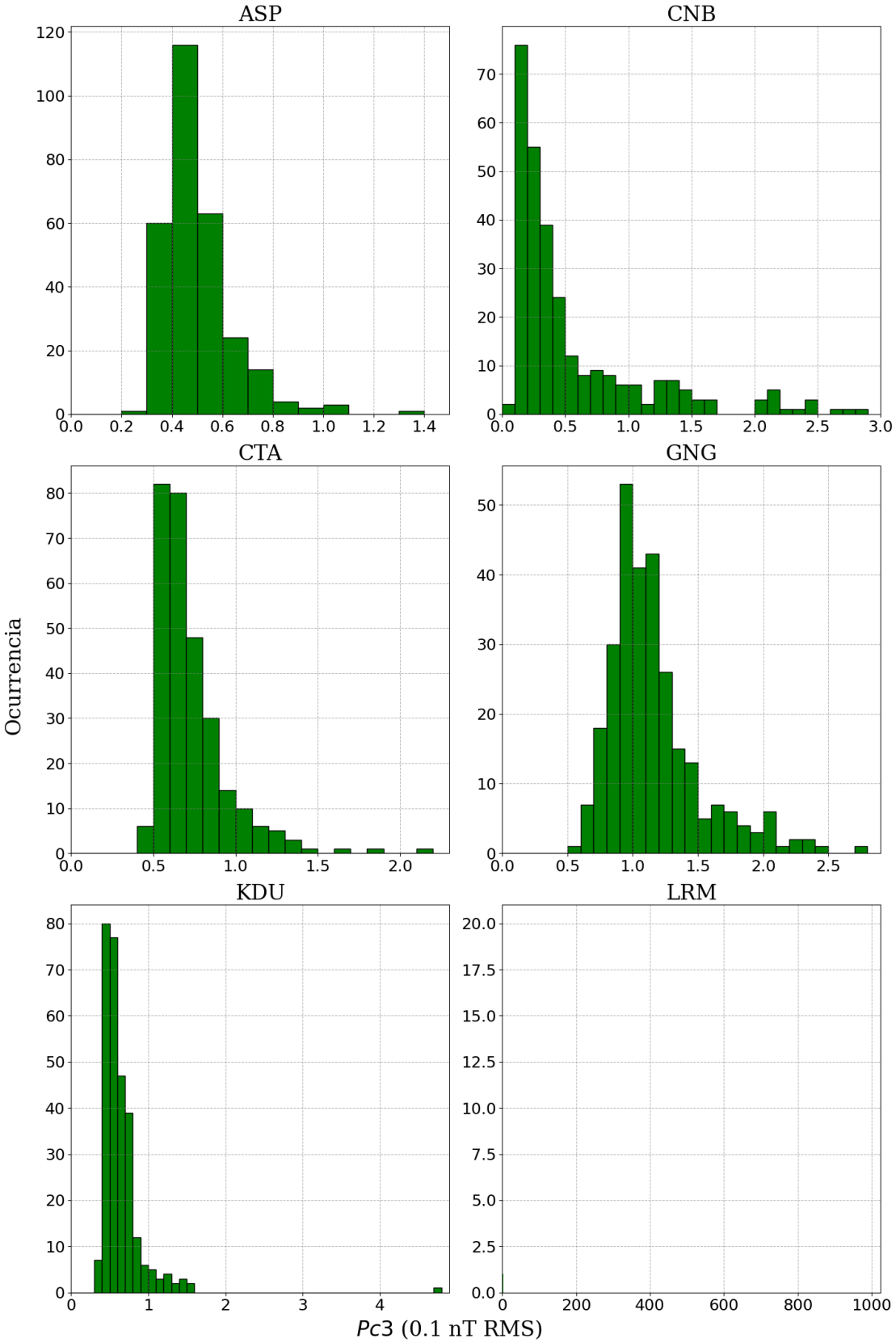

Figura C.10: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°25.

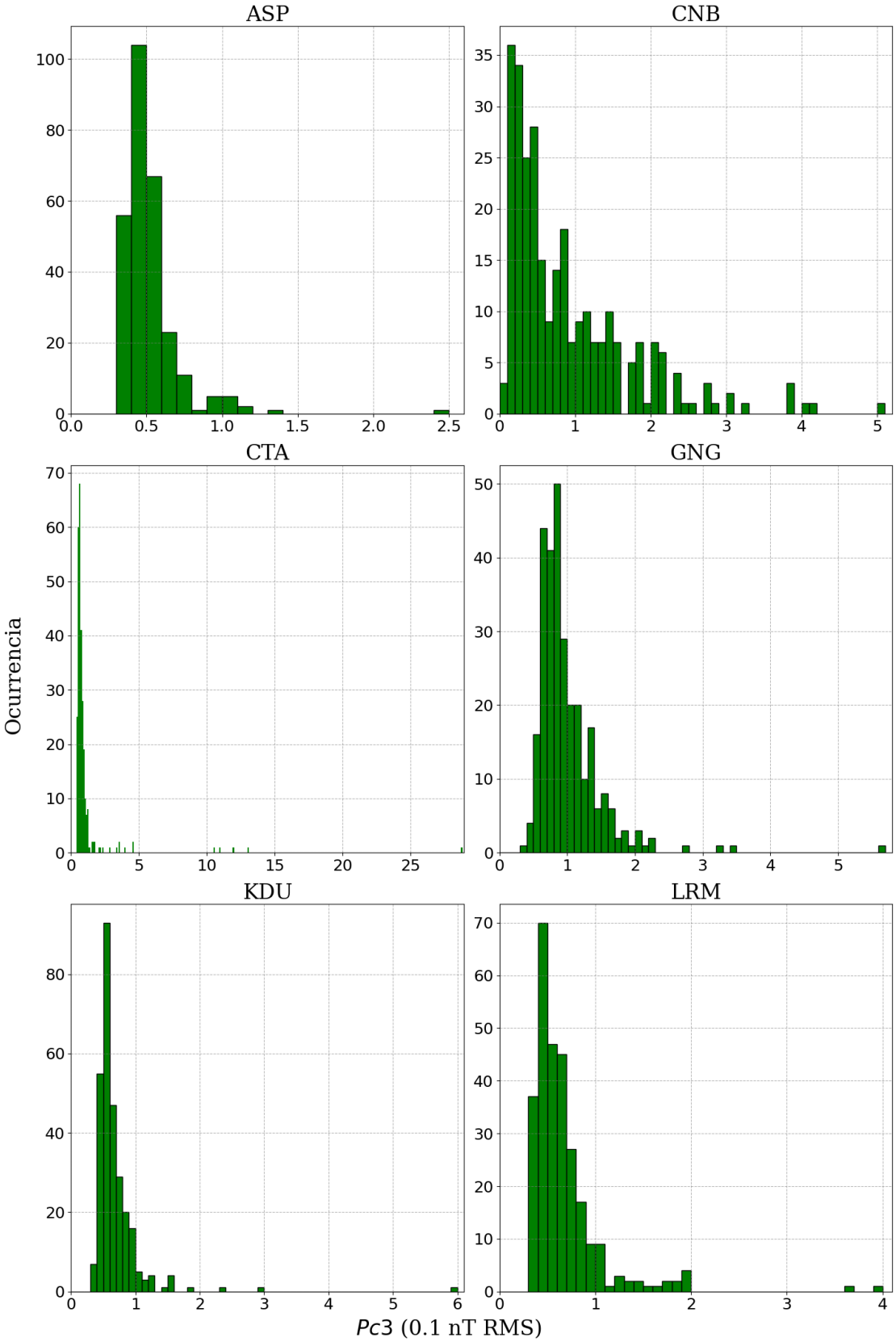

Figura C.11: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°36.

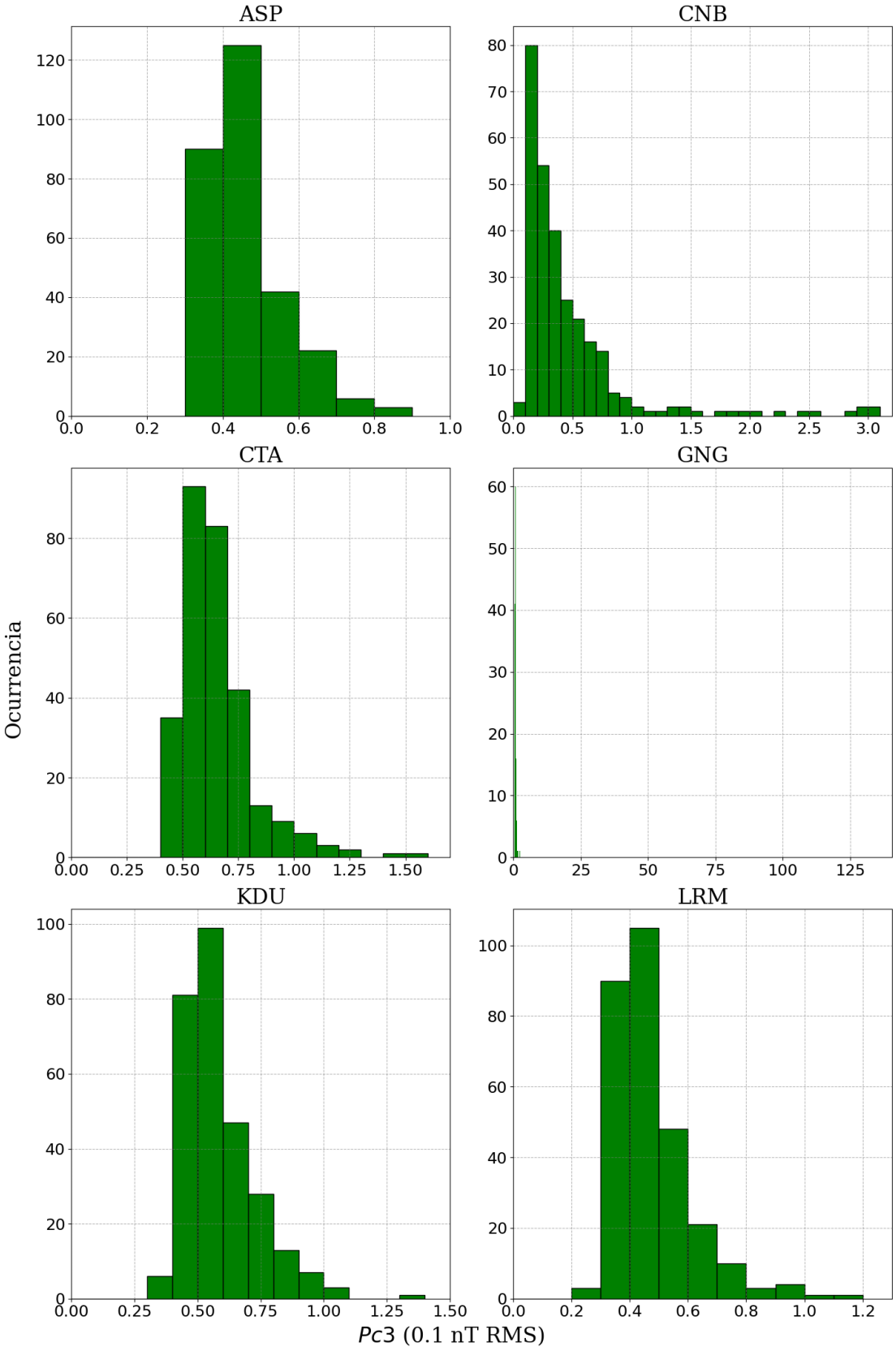

Figura C.12: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°39.

C.3. Variación espacial del índice Pc3

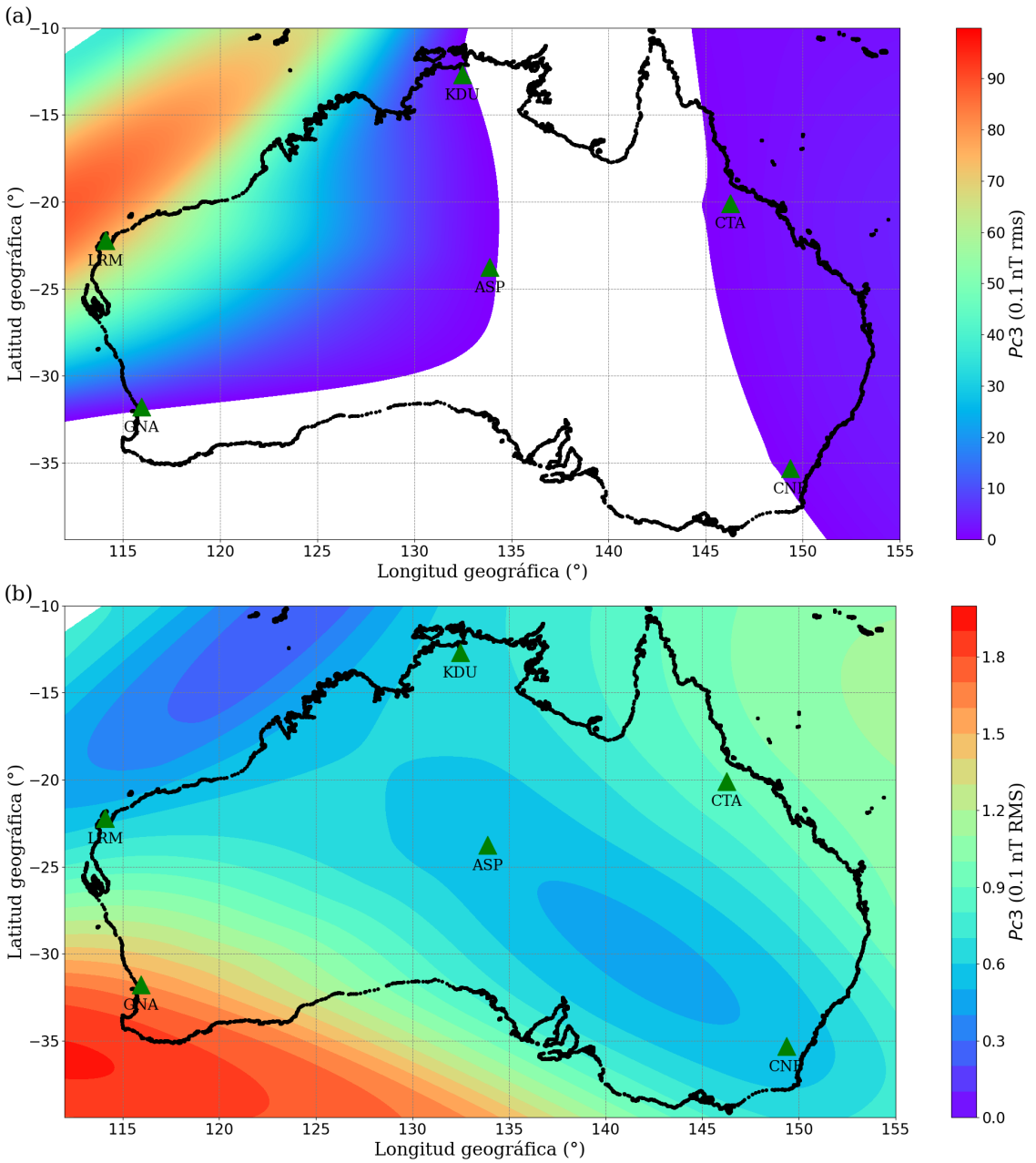

Figura C.13: Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°12 y para el instante 2012-07-08 08:20:00 en el panel (a).

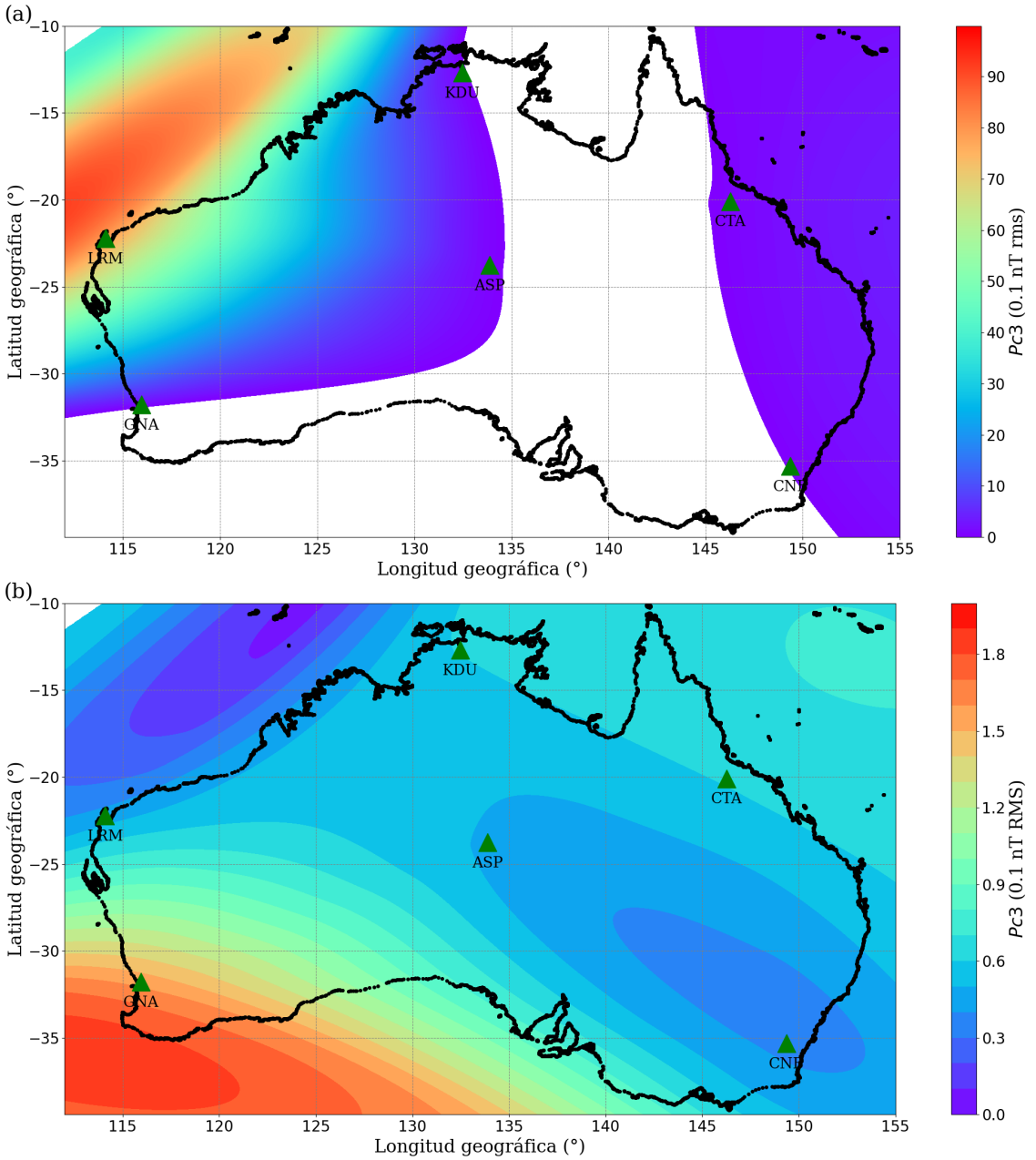

Figura C.14: Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°14 y para el instante 2012-10-24 17:00:00 en el panel (a).

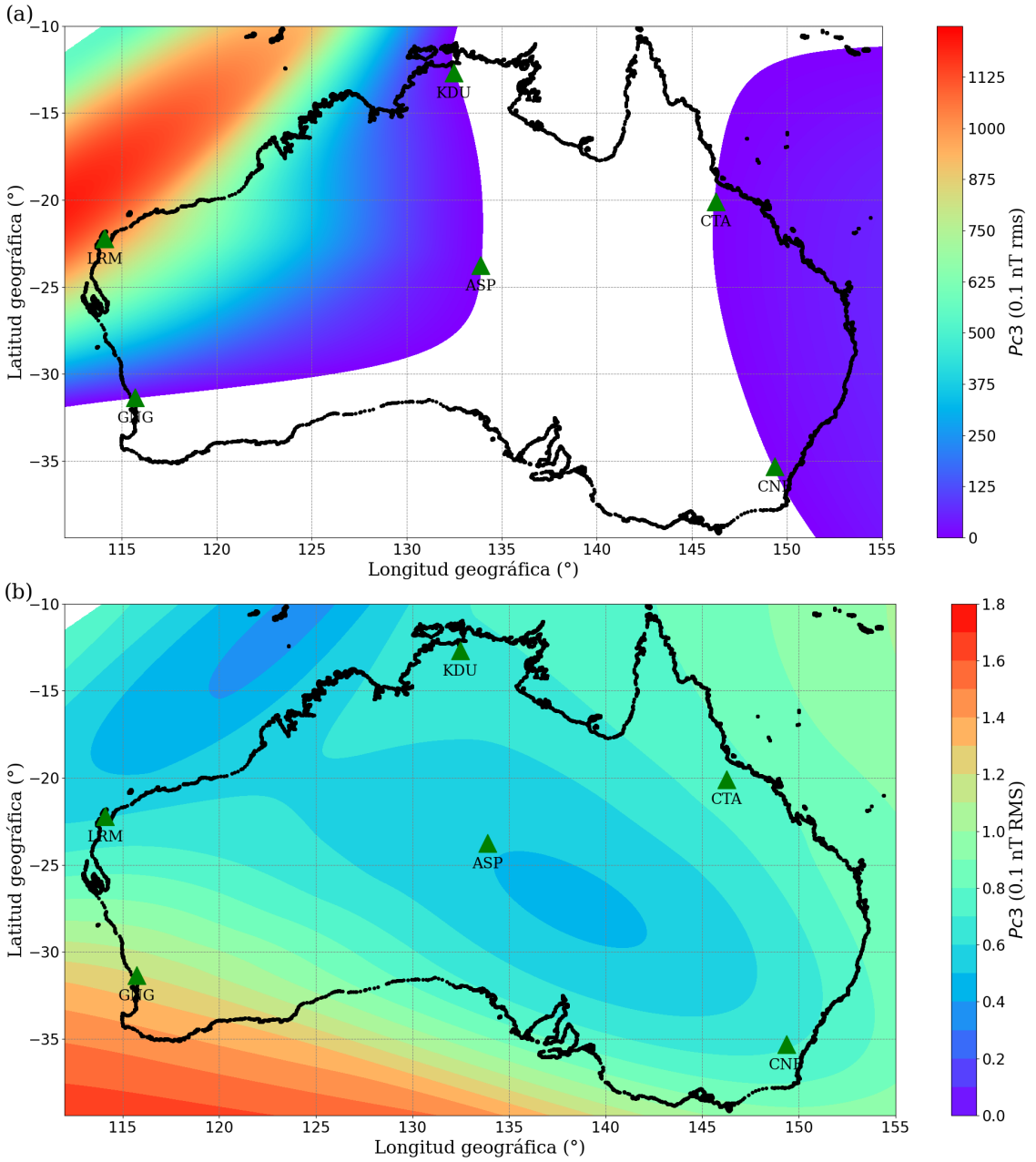

Figura C.15: Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°24 y para el instante 2013-11-11 02:40:00 en el panel (a).

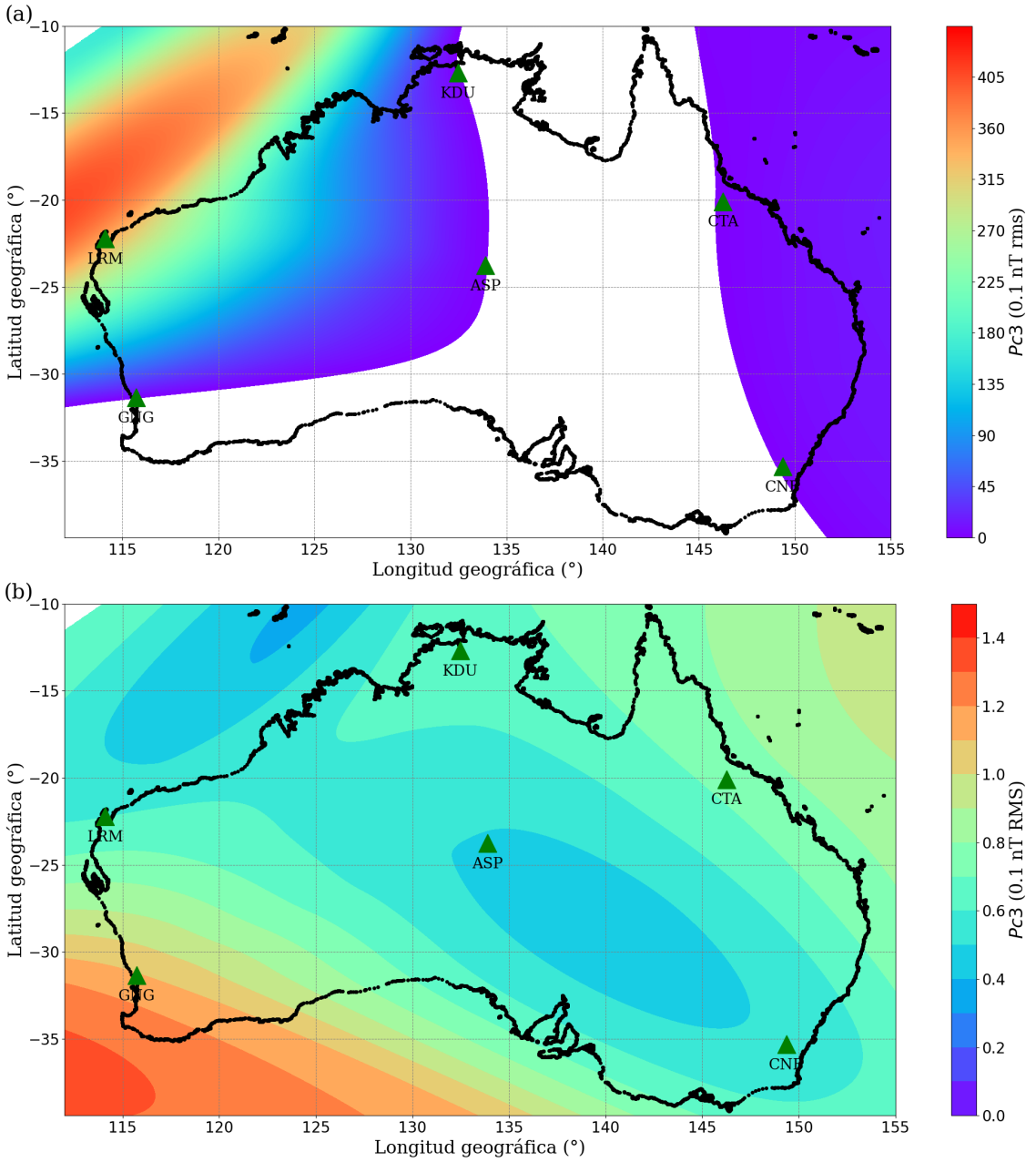

Figura C.16: Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°25 y para el instante 2013-11-11 13:20:00 en el panel (a).

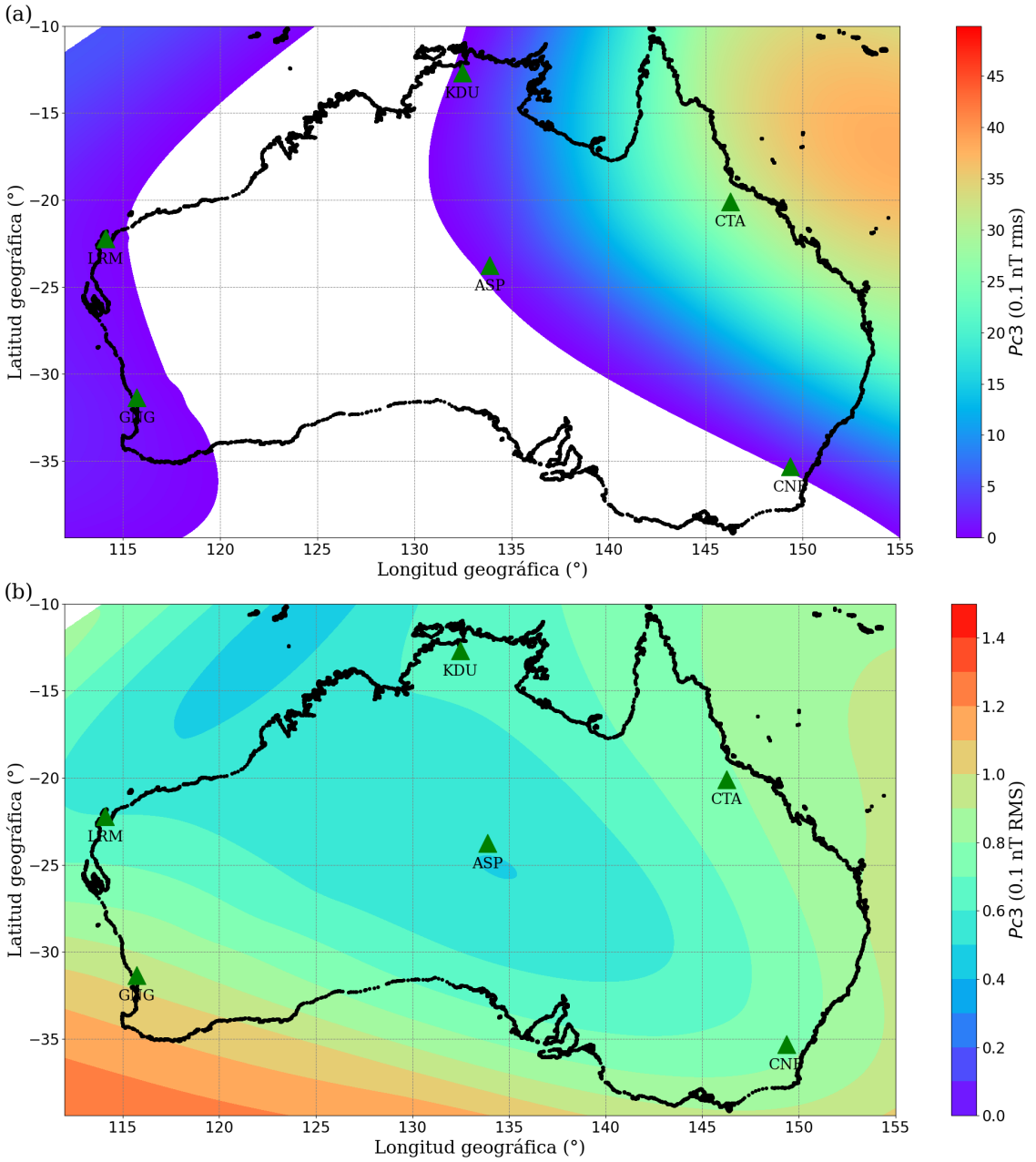

Figura C.17: Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°36 y para el instante 2014-10-24 01:40:00 en el panel (a).

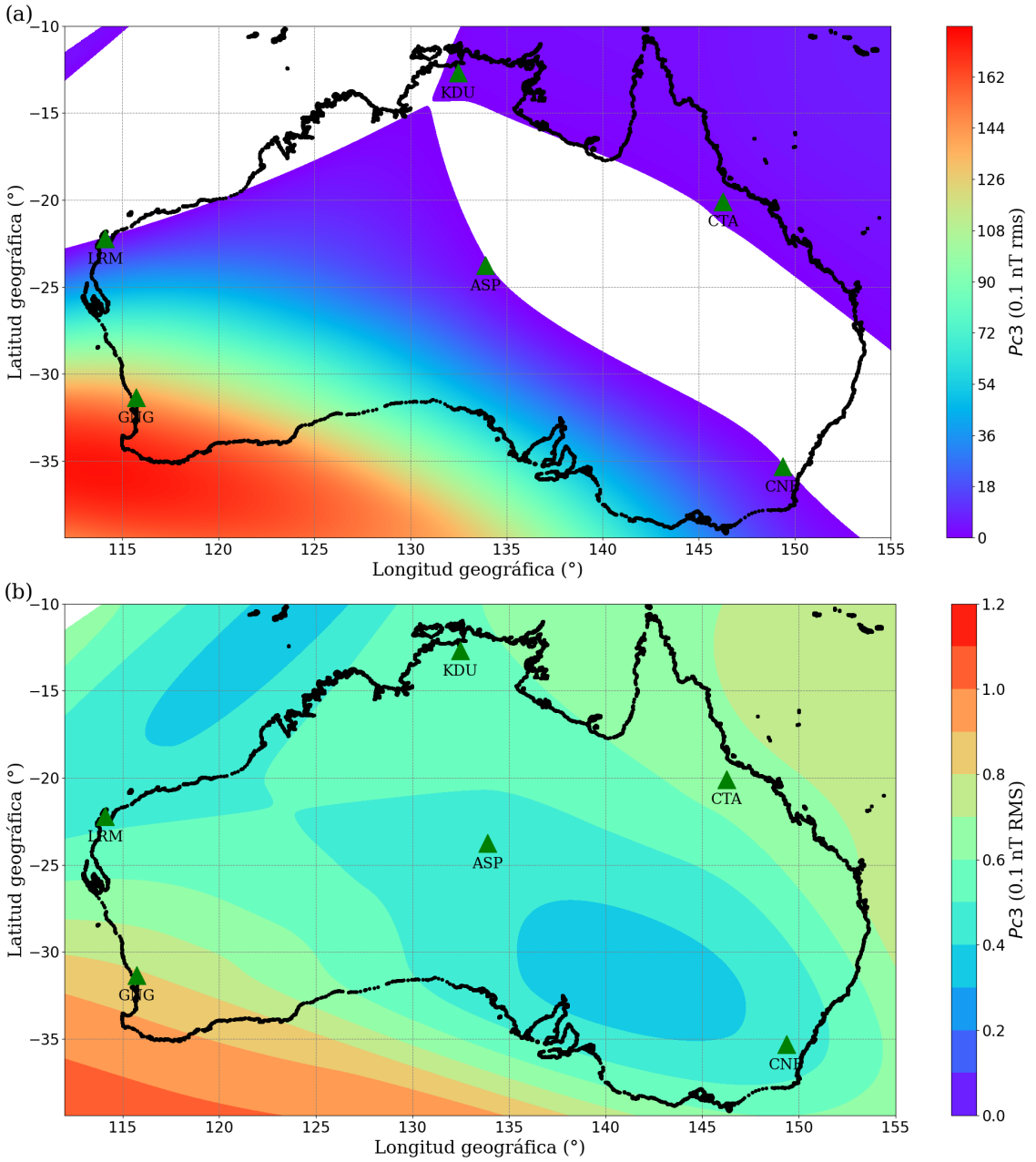

Figura C.18: Mismo formato que la Figura 5.10 pero del evento N°39 y para el instante 2014-10-29 03:20:00 en el panel (a).

Apéndice D

Imágenes complementarias de los eventos asociados a la actividad Pc3 tipo 4

D.1. Variación temporal del índice Pc3

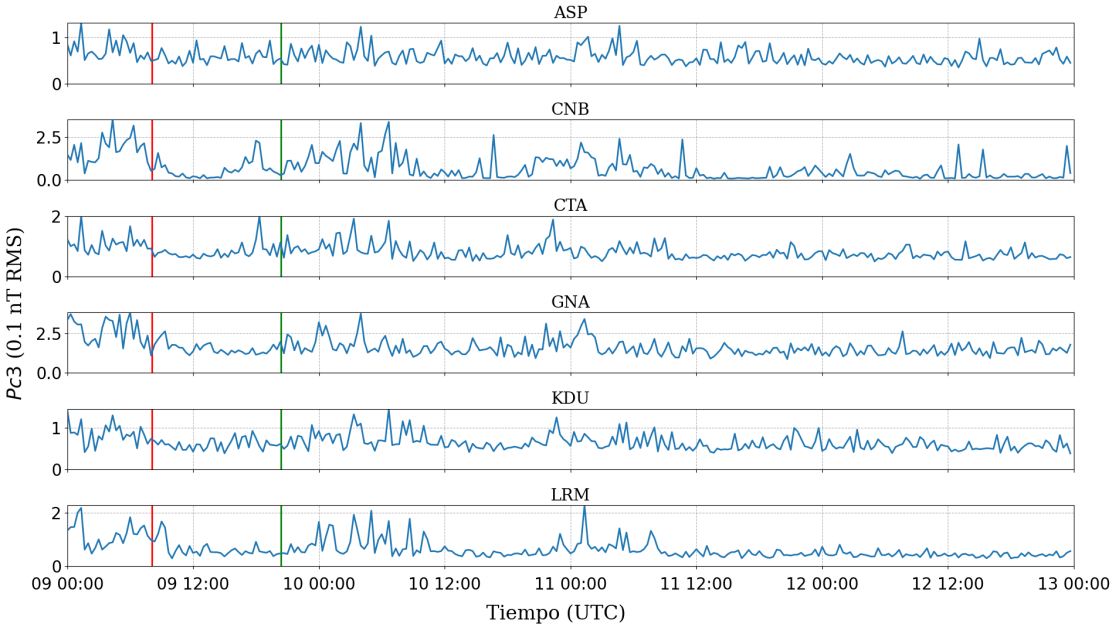

Figura D.1: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°2.

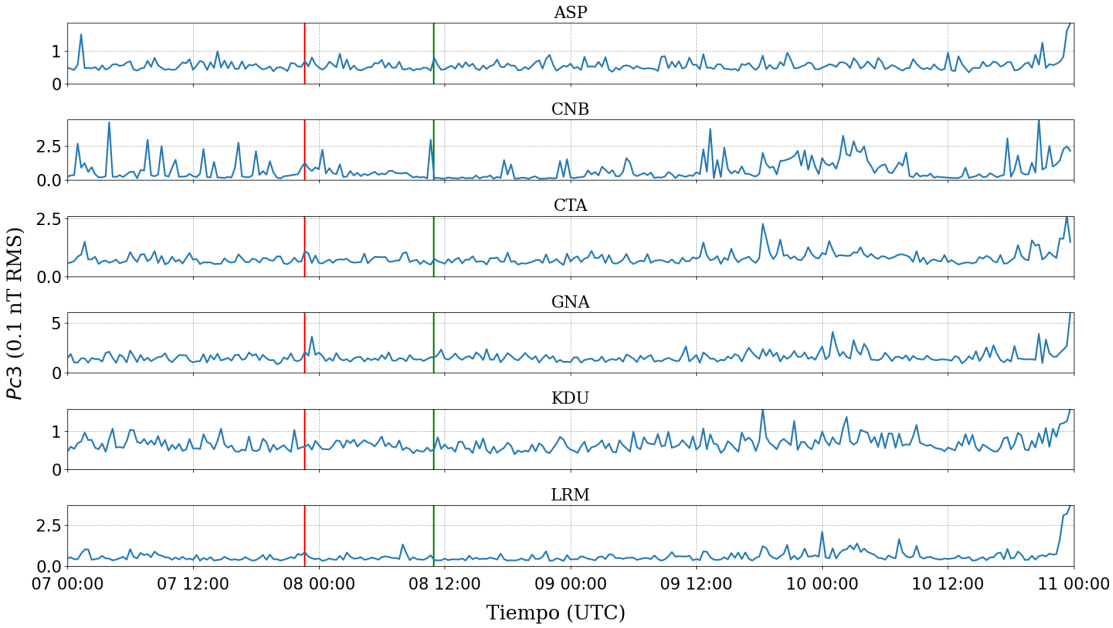

Figura D.3: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°4.

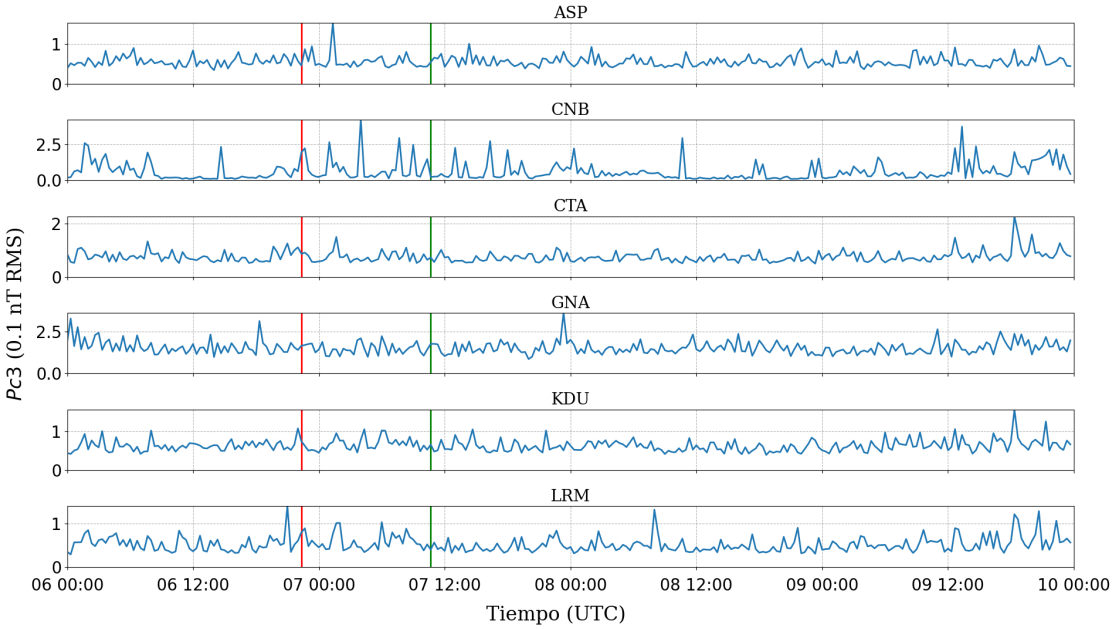

Figura D.2: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°3.

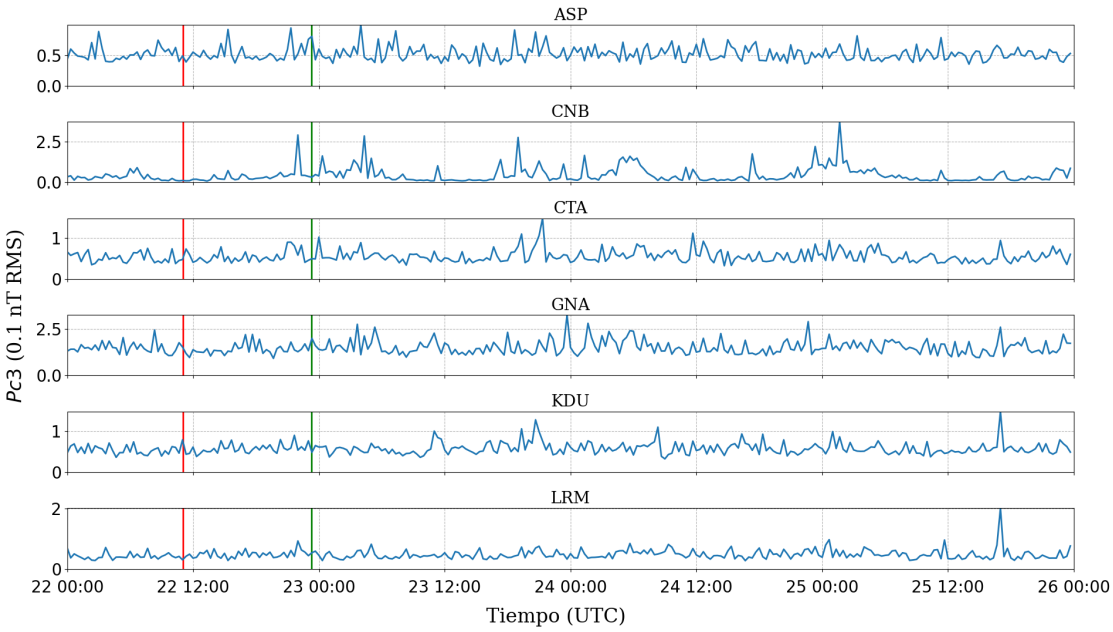

Figura D.4: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°5.

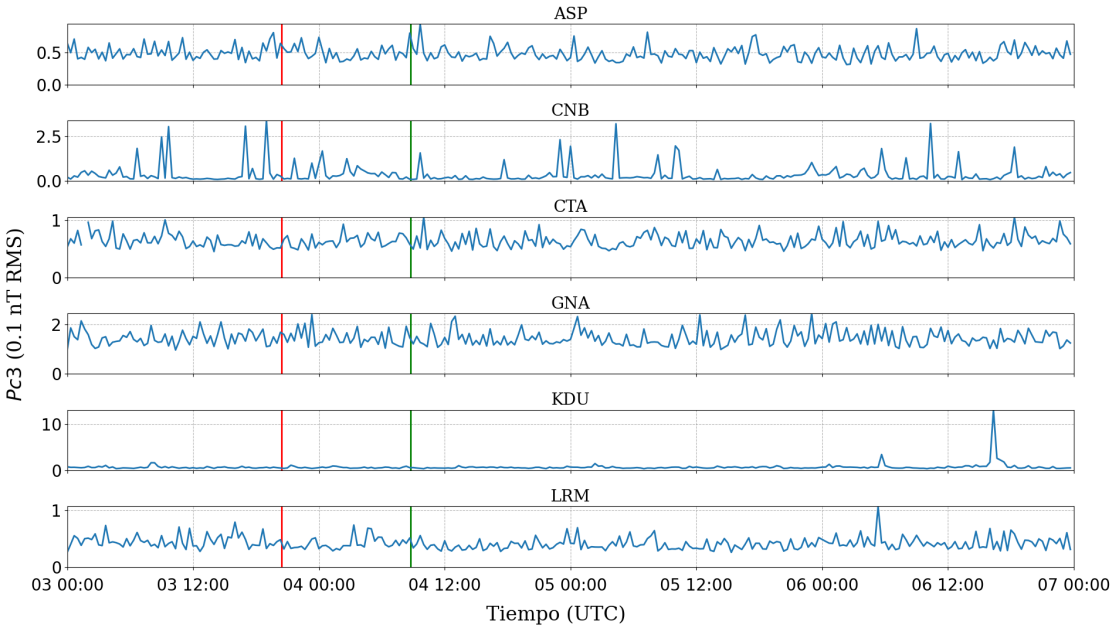

Figura D.5: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°7.

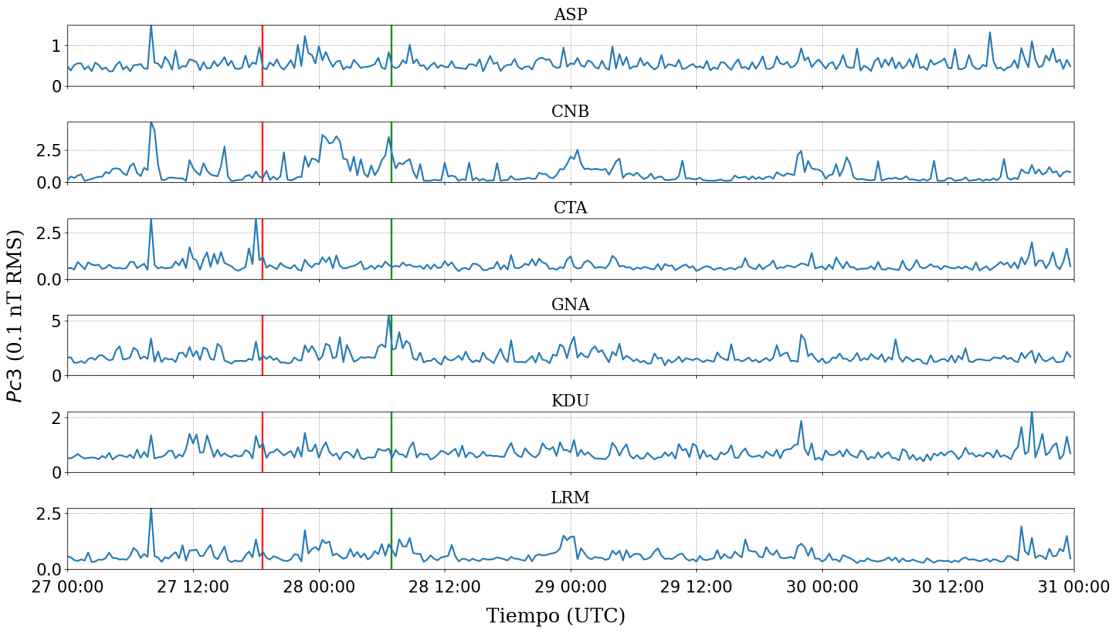

Figura D.6: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°8.

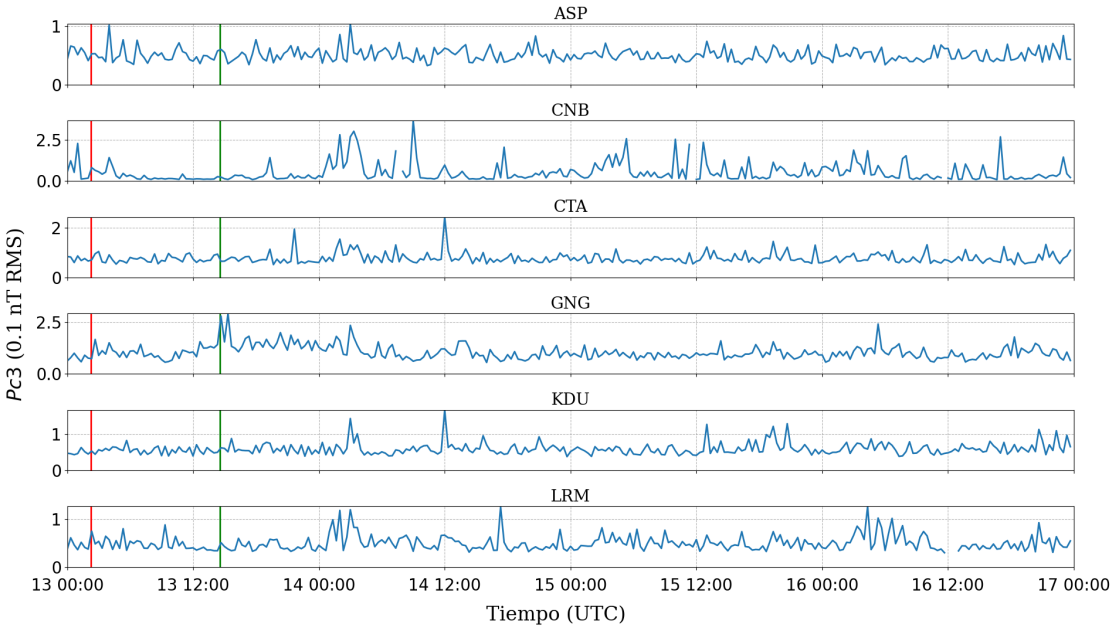

Figura D.7: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°15.

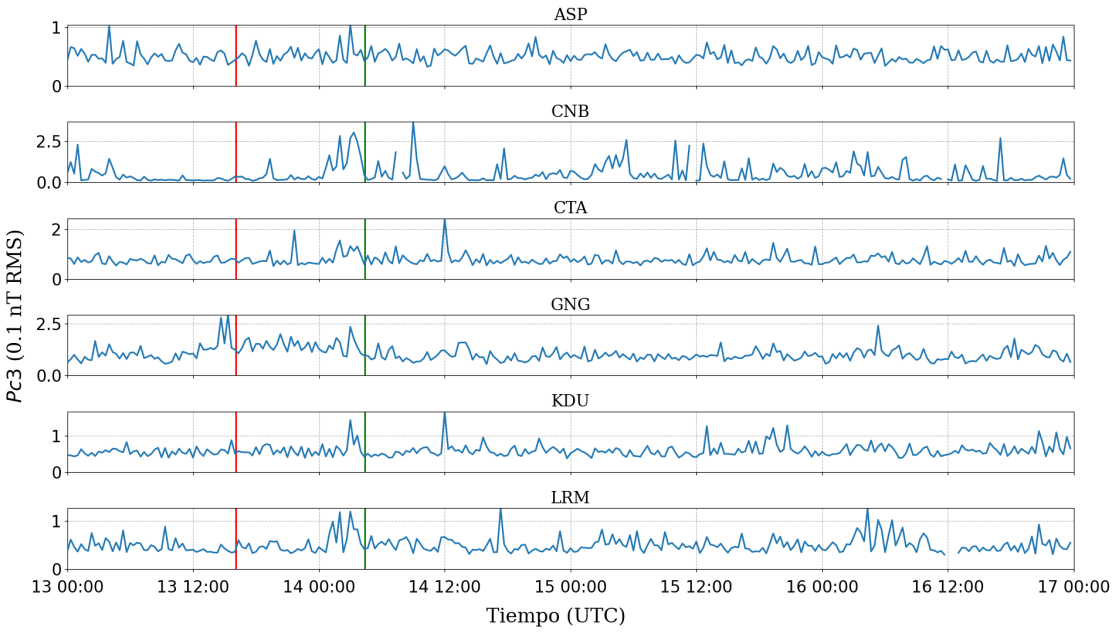

Figura D.8: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°16.

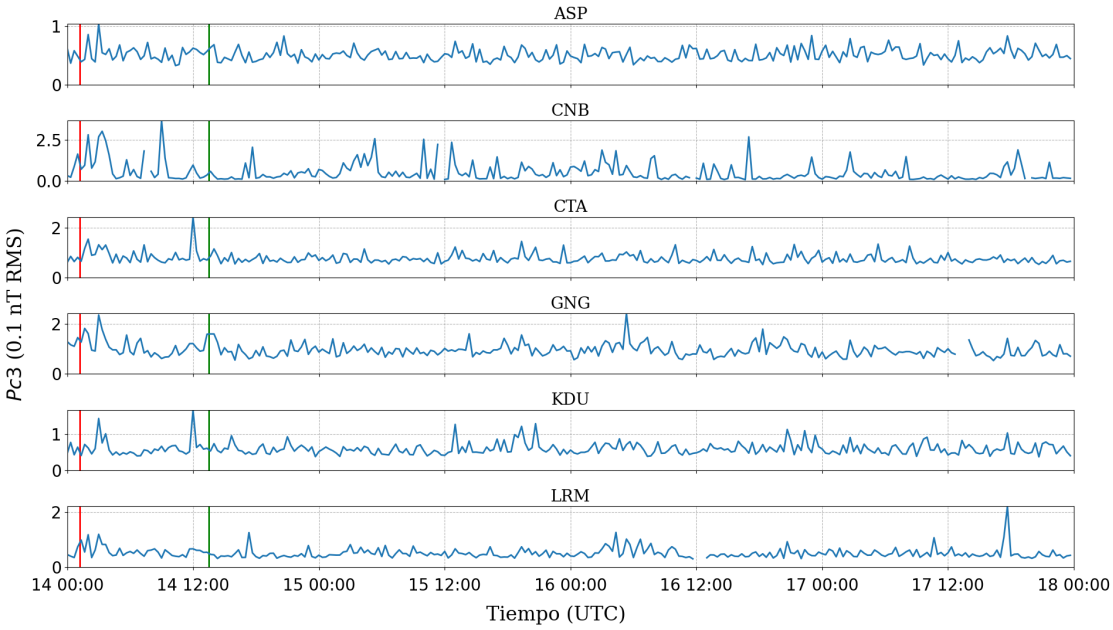

Figura D.9: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°17.

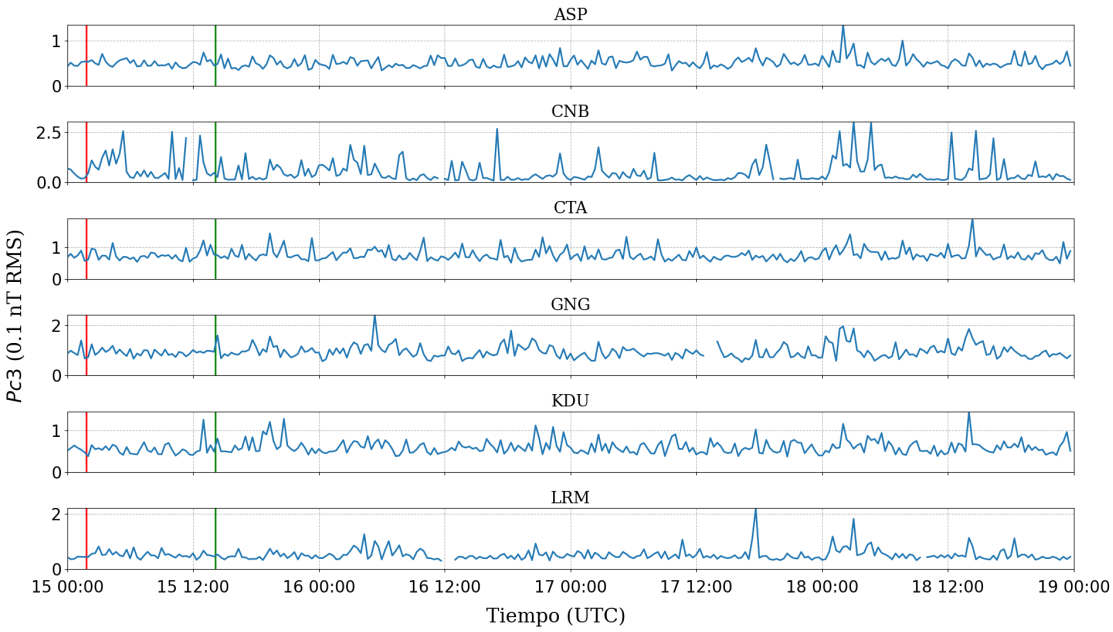

Figura D.10: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°18.

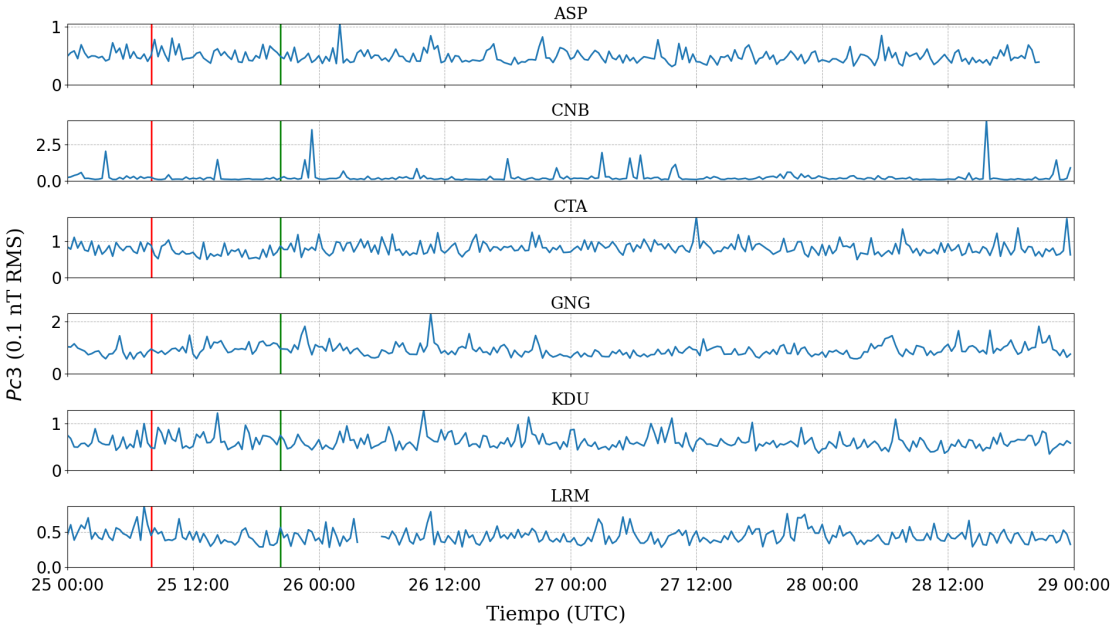

Figura D.11: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°19.

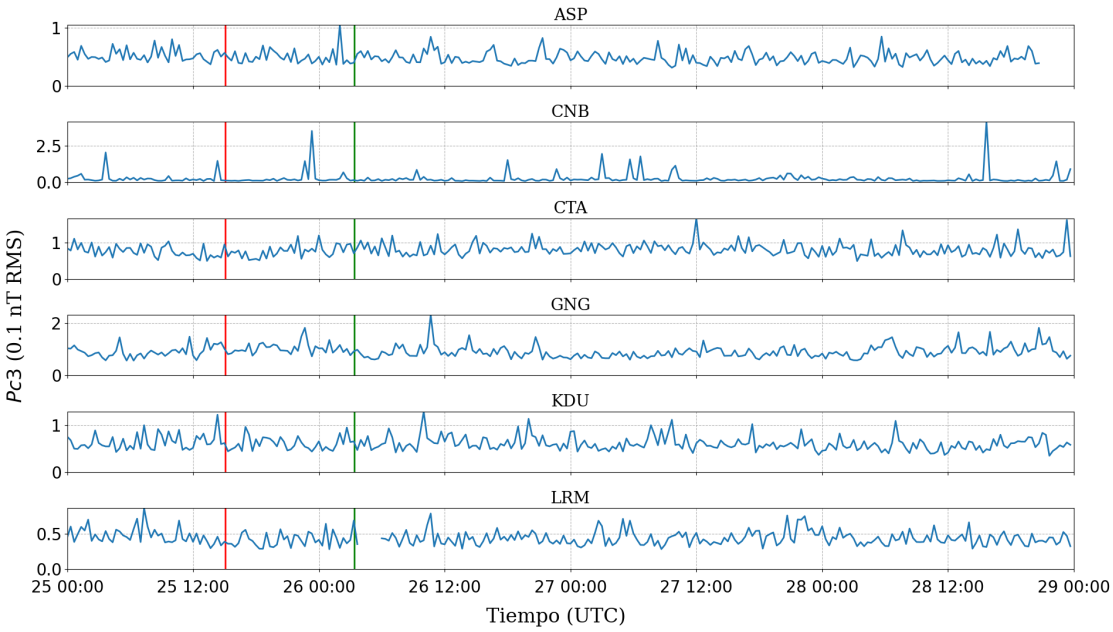

Figura D.12: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°20.

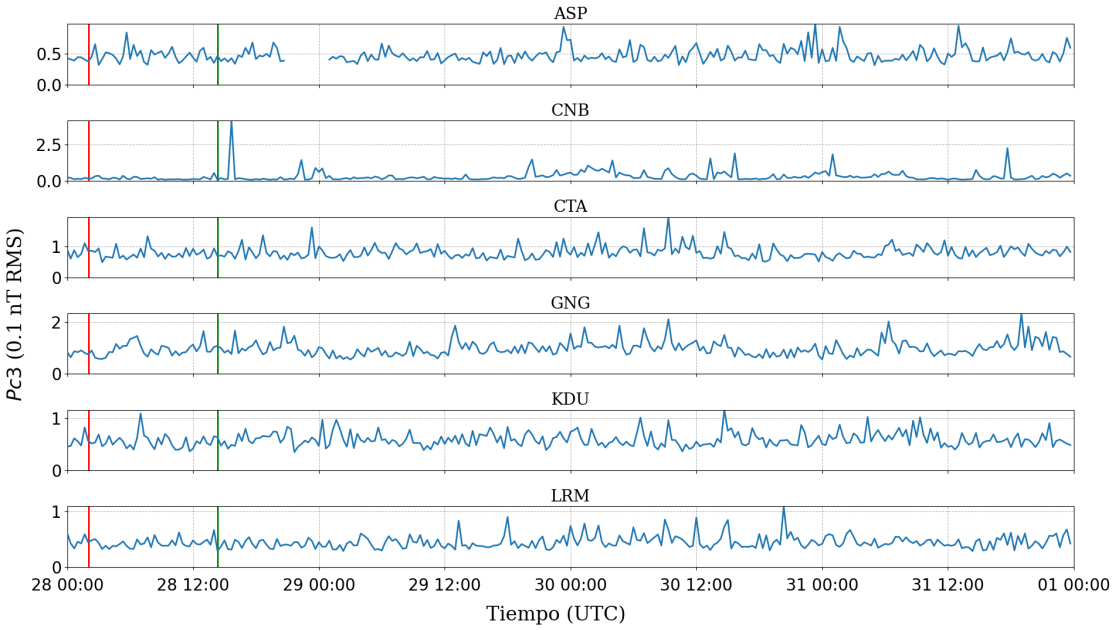

Figura D.13: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°21.

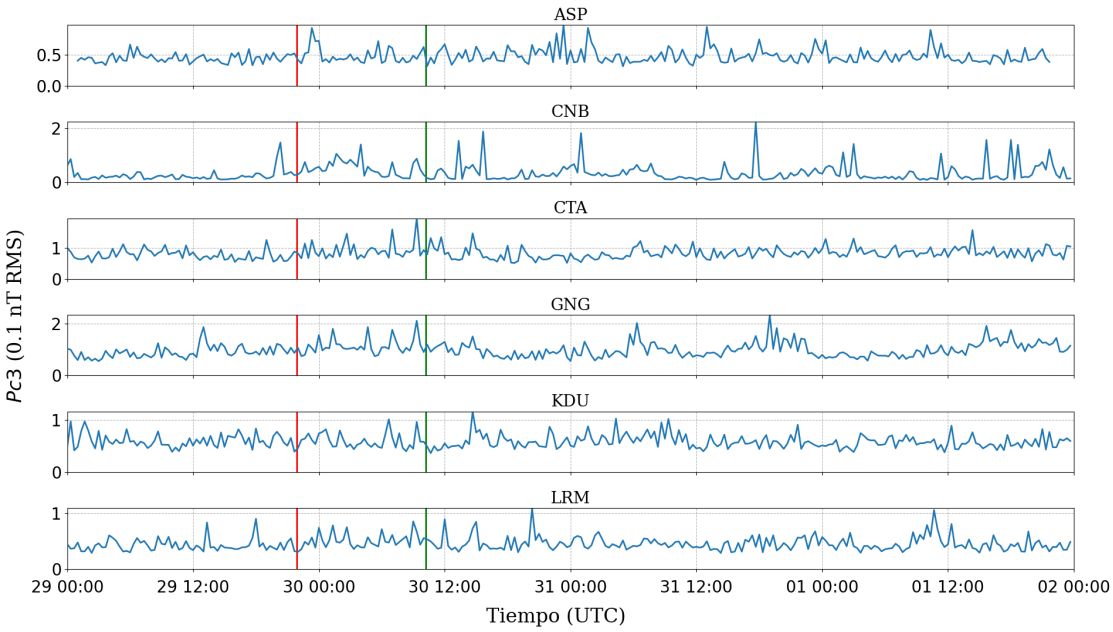

Figura D.14: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°22.

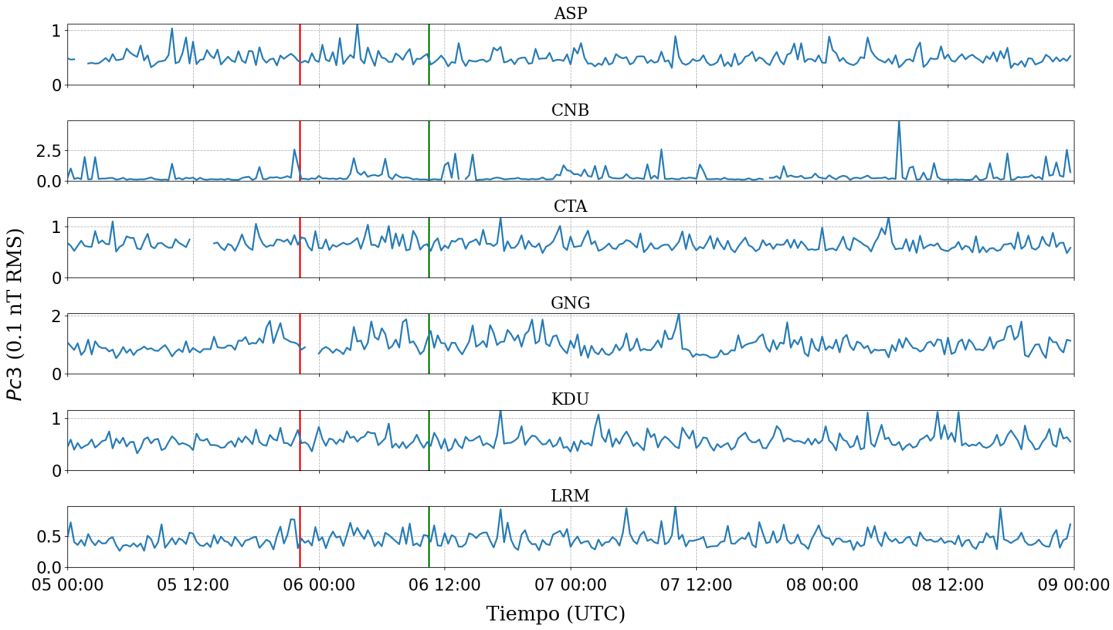

Figura D.15: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°23.

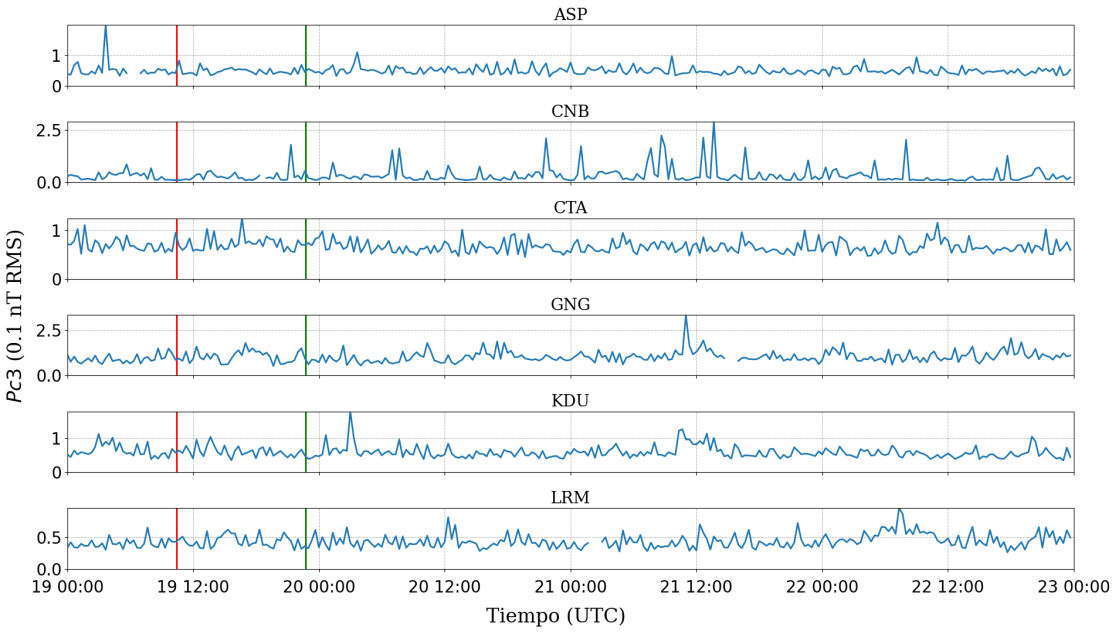

Figura D.16: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°26.

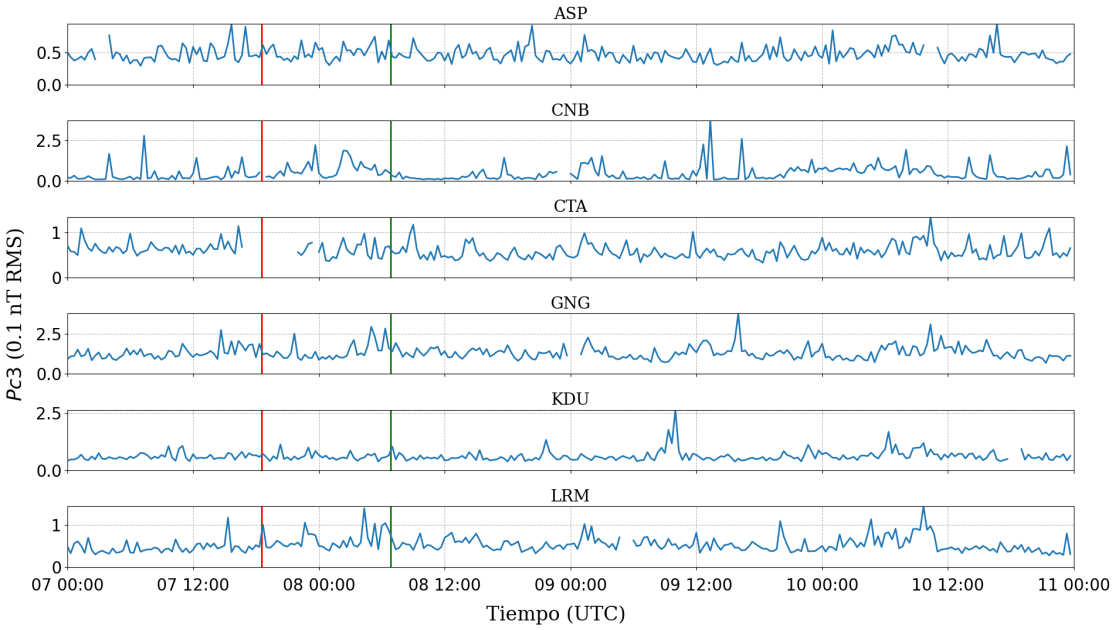

Figura D.17: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°27.

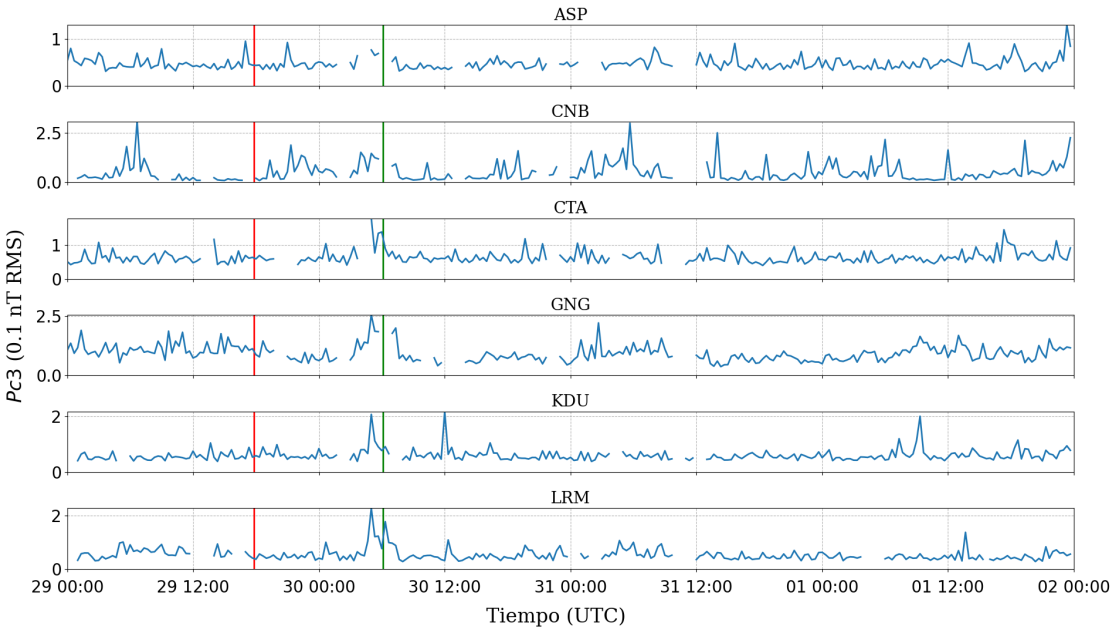

Figura D.18: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°29.

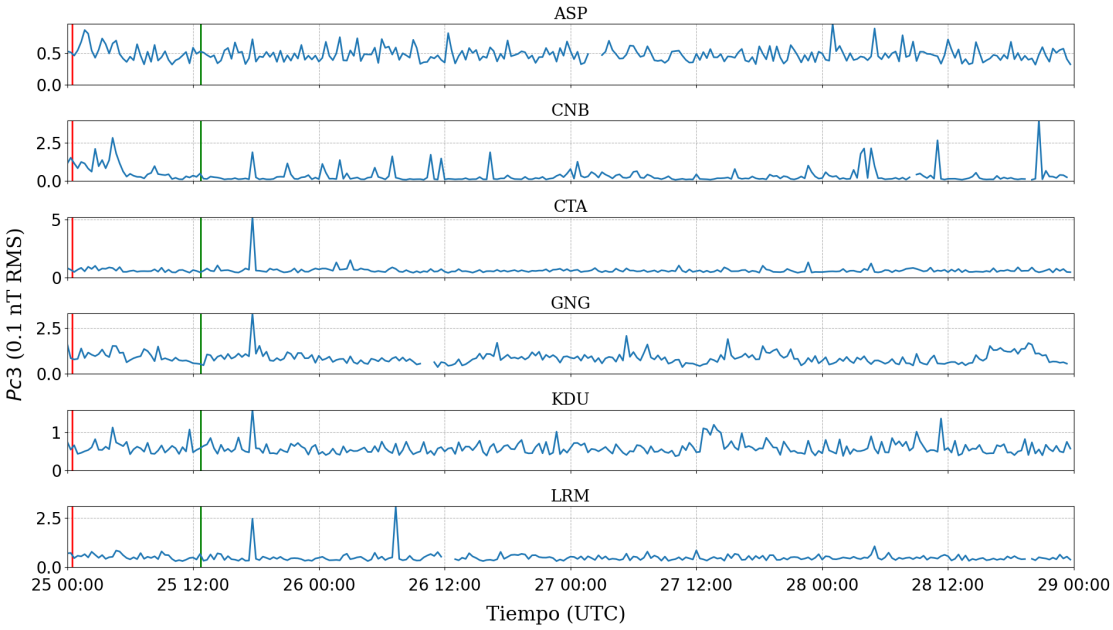

Figura D.19: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°30.

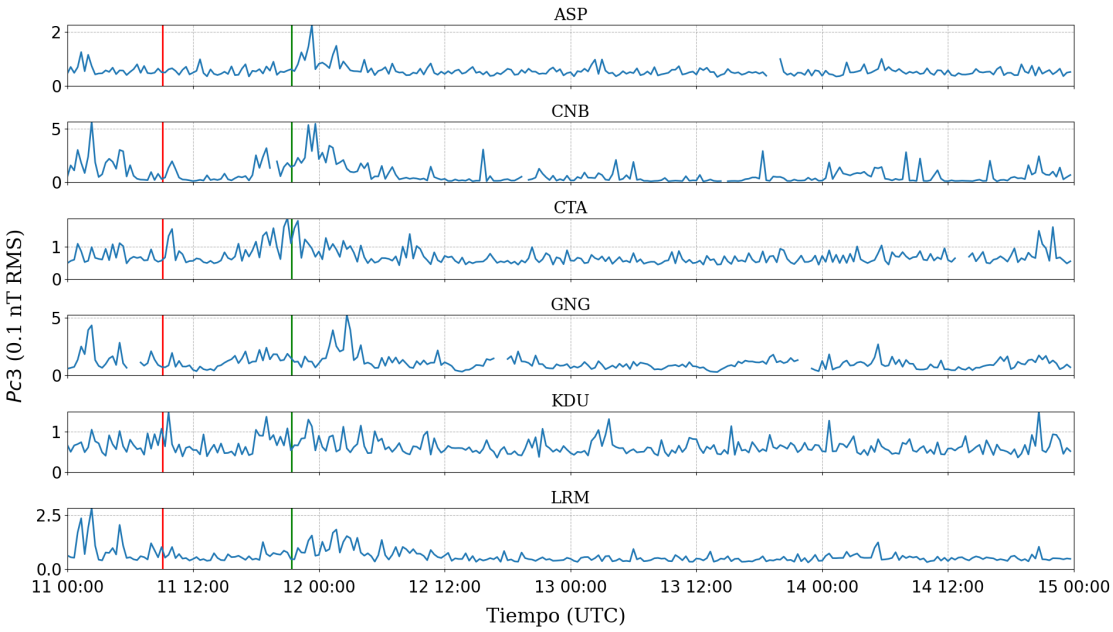

Figura D.20: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°33.

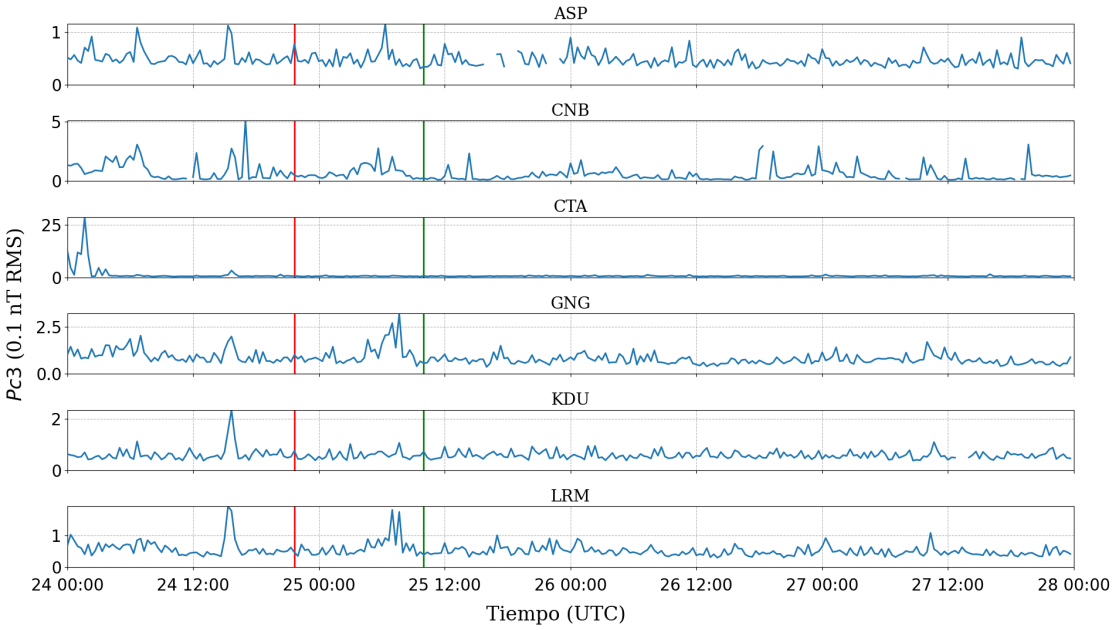

Figura D.21: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°37.

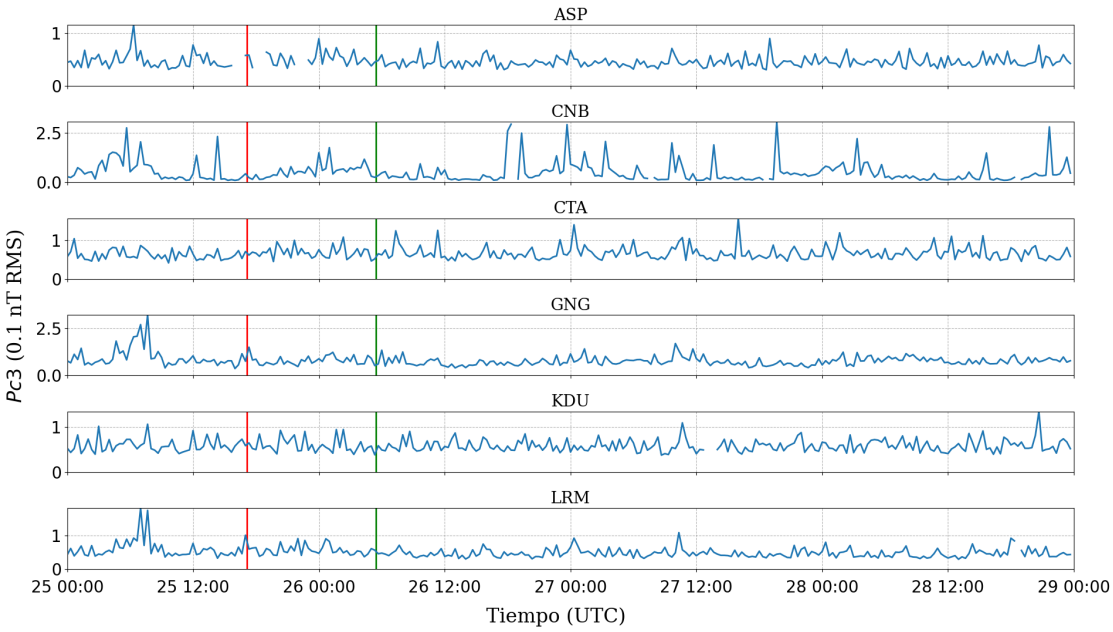

Figura D.22: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°38.

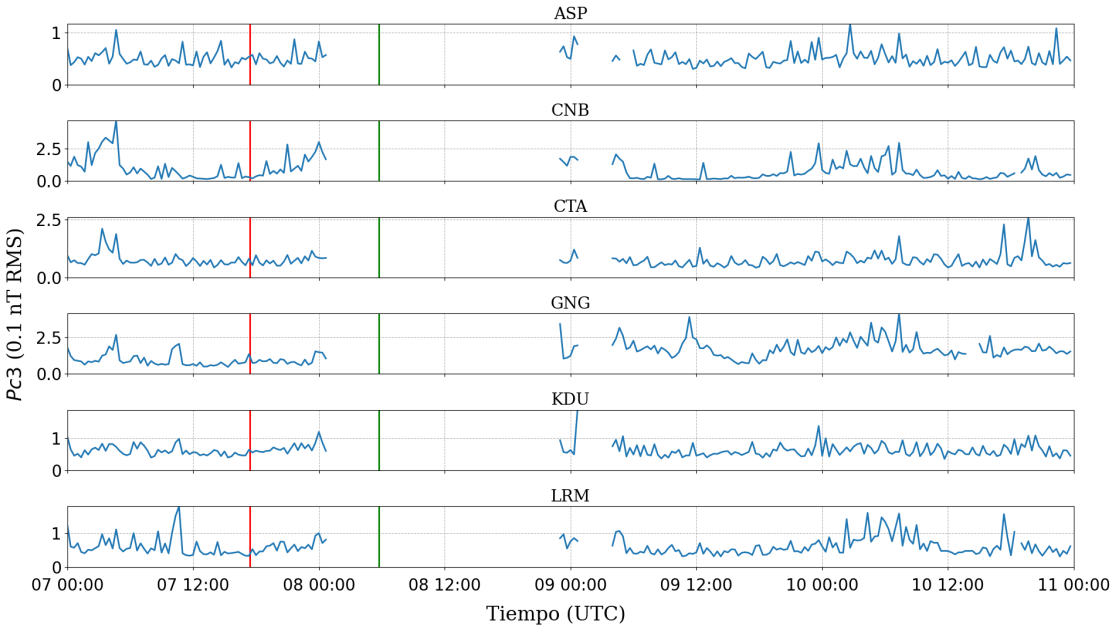

Figura D.23: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°41.

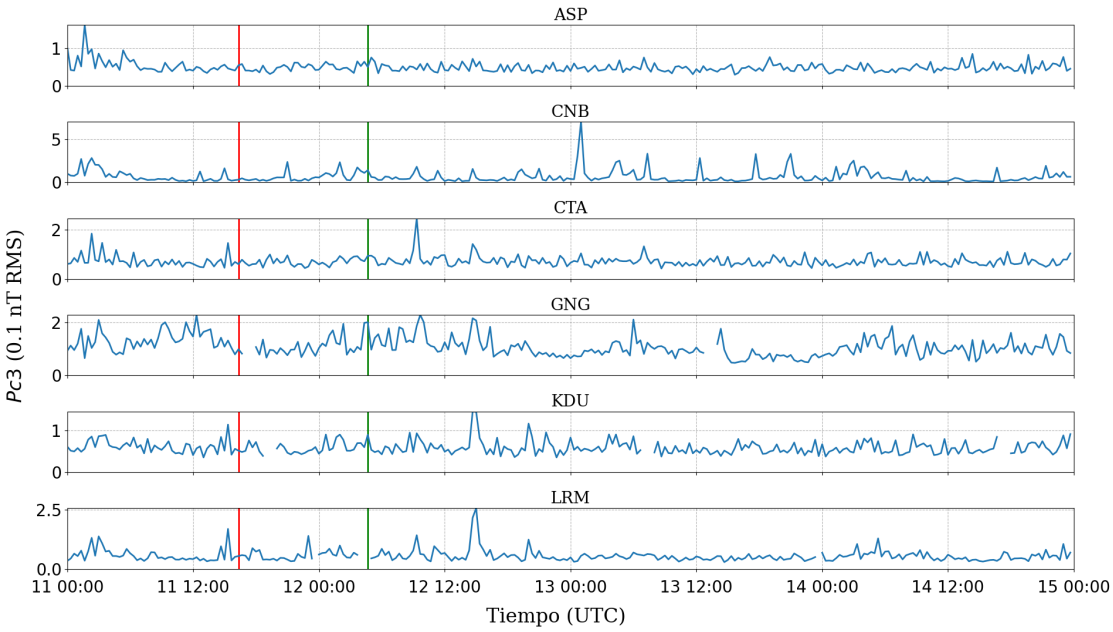

Figura D.24: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°43.

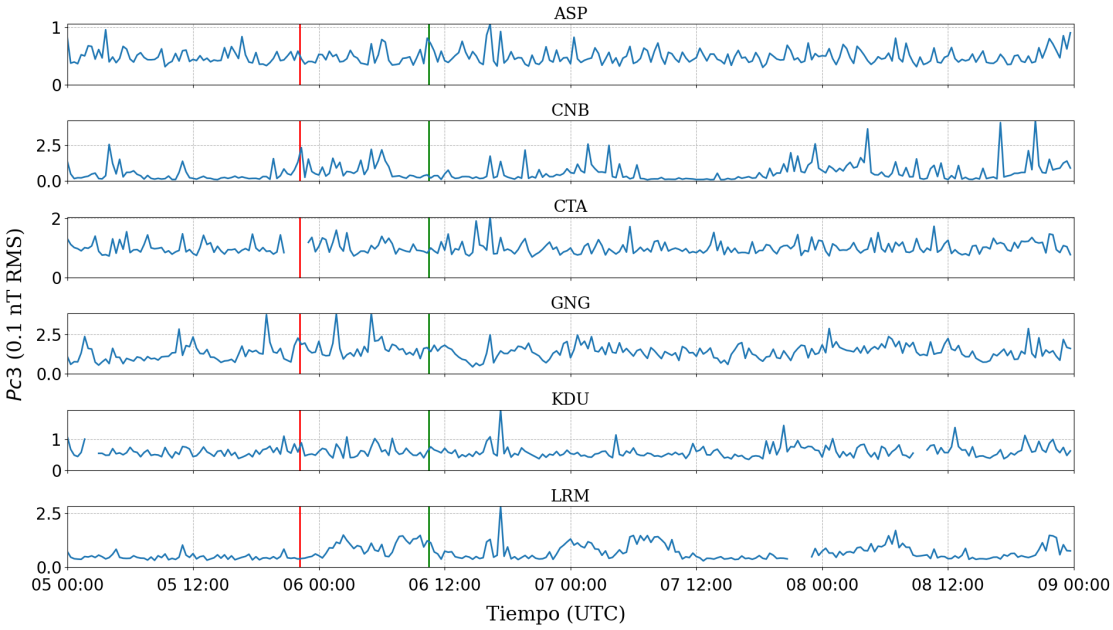

Figura D.25: Mismo formato que la Figura 5.2 pero del evento N°44.

D.2. Histogramas

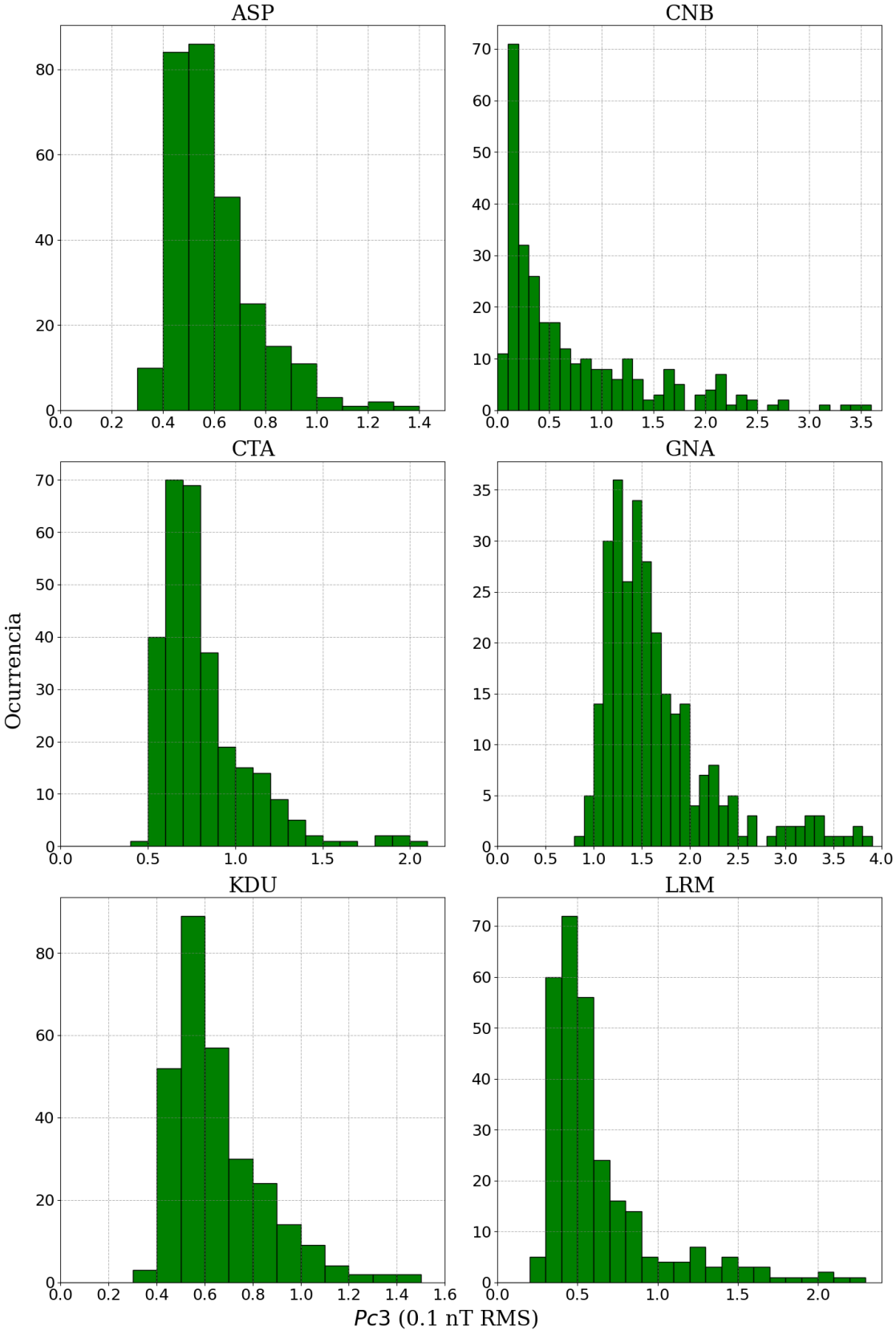

Figura D.26: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°2.

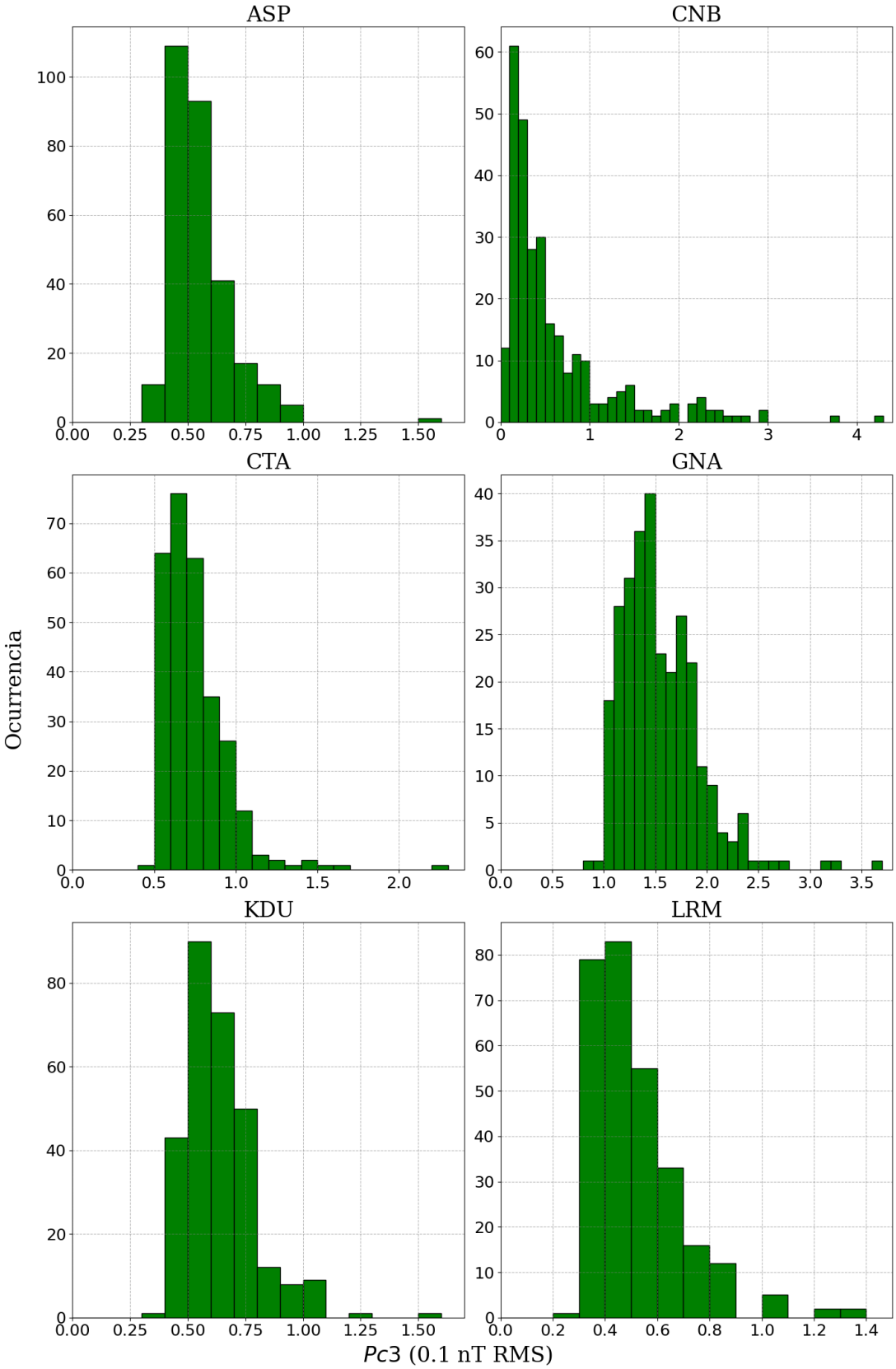

Figura D.27: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°3.

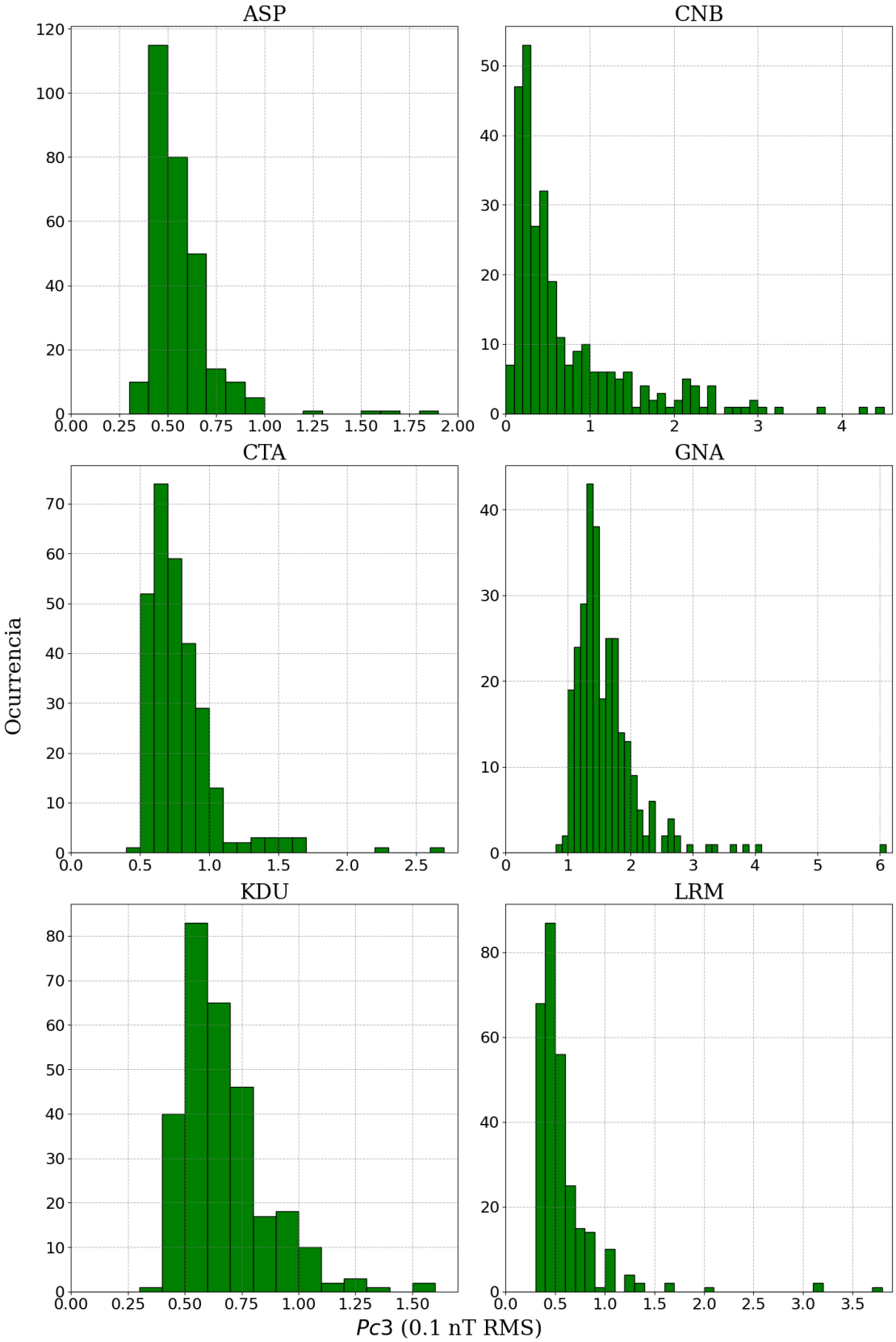

Figura D.28: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°4.

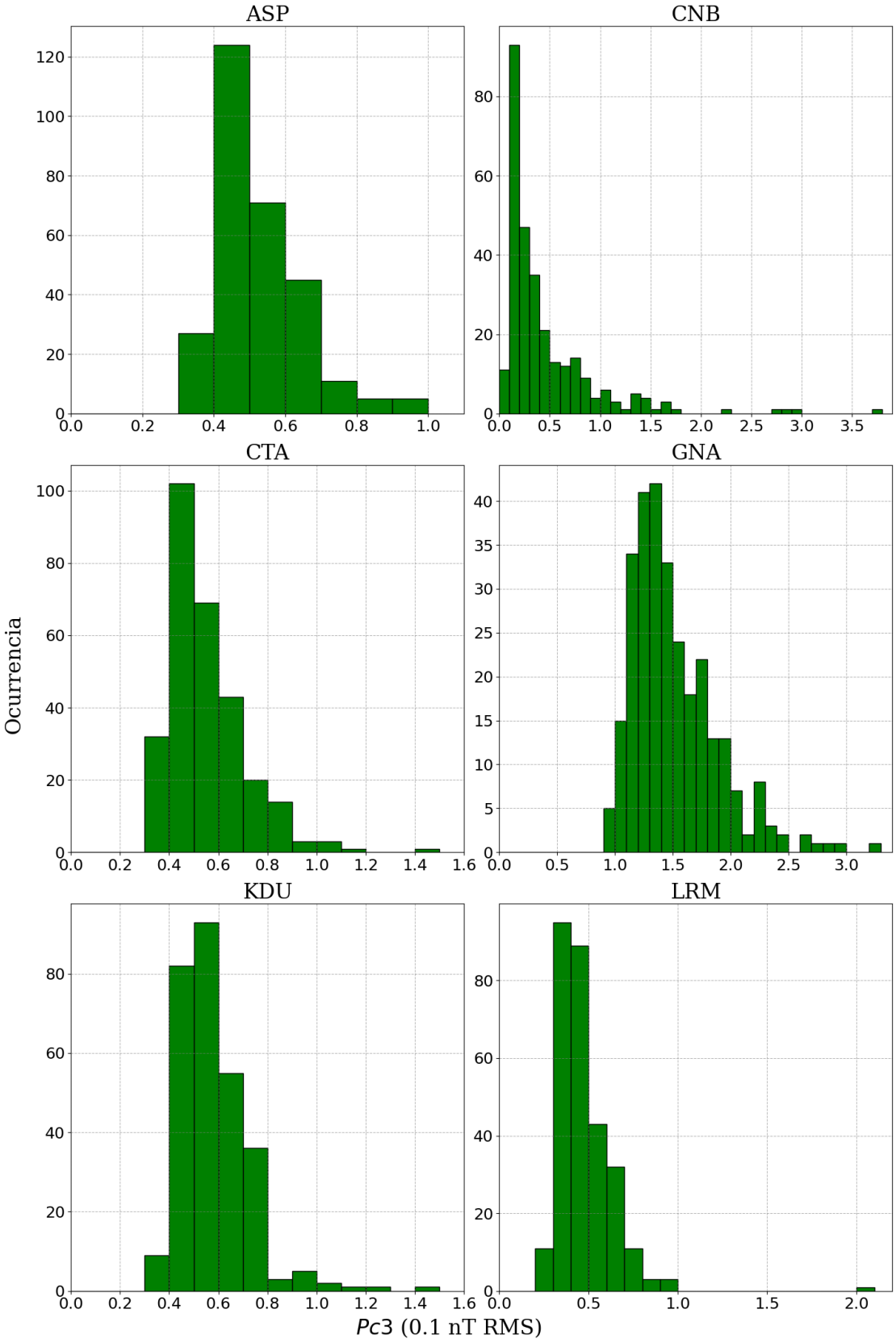

Figura D.29: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°5.

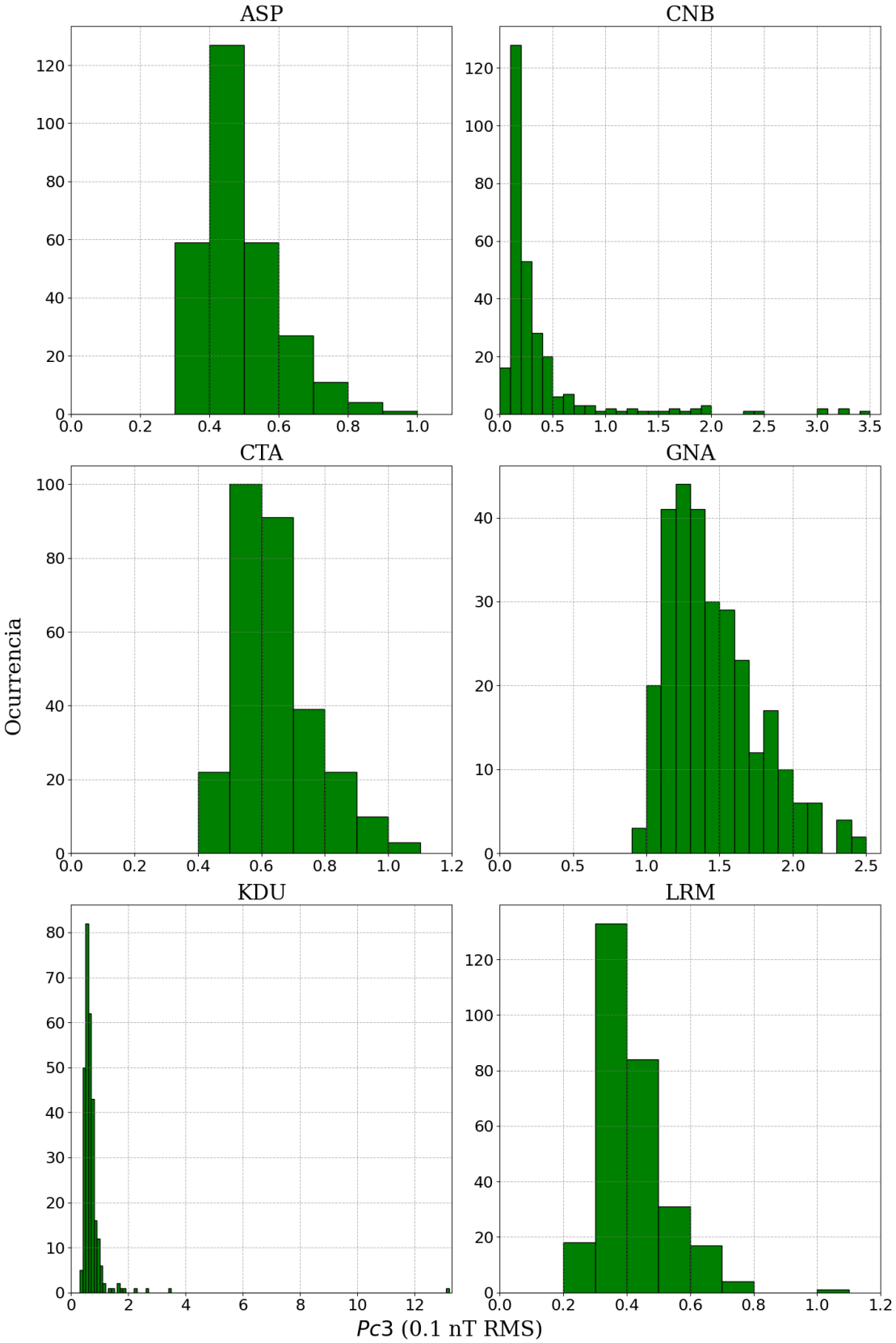

Figura D.30: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°7.

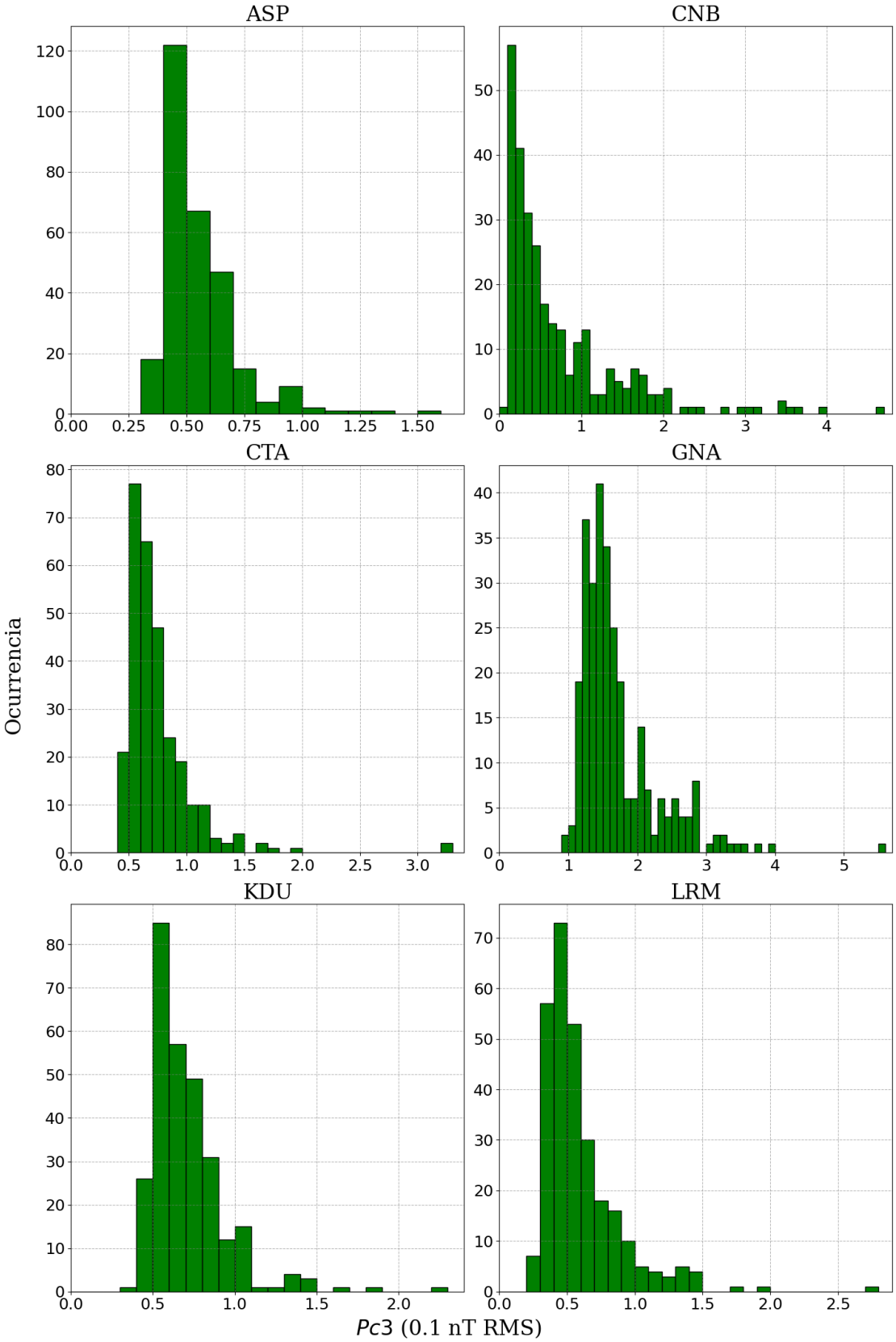

Figura D.31: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°8.

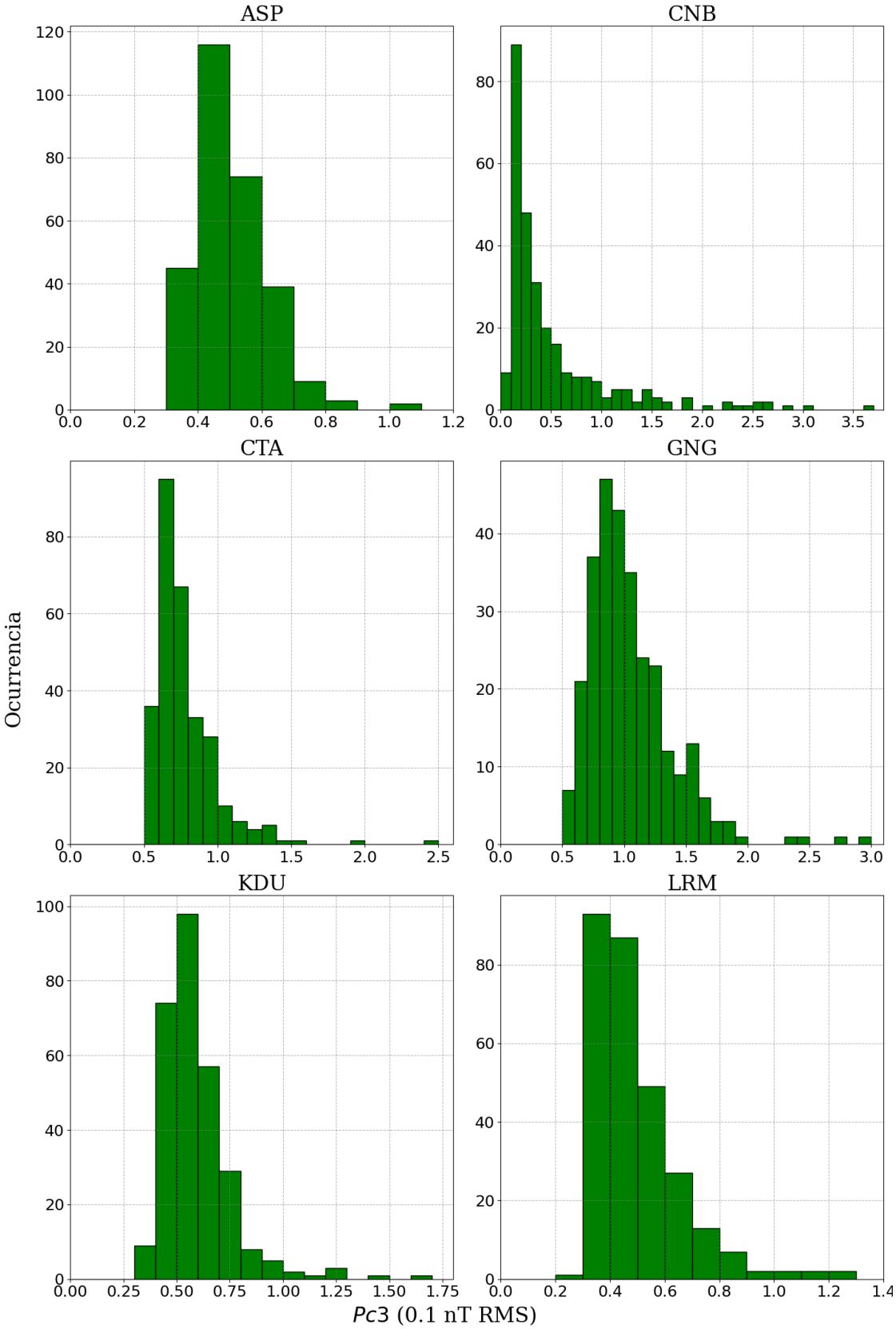

Figura D.32: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°15.

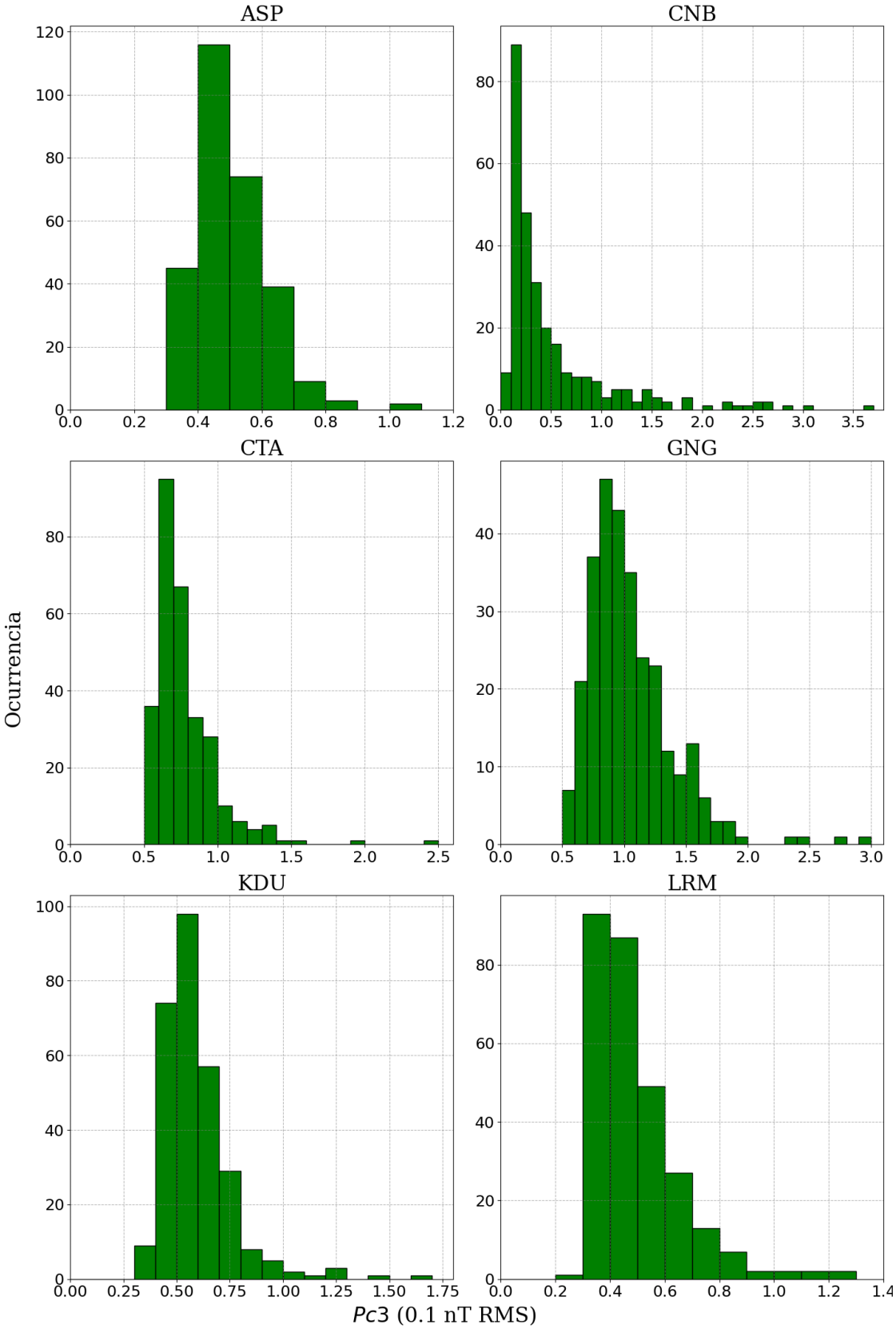

Figura D.33: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°16.

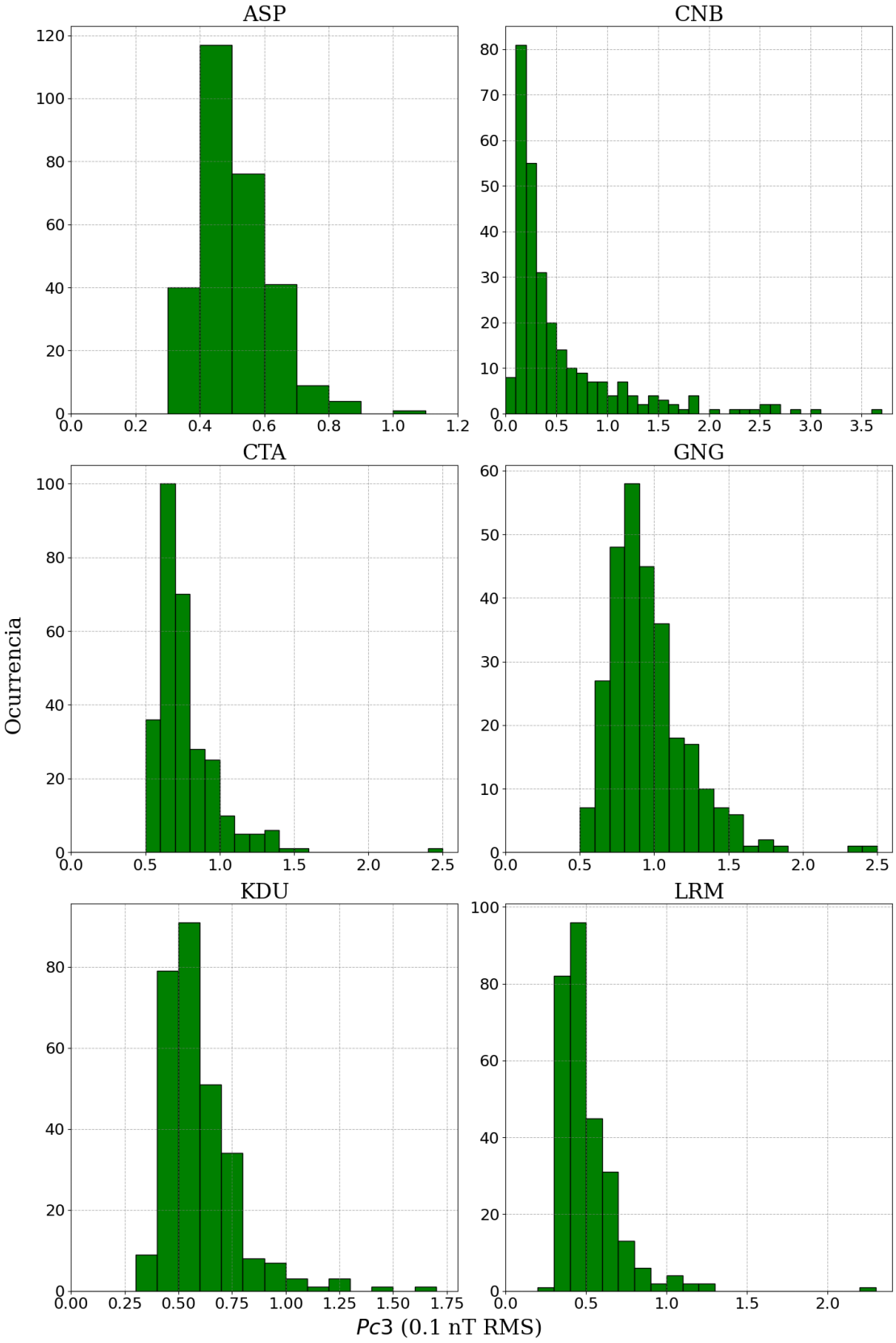

Figura D.34: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°17.

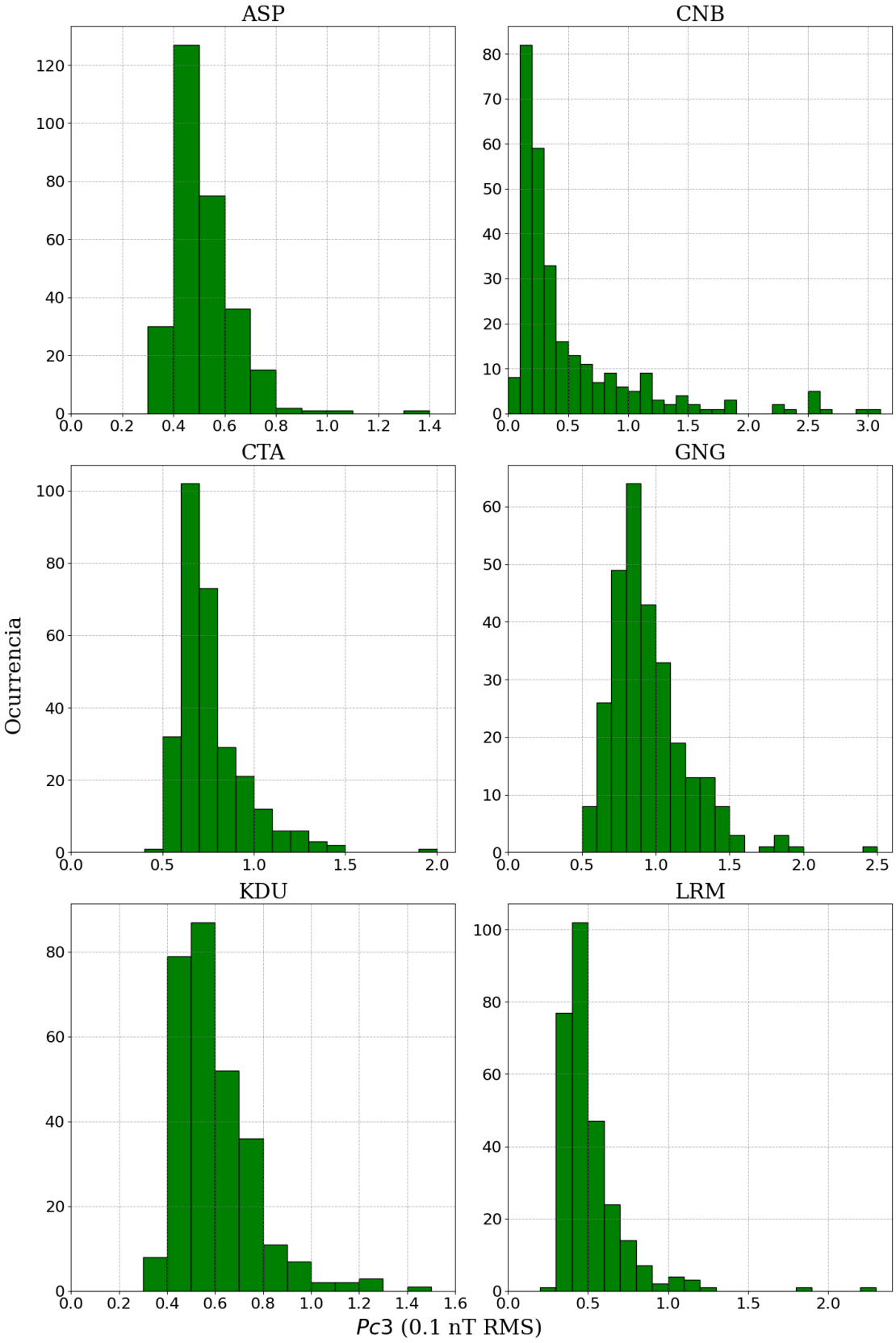

Figura D.35: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°18.

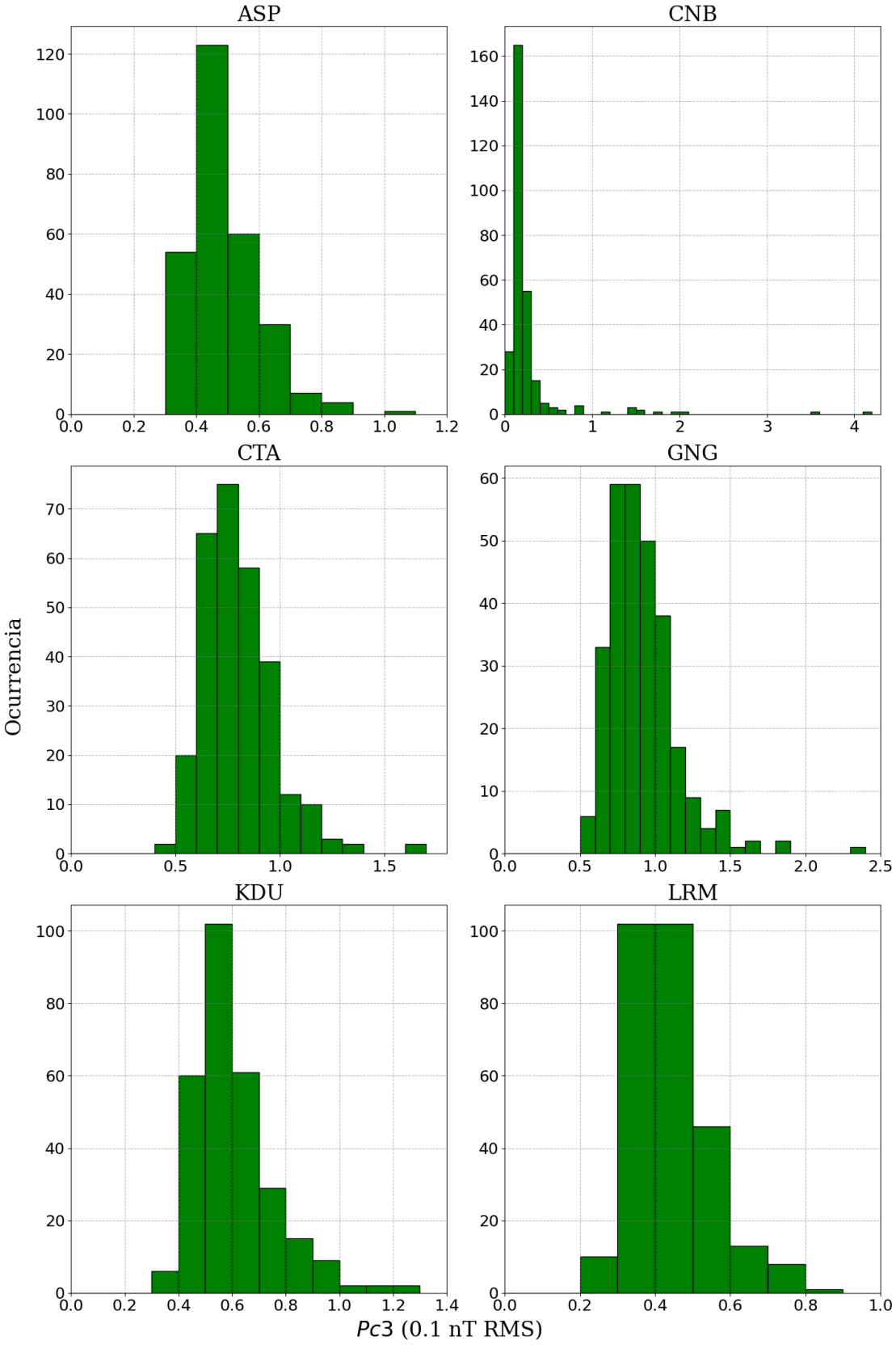

Figura D.36: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°19.

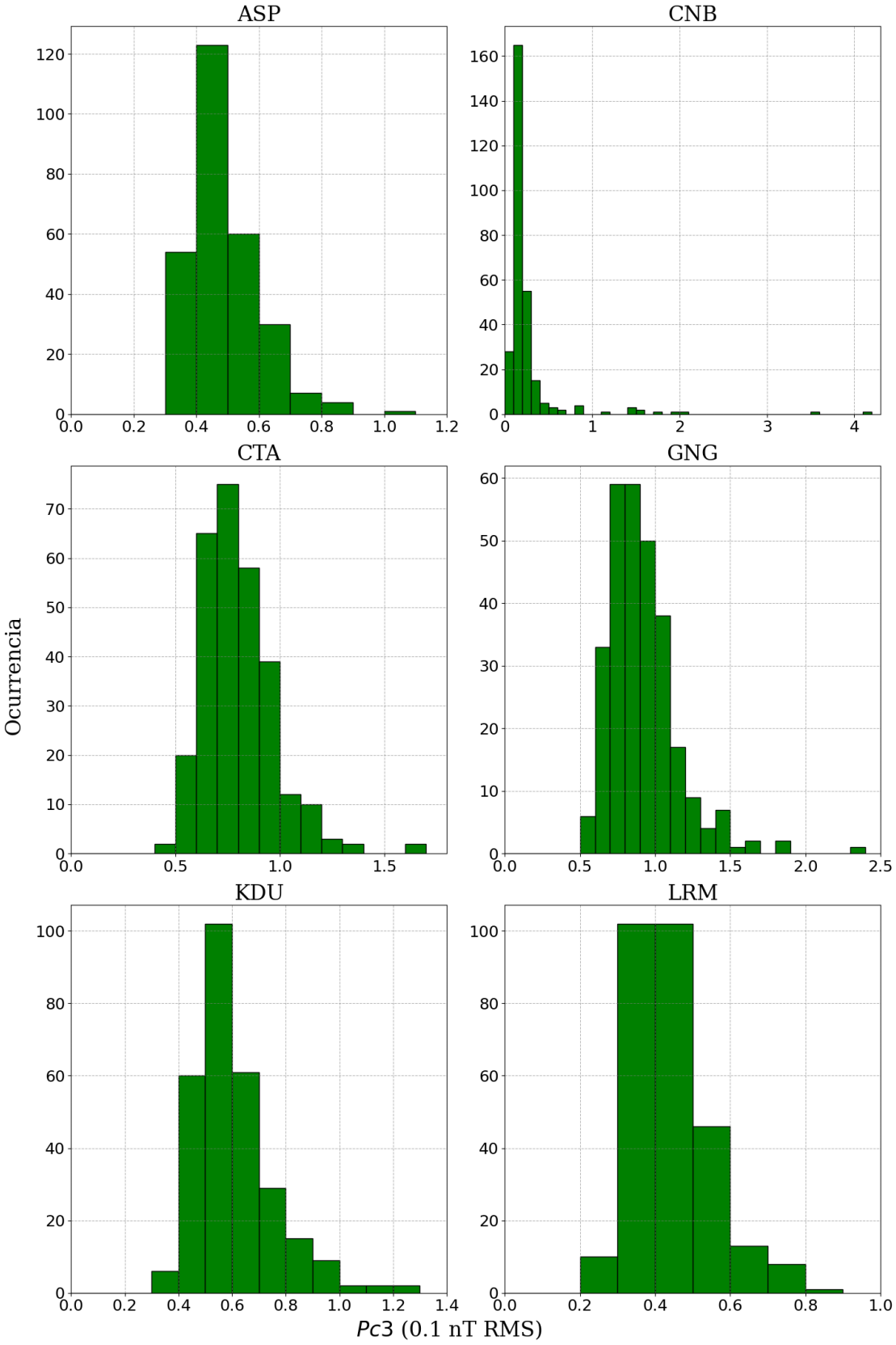

Figura D.37: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°20.

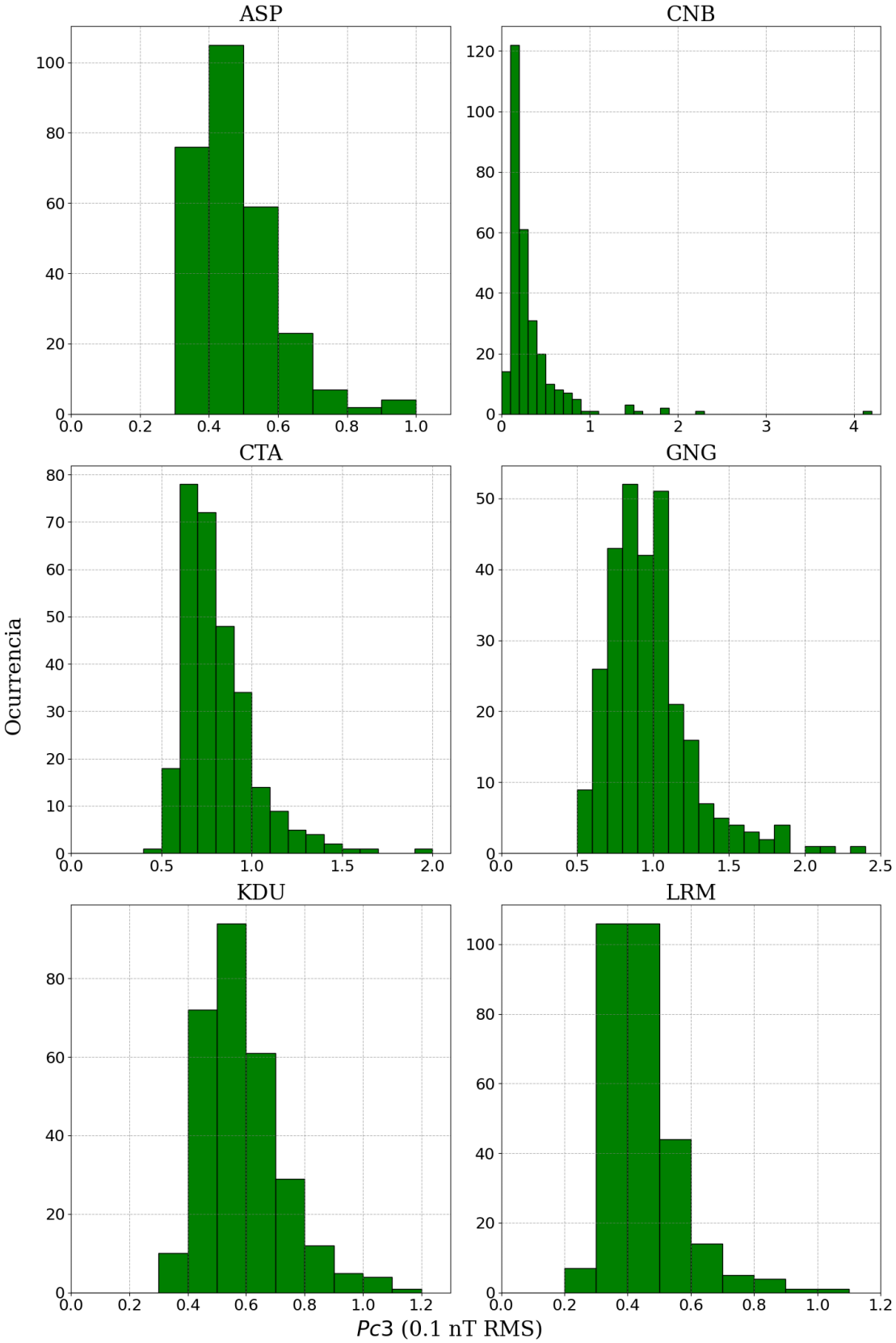

Figura D.38: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°21.

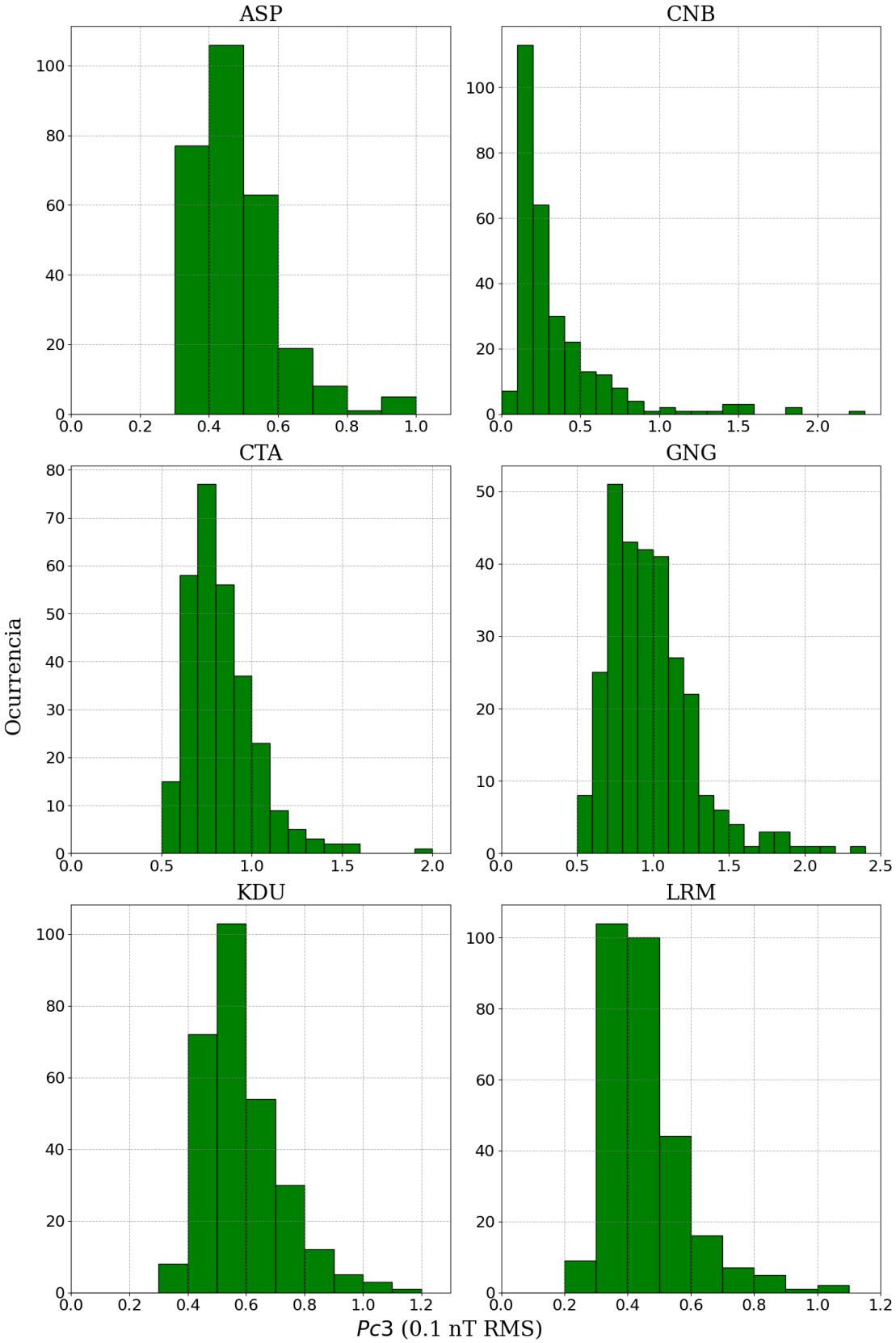

Figura D.39: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°22.

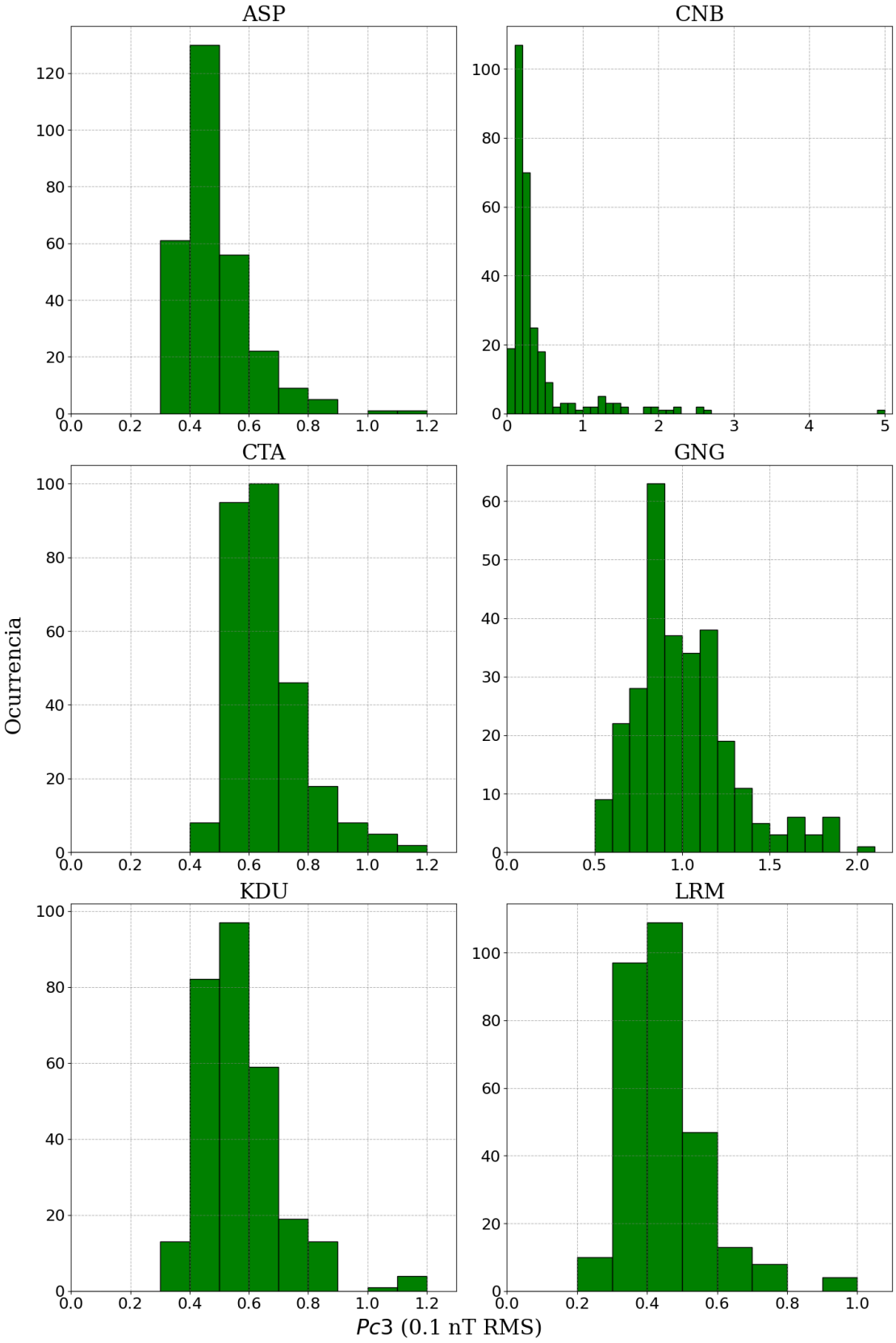

Figura D.40: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°23.

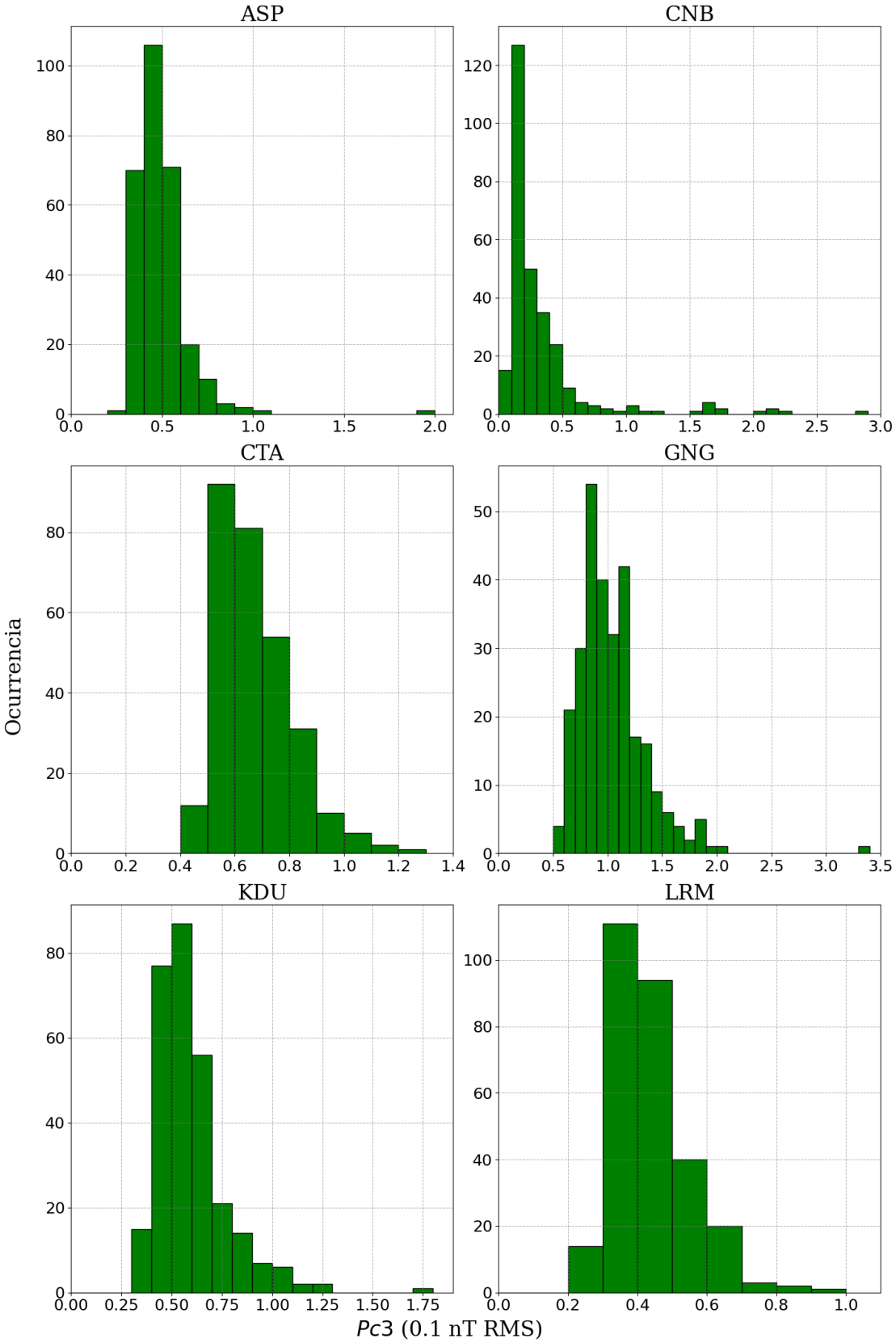

Figura D.41: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°26.

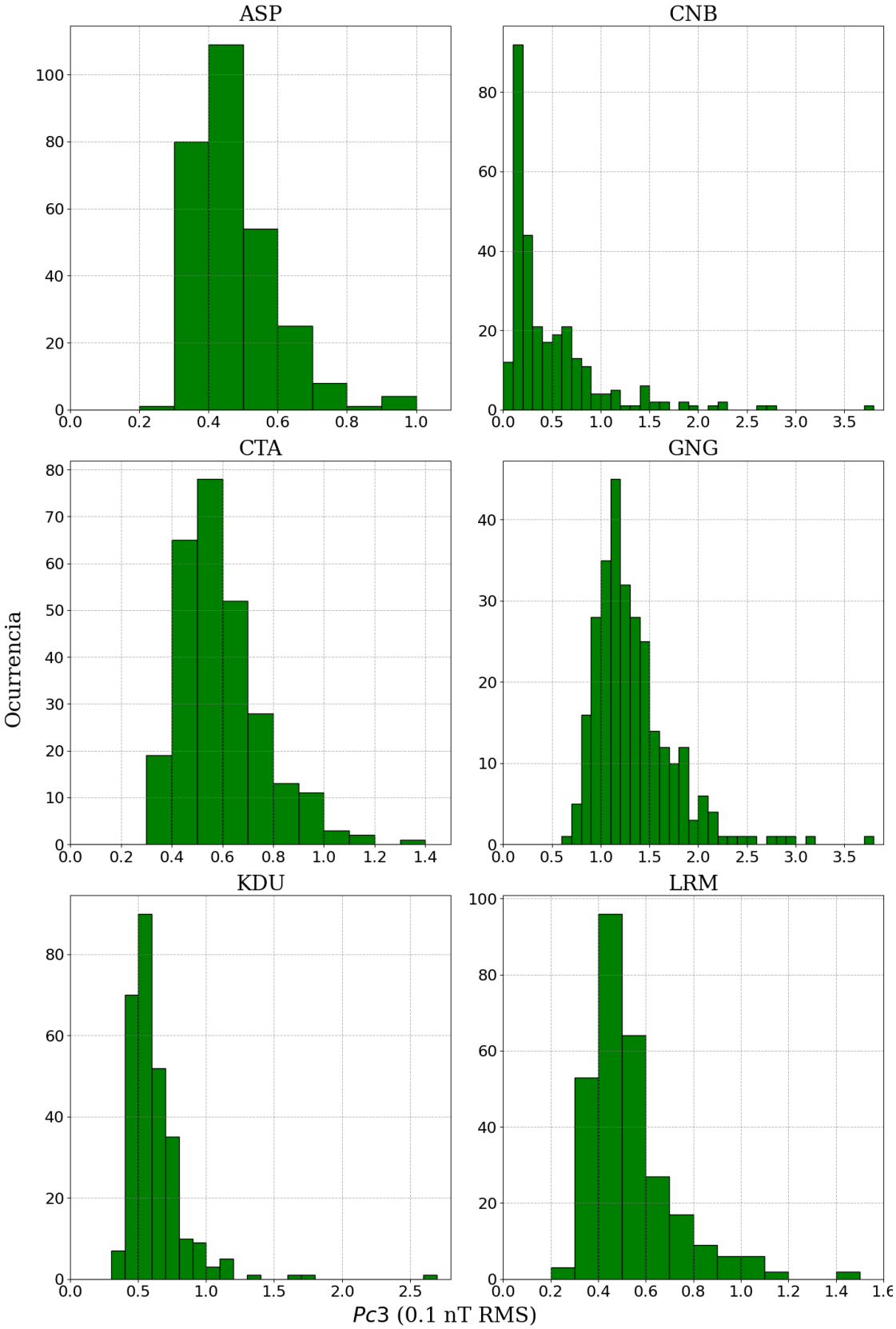

Figura D.42: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°27.

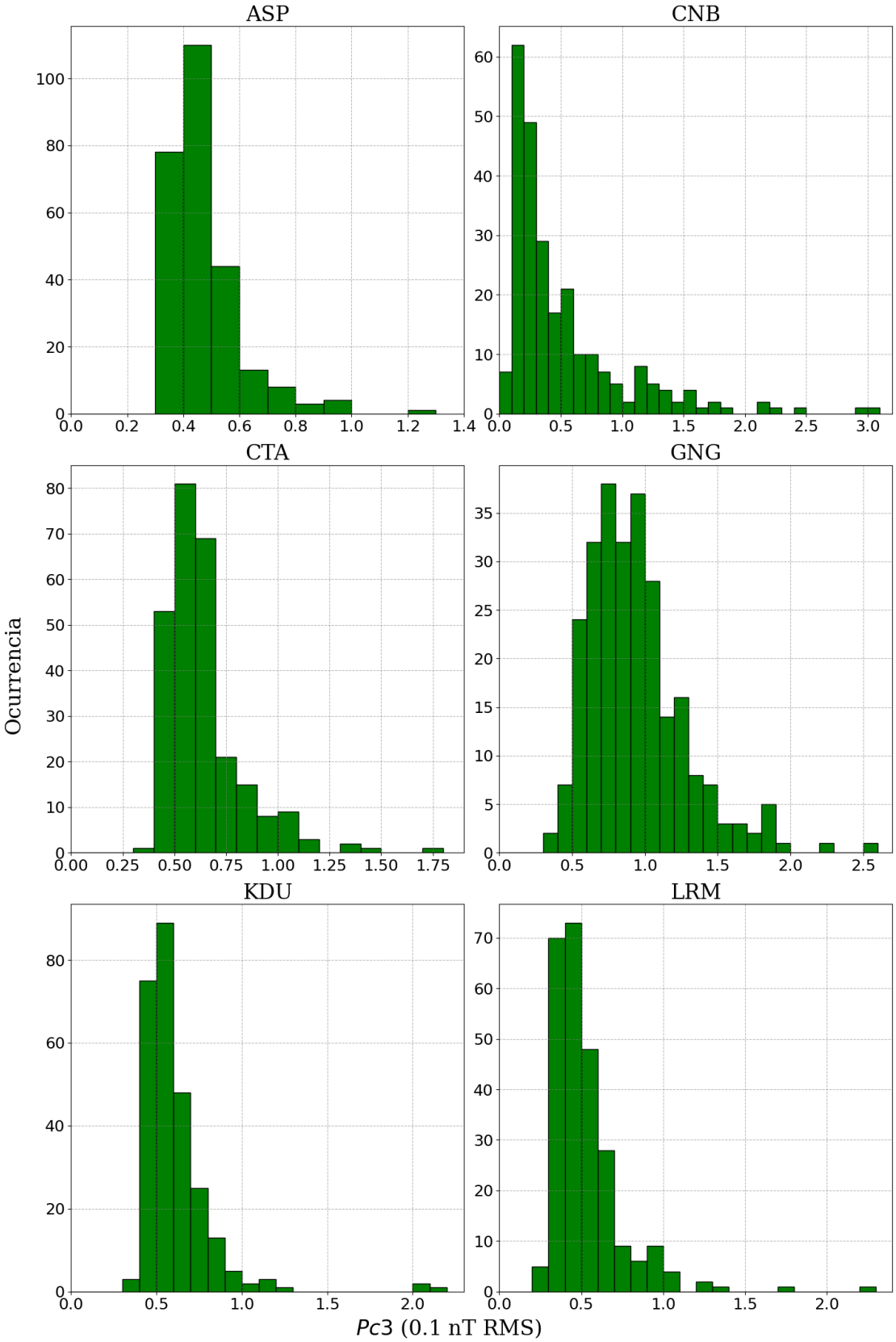

Figura D.43: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°29.

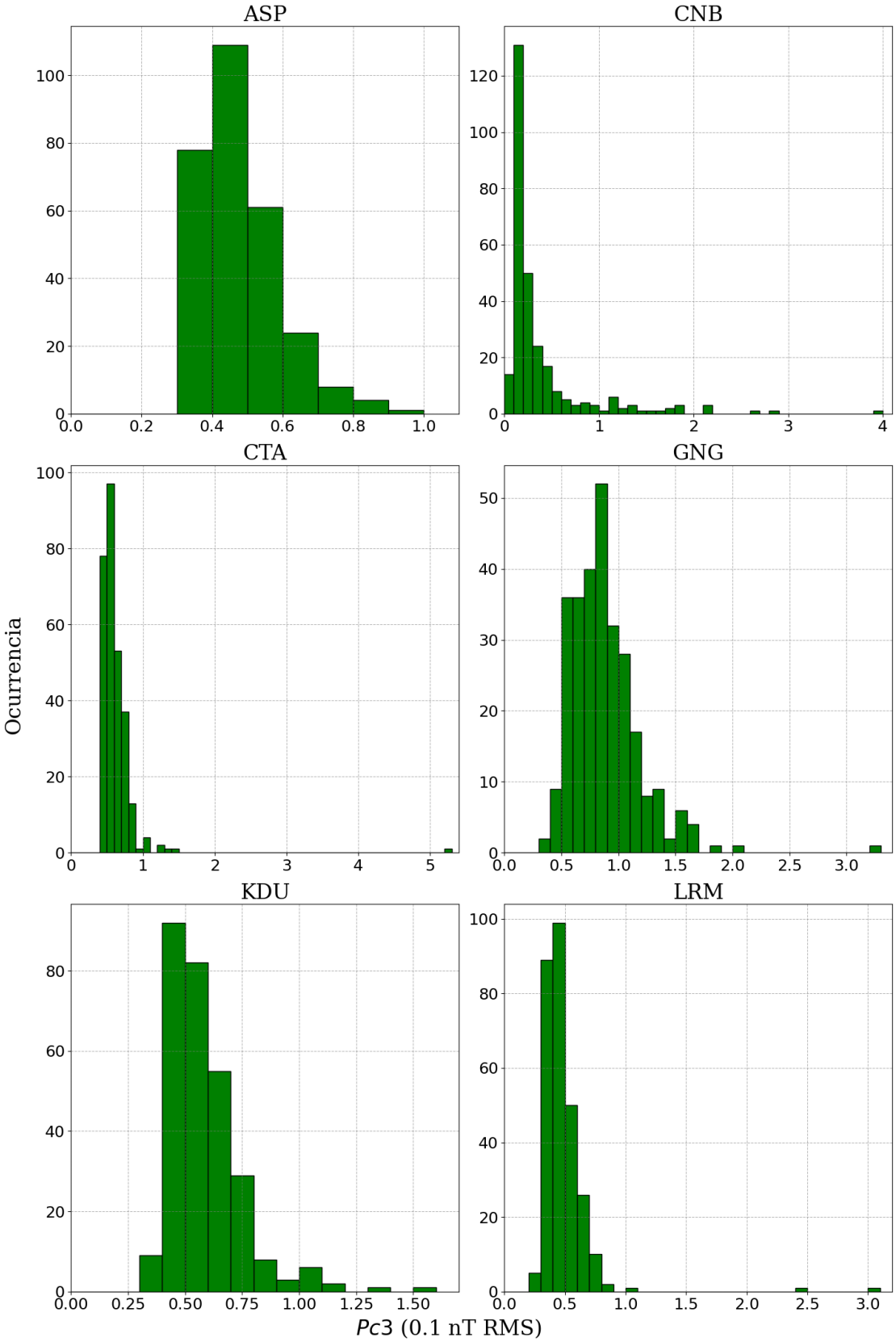

Figura D.44: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°30.

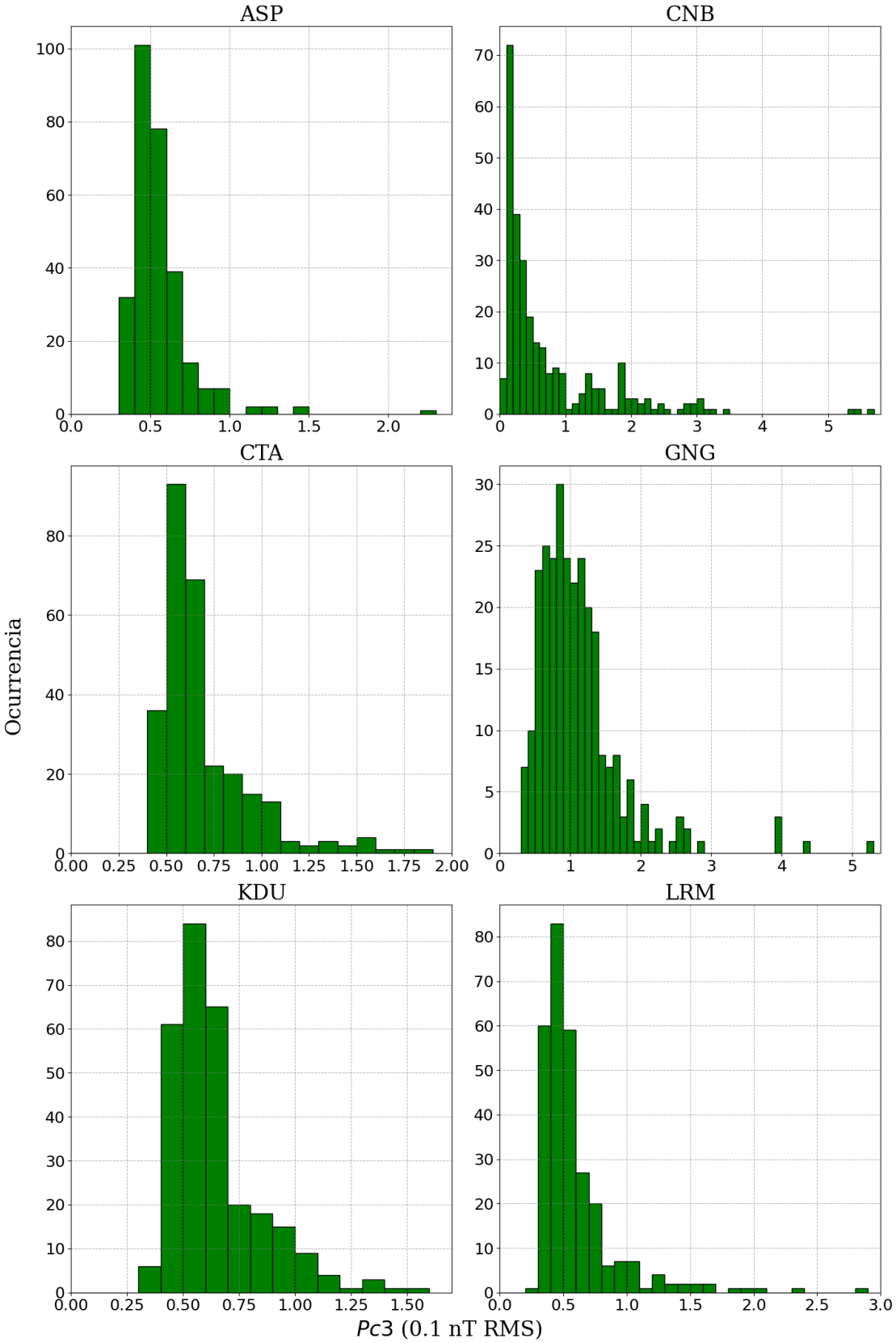

Figura D.45: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°33.

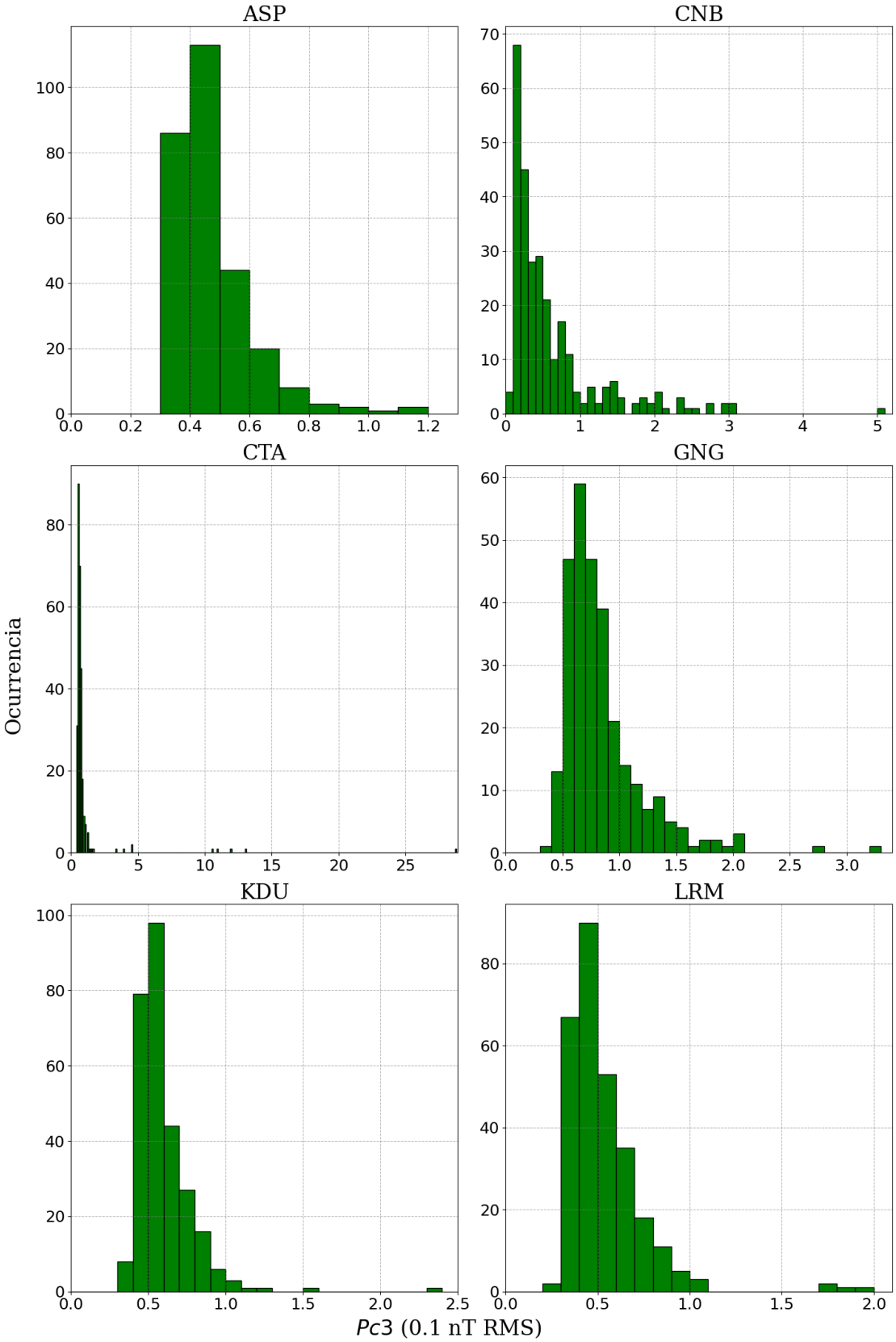

Figura D.46: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°37.

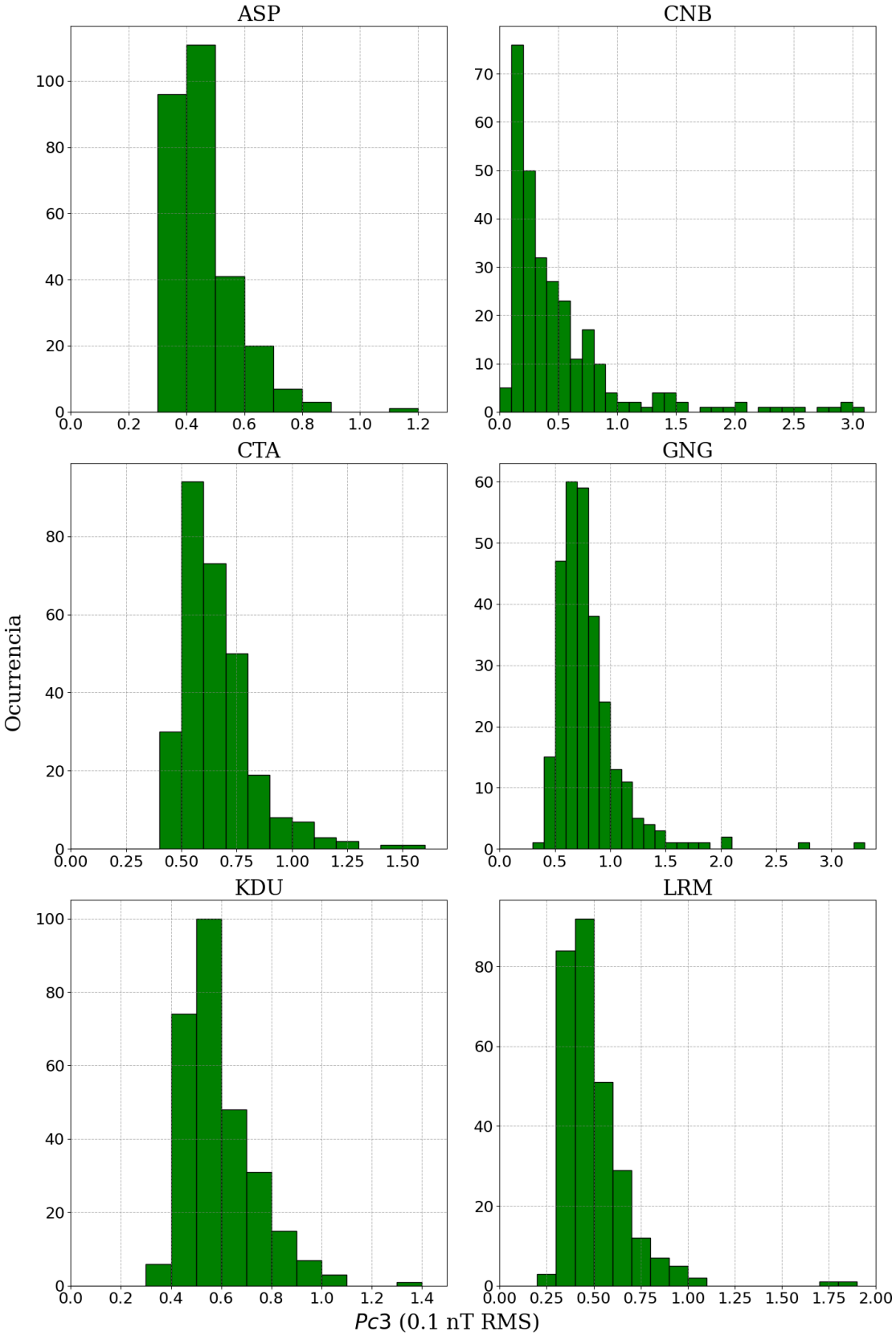

Figura D.47: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°38.

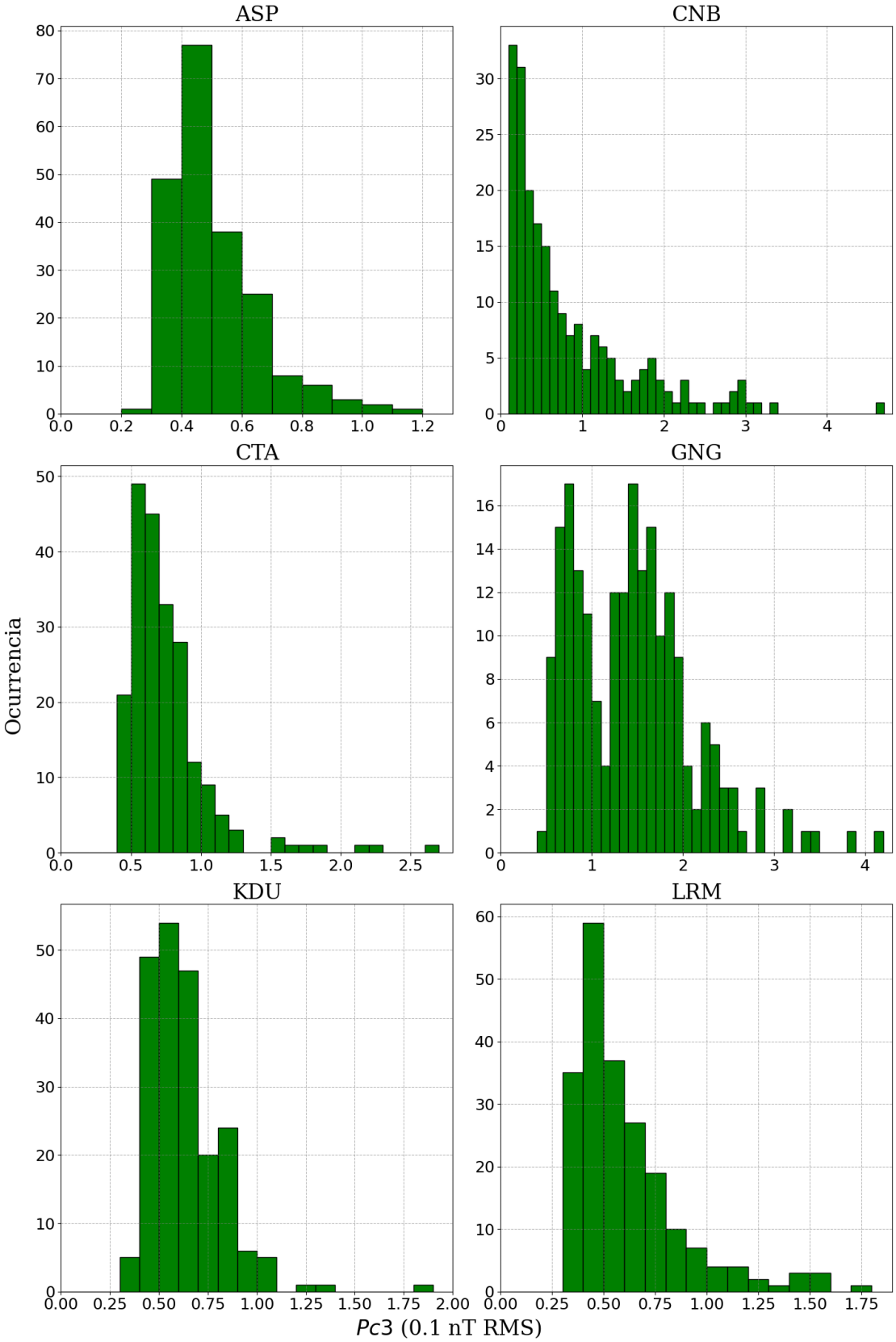

Figura D.48: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°41.

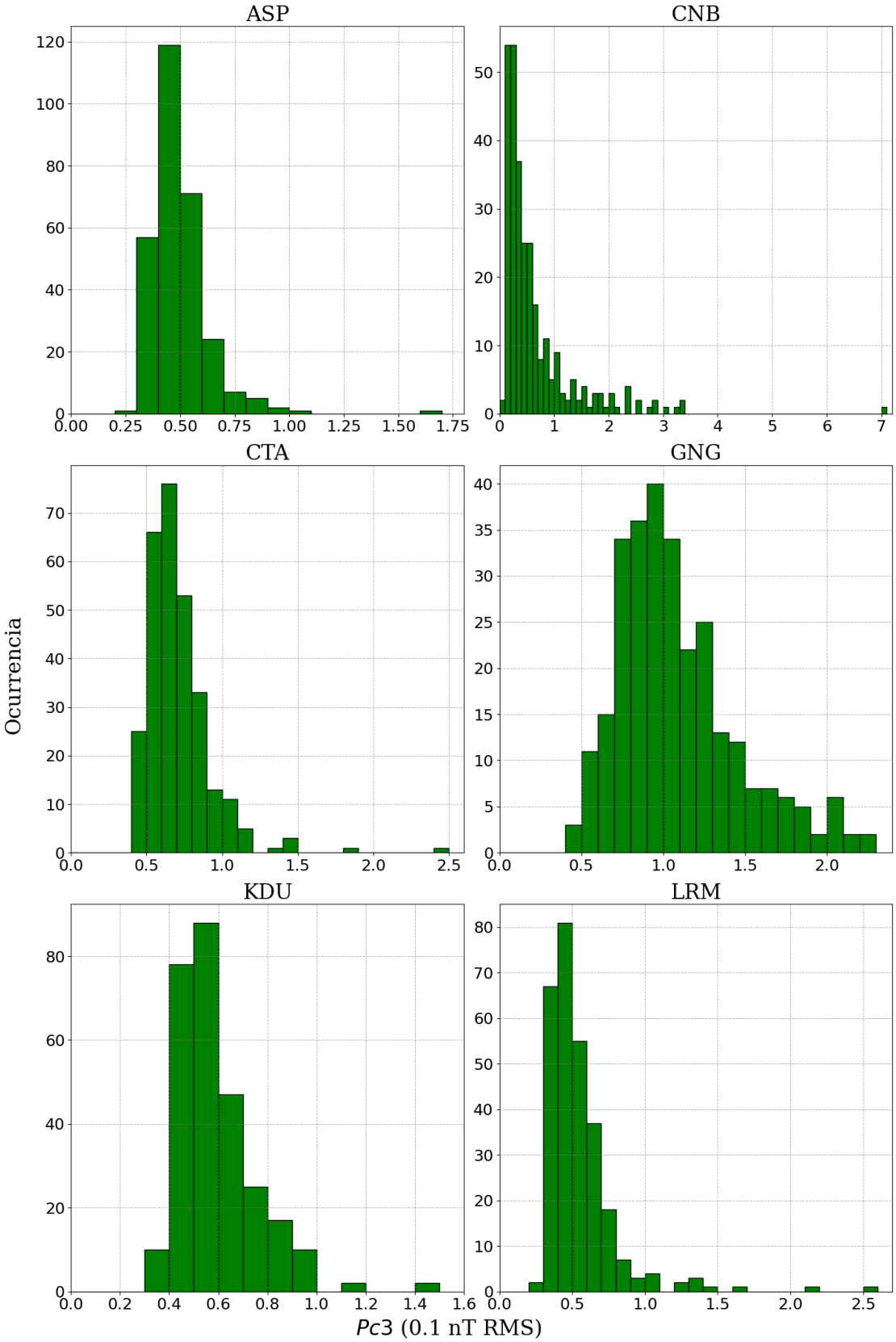

Figura D.49: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°43.

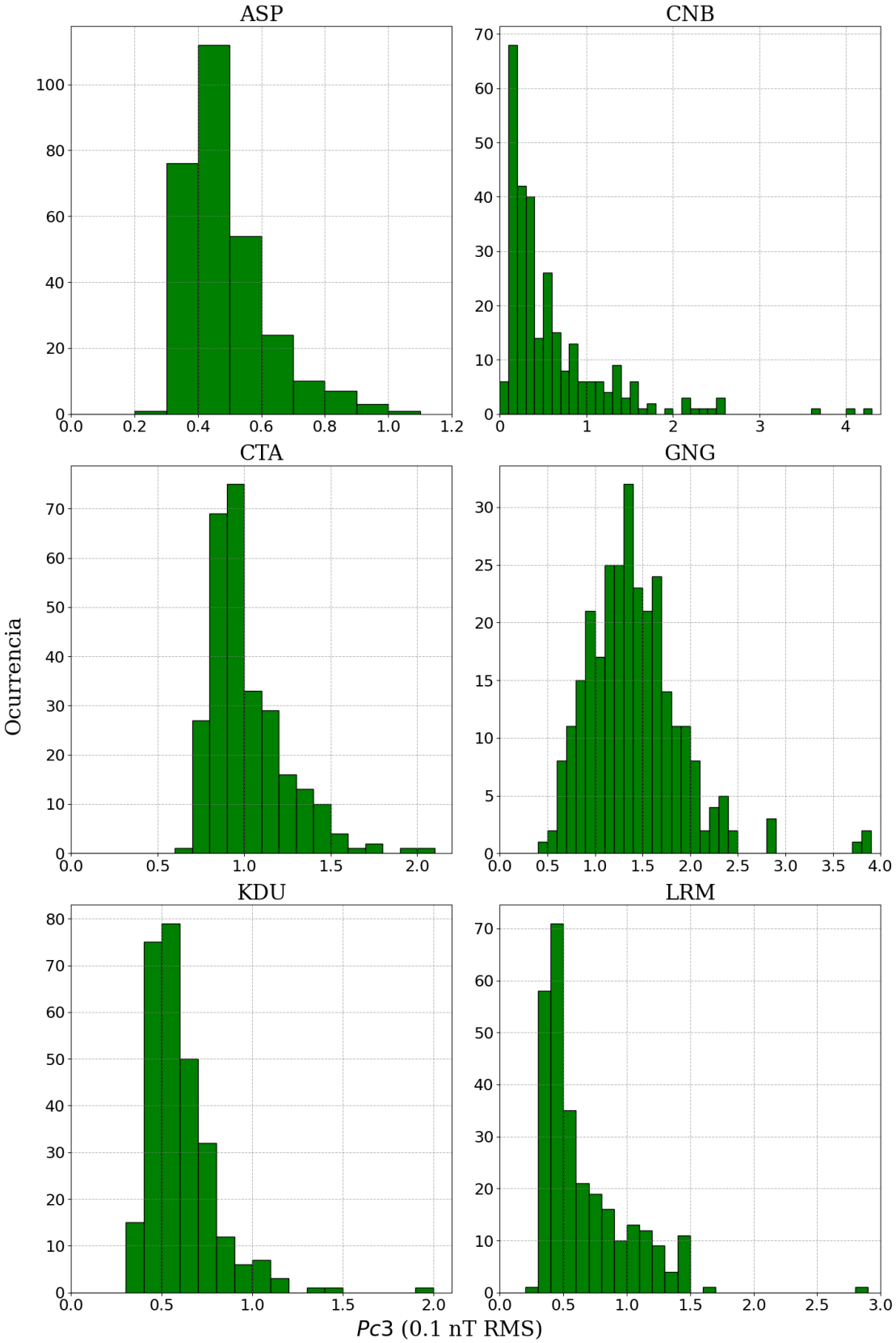

Figura D.50: Mismo formato que la Figura 5.3 pero del evento N°44.

D.3. Variación espacial del índice Pc3

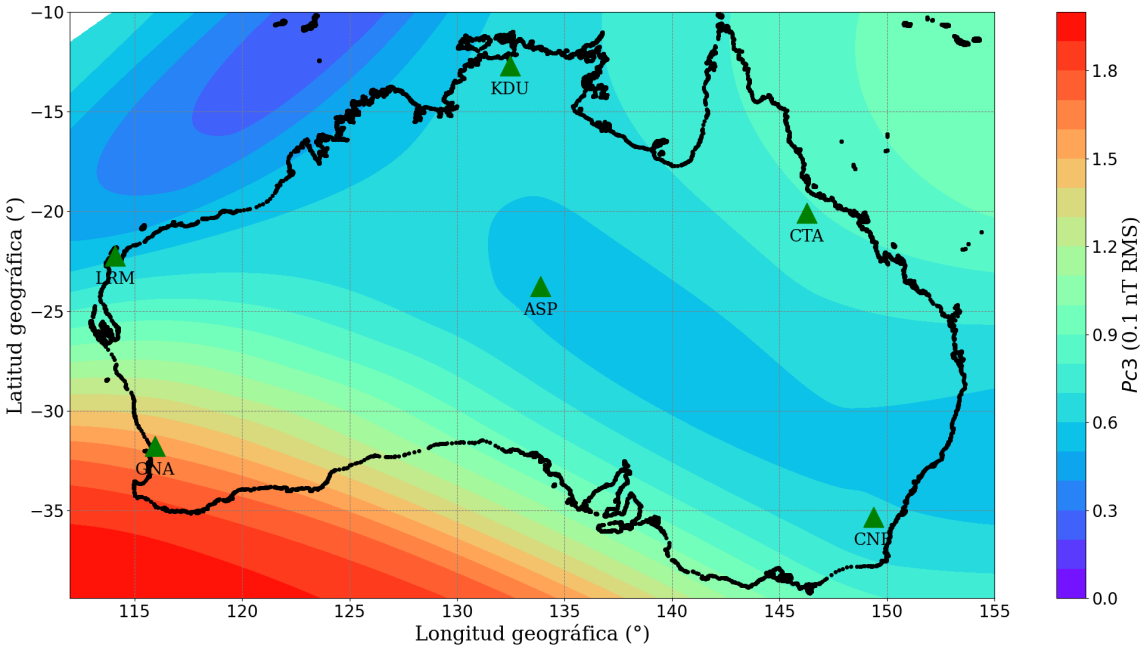

Figura D.51: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°2.

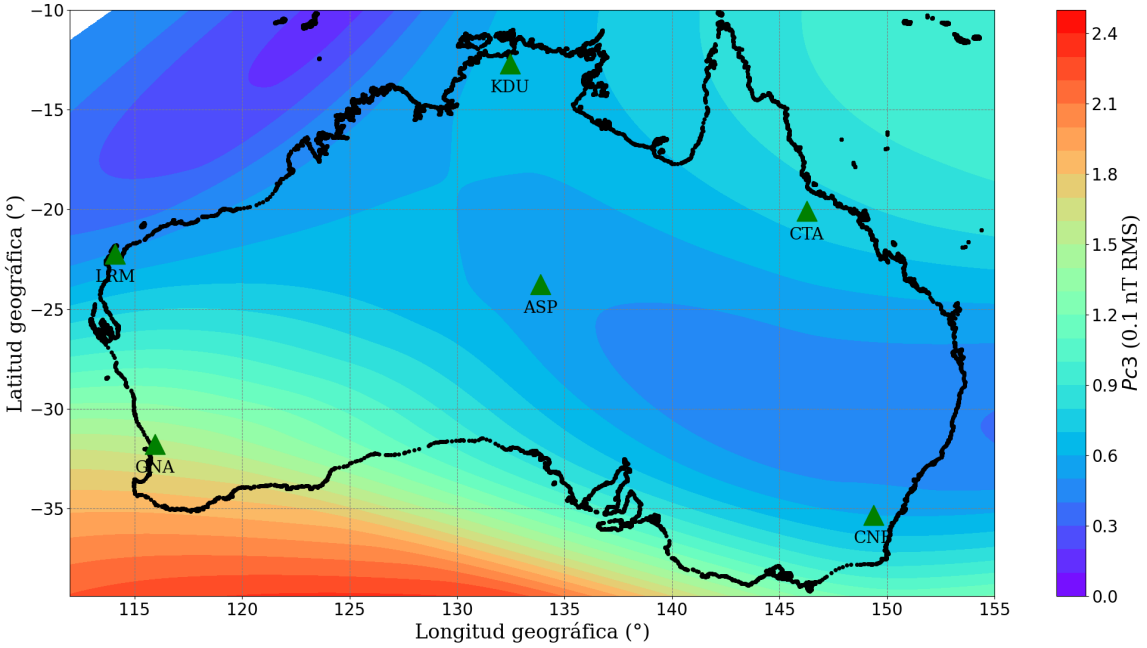

Figura D.52: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°3.

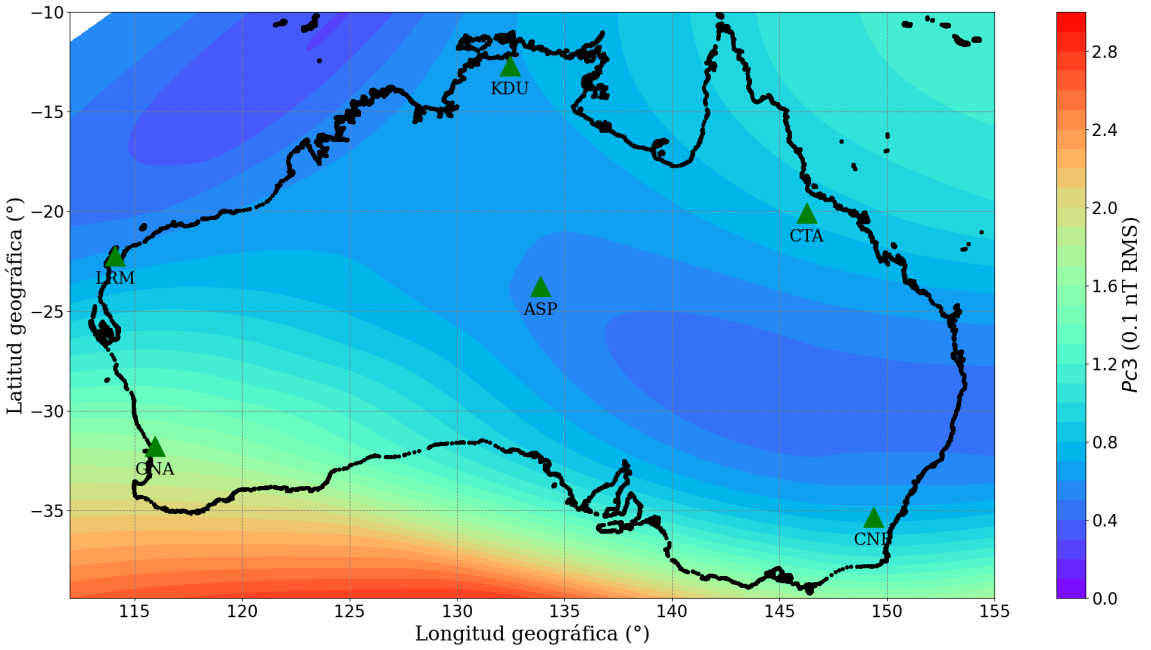

Figura D.53: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°4.

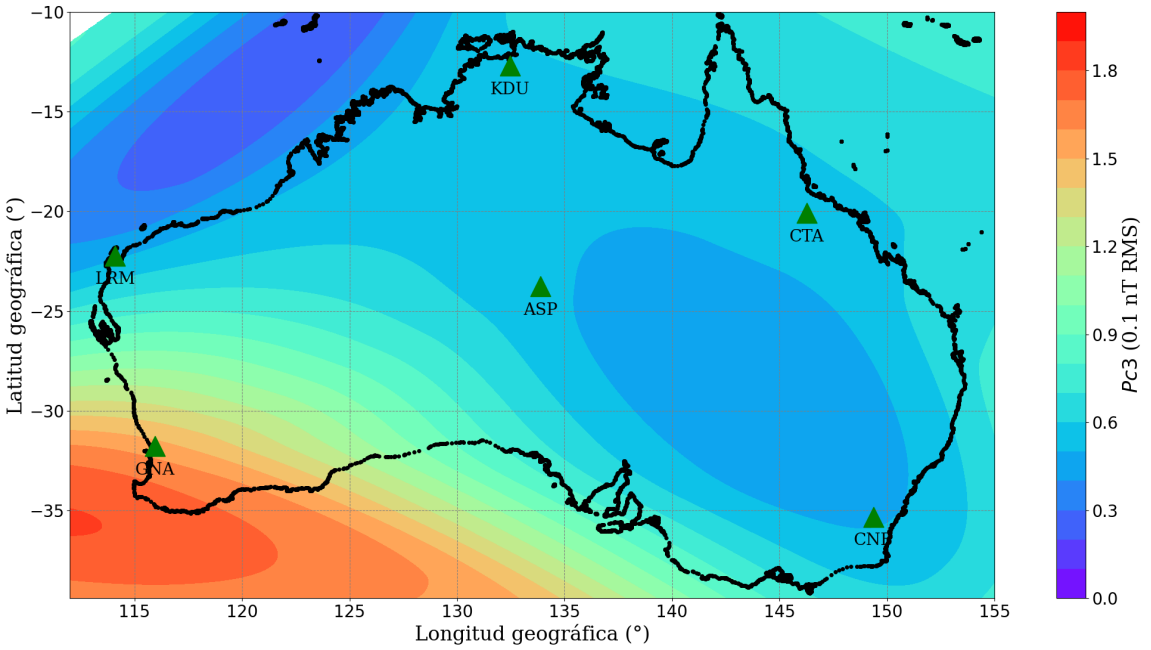

Figura D.54: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°5.

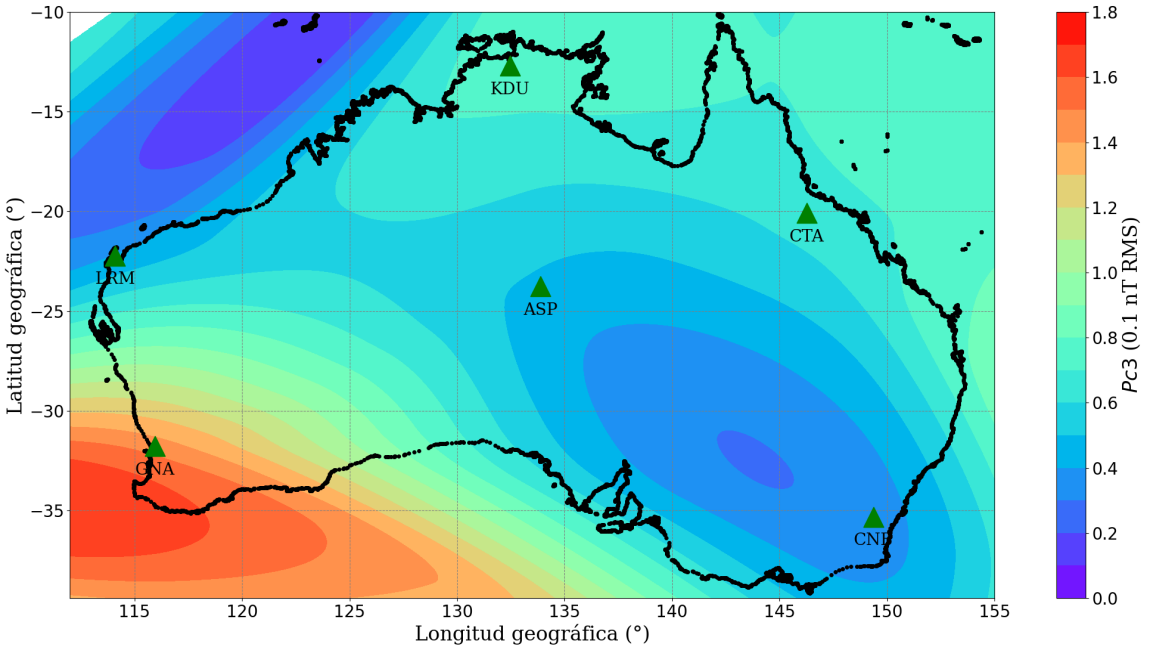

Figura D.55: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°7.

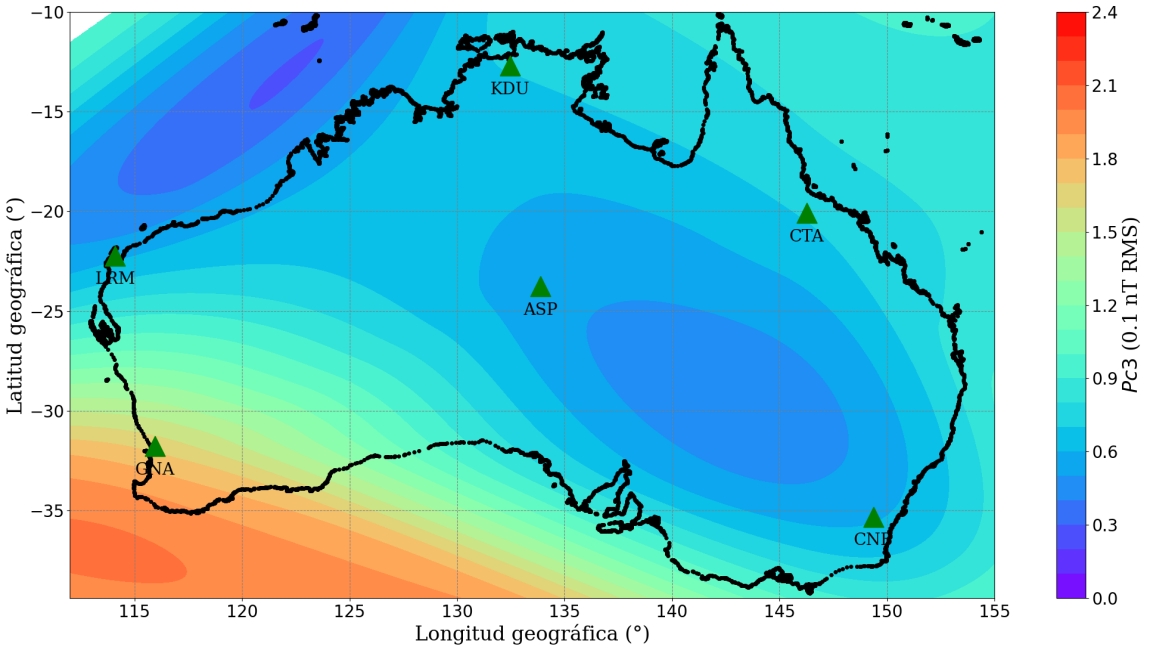

Figura D.56: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°8.

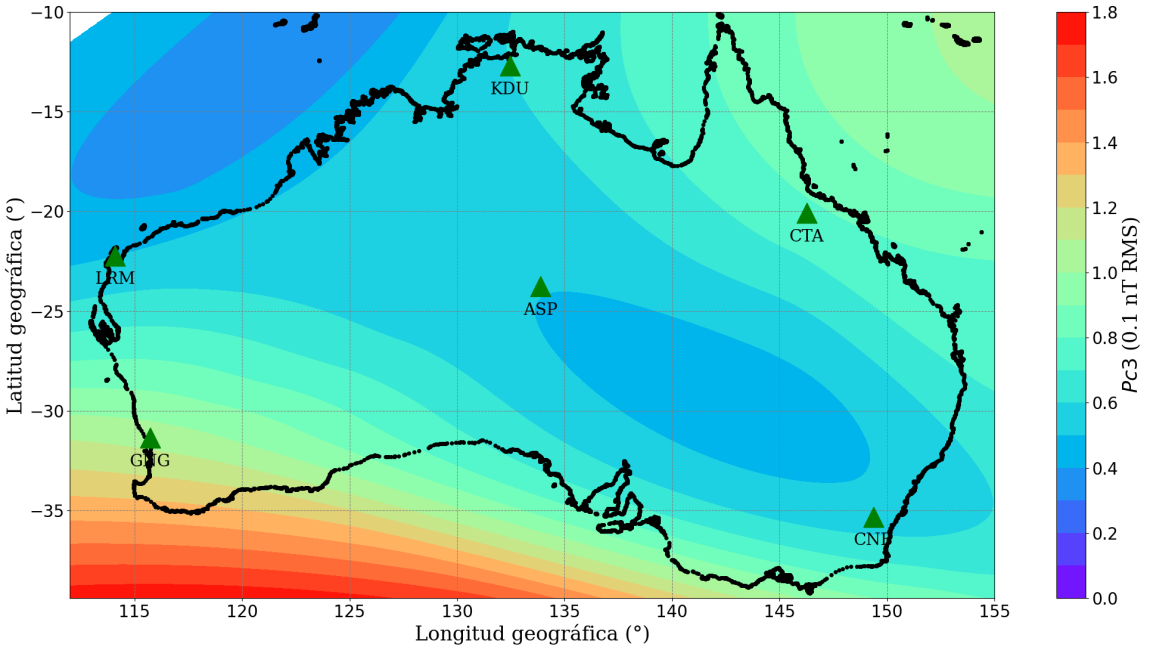

Figura D.57: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°15.

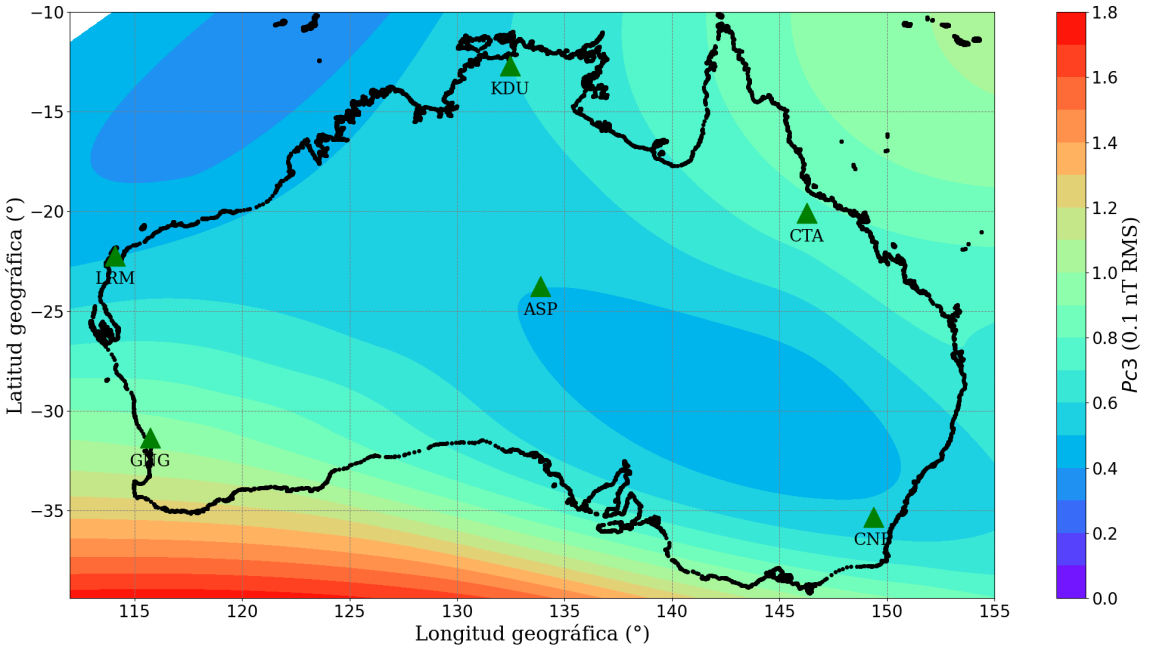

Figura D.58: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°16.

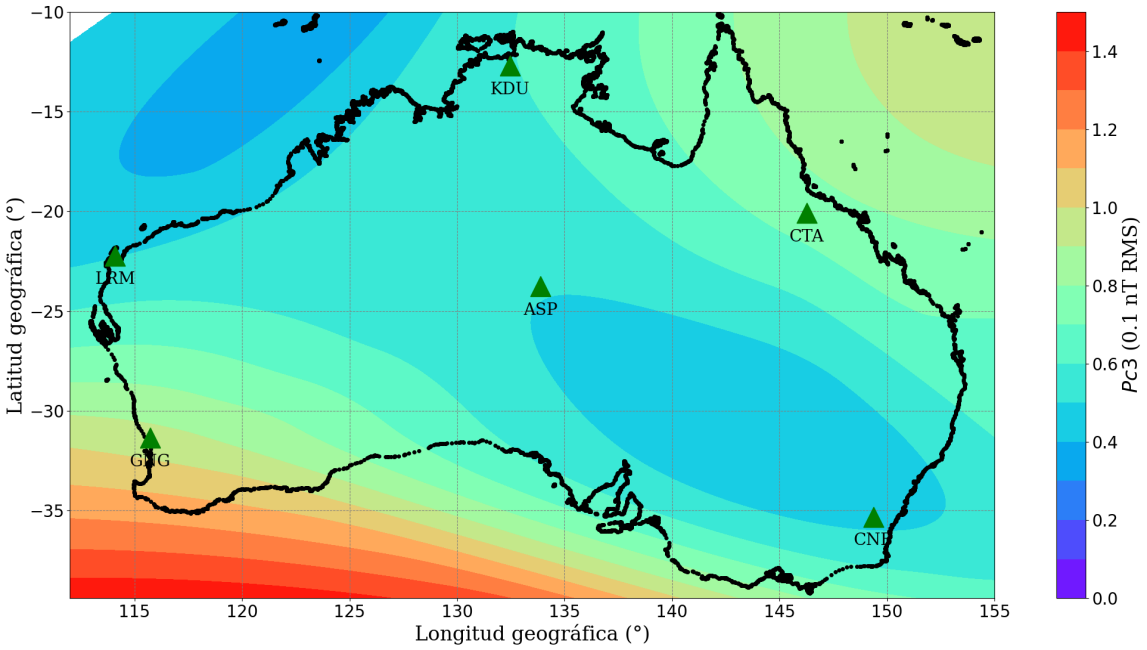

Figura D.59: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°17.

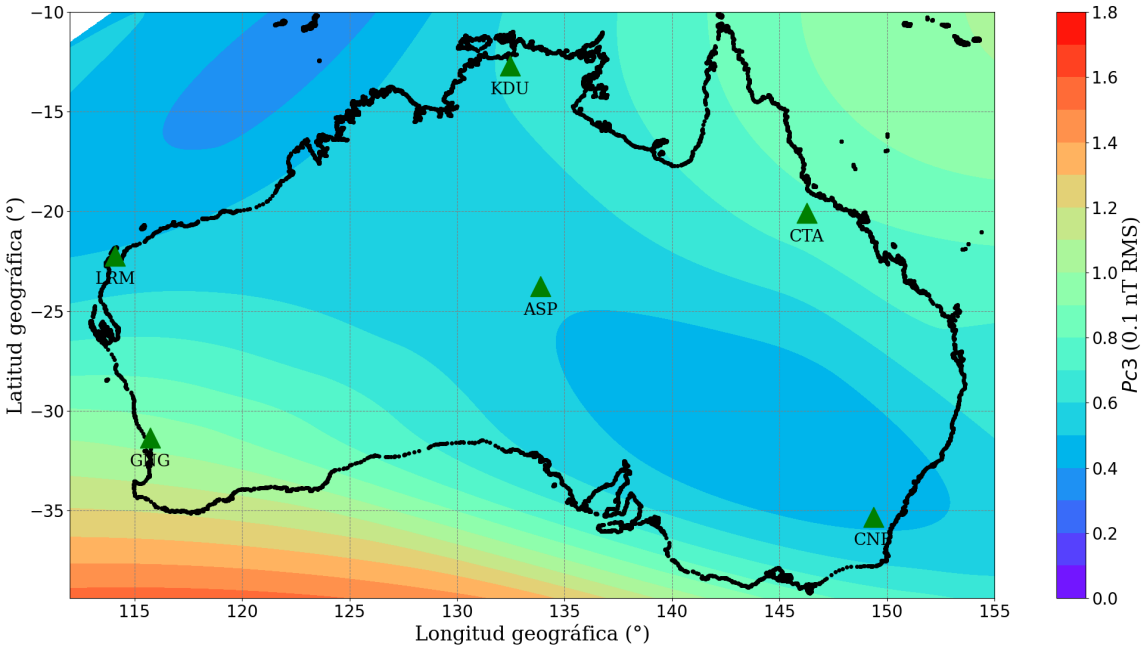

Figura D.60: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°18.

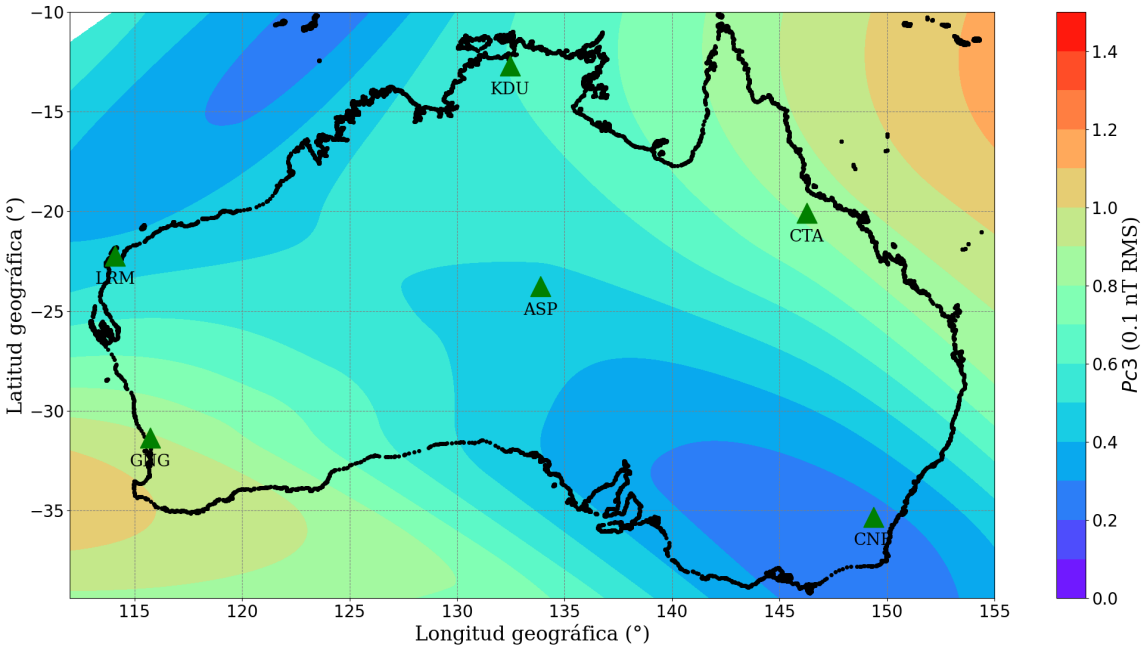

Figura D.61: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°19.

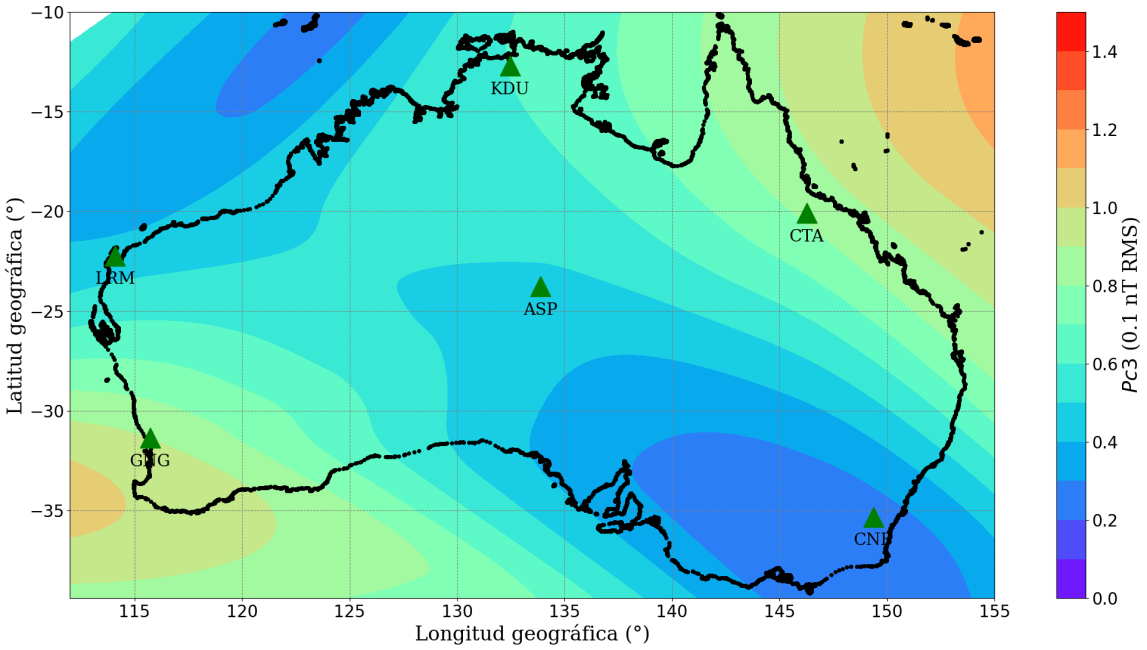

Figura D.62: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°20.

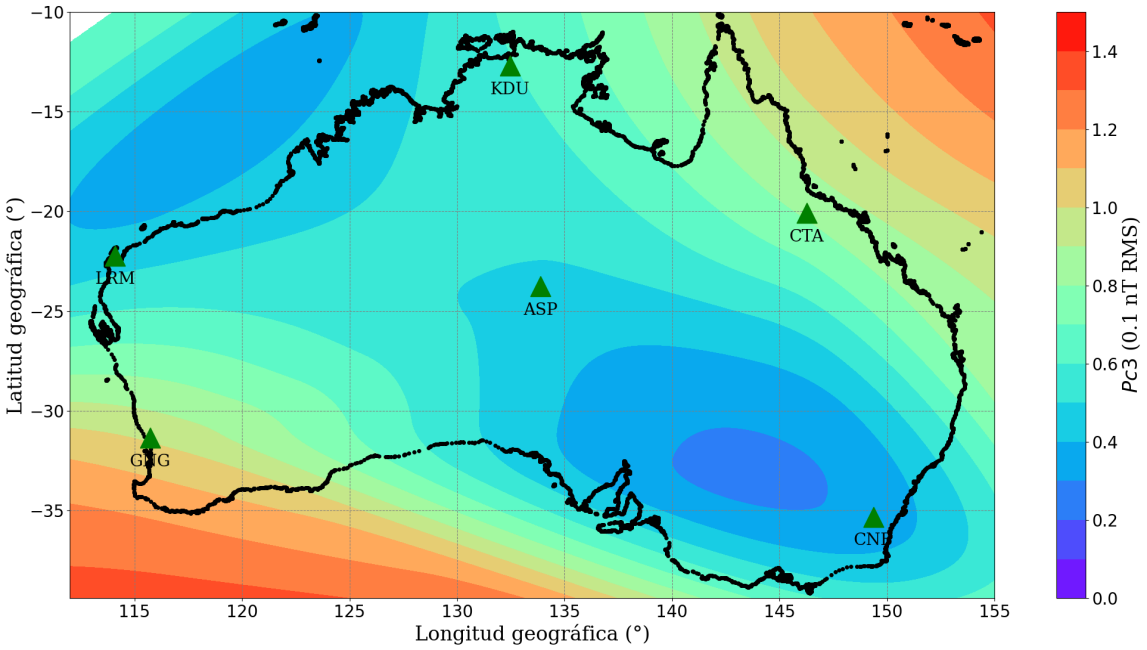

Figura D.63: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°21.

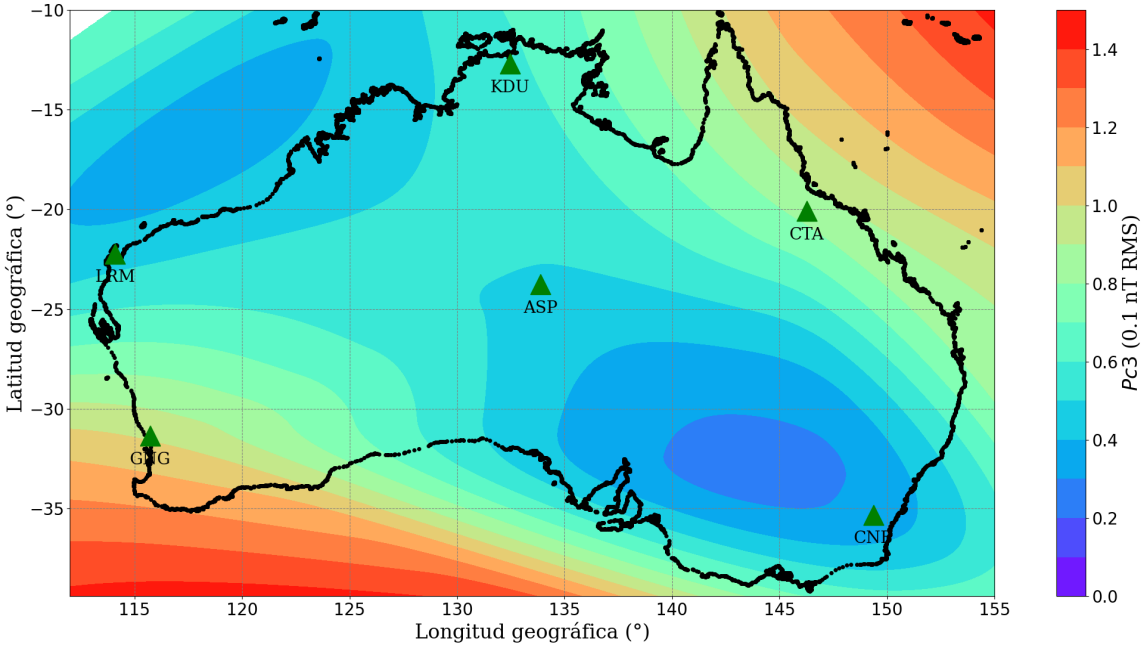

Figura D.64: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°22.

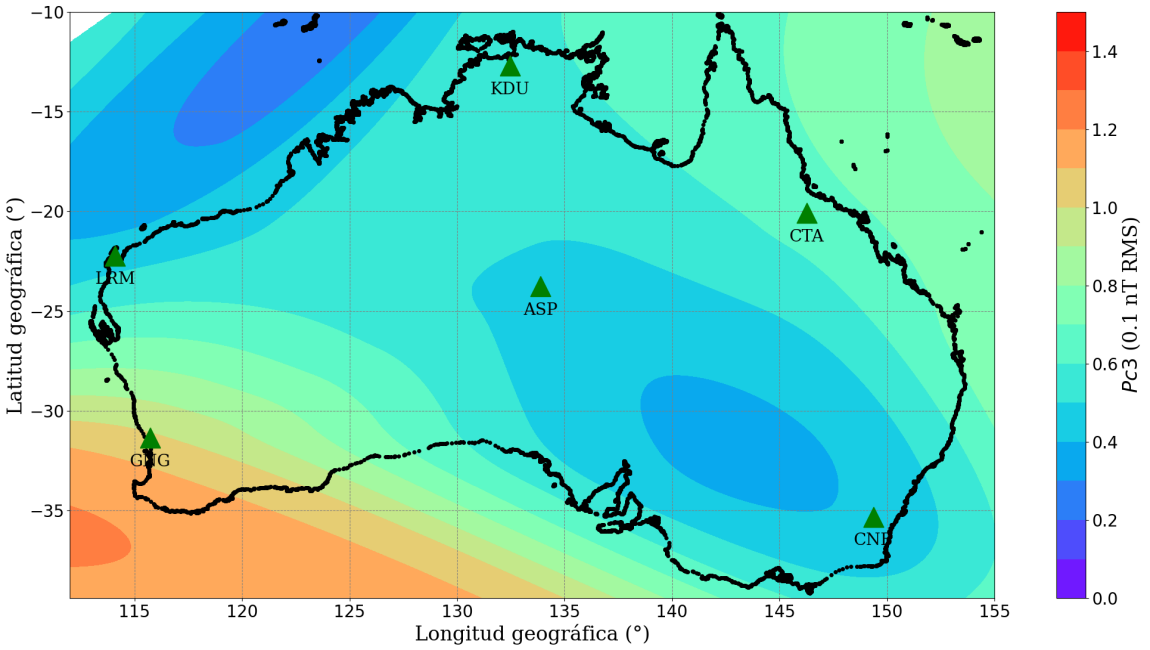

Figura D.65: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°23.

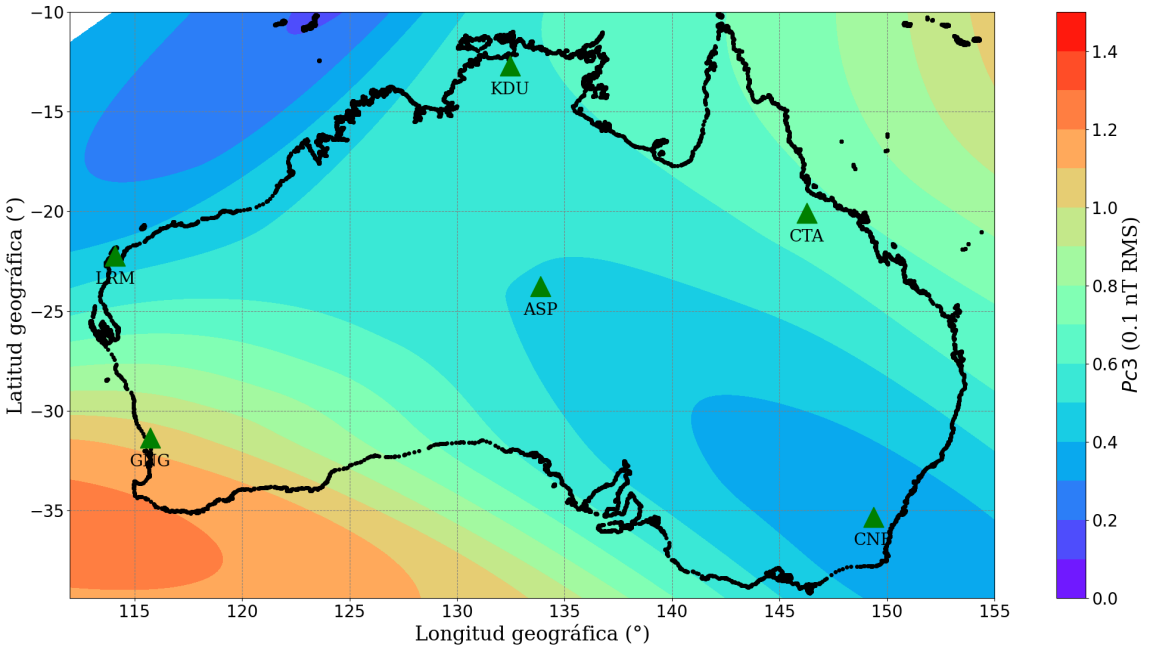

Figura D.66: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°26.

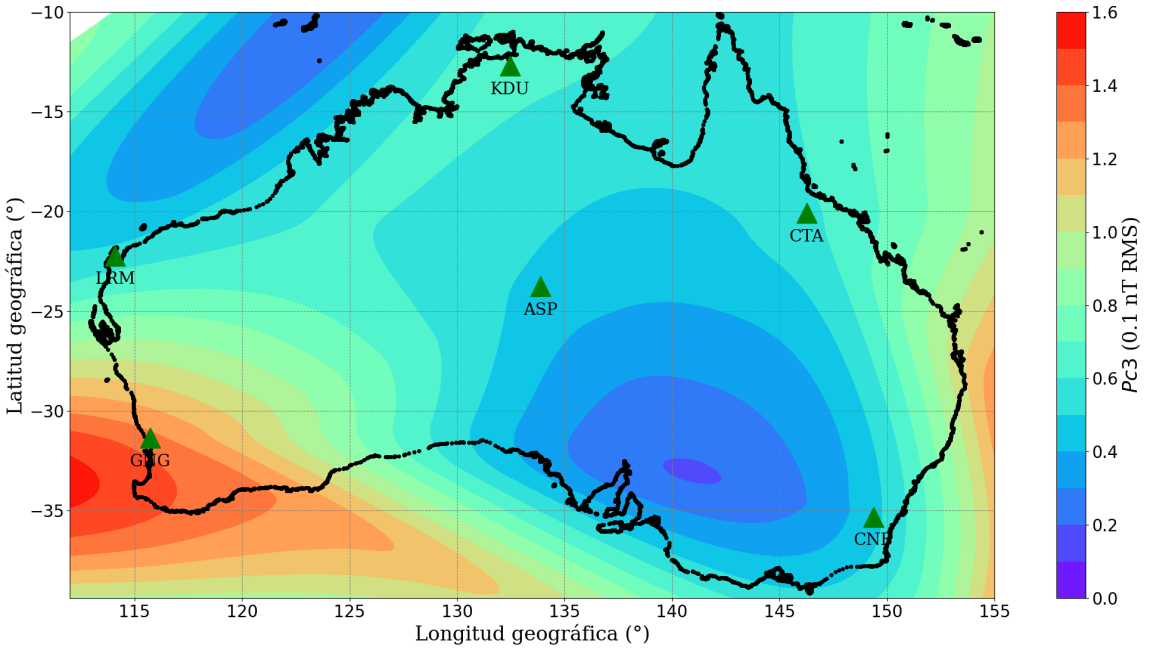

Figura D.67: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°27.

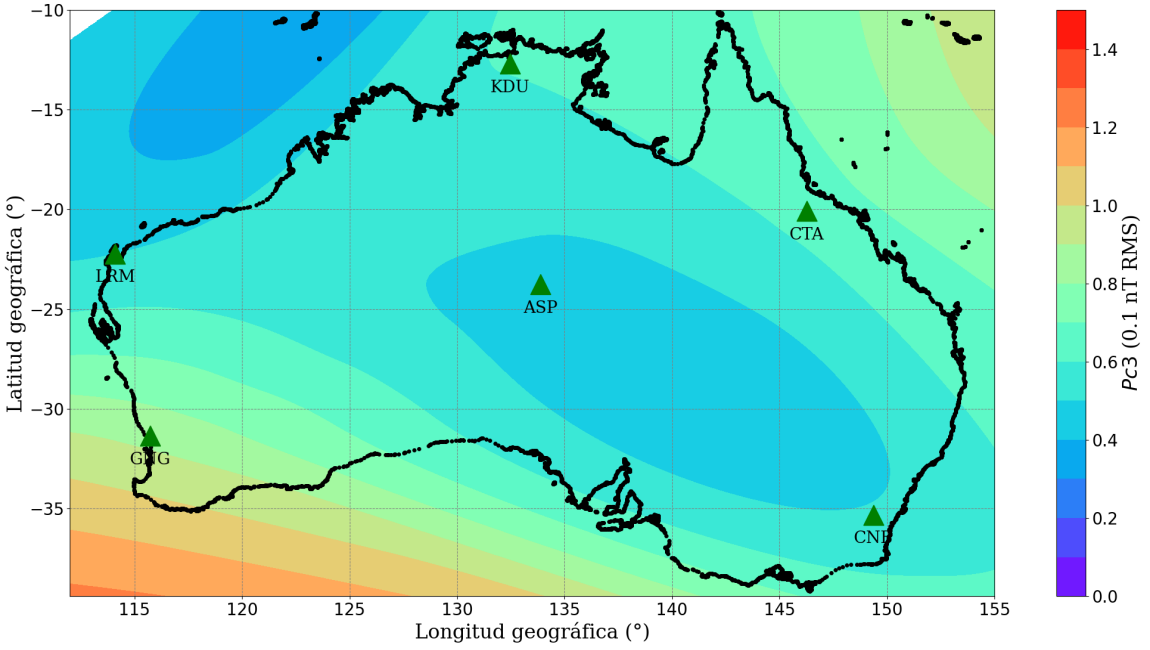

Figura D.68: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°29.

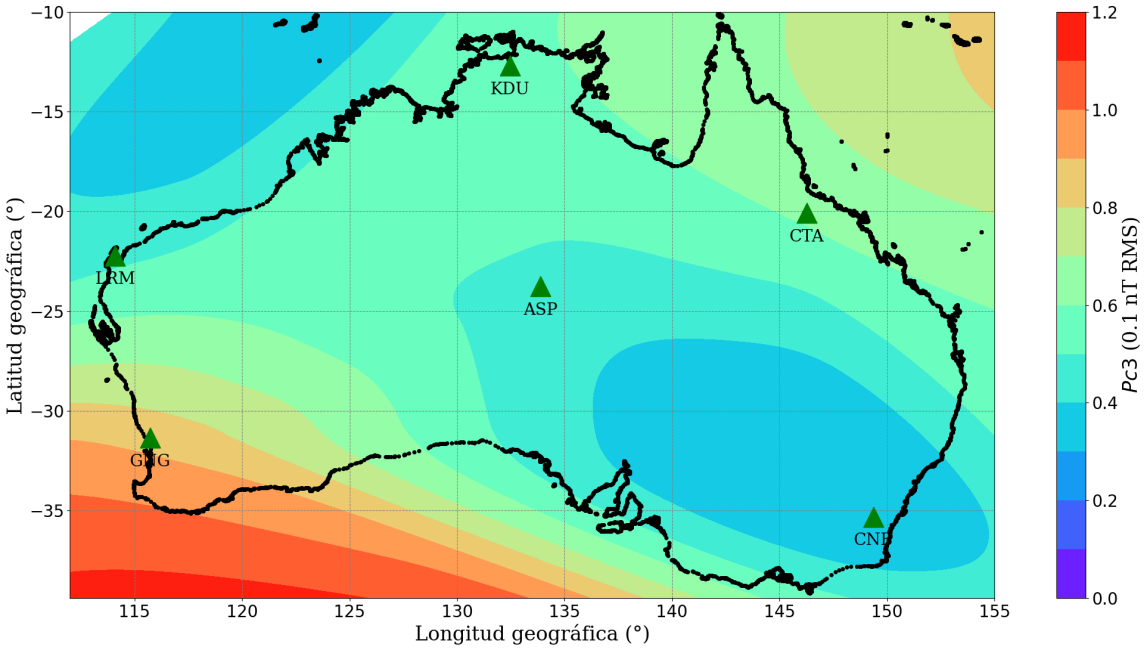

Figura D.69: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°30.

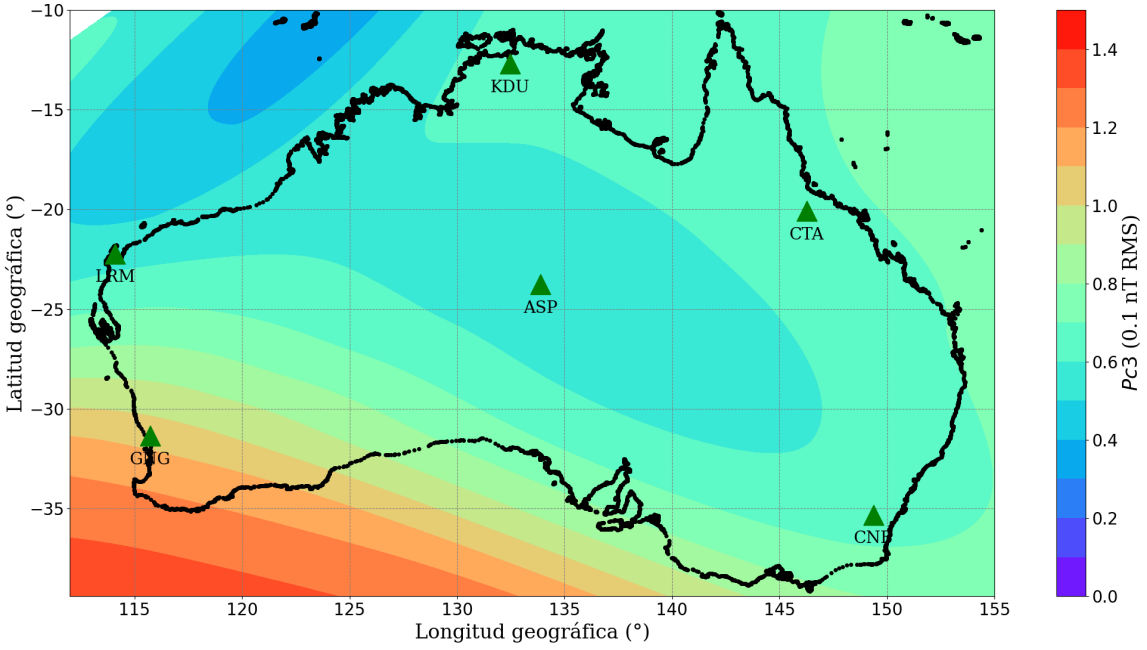

Figura D.70: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°33.

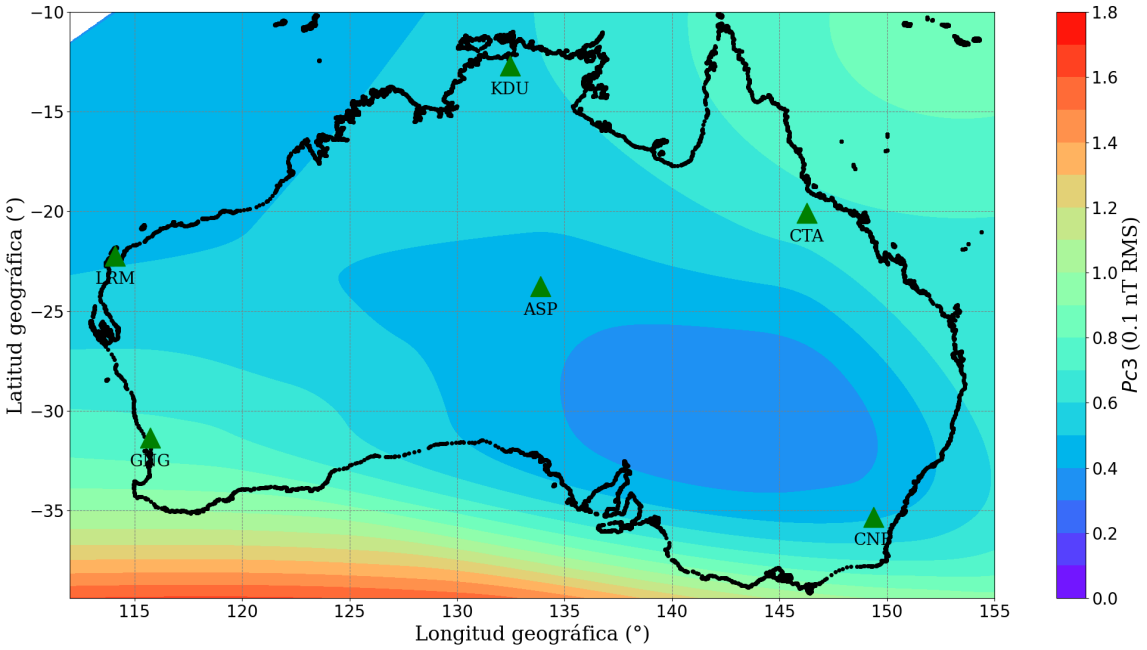

Figura D.71: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°37.

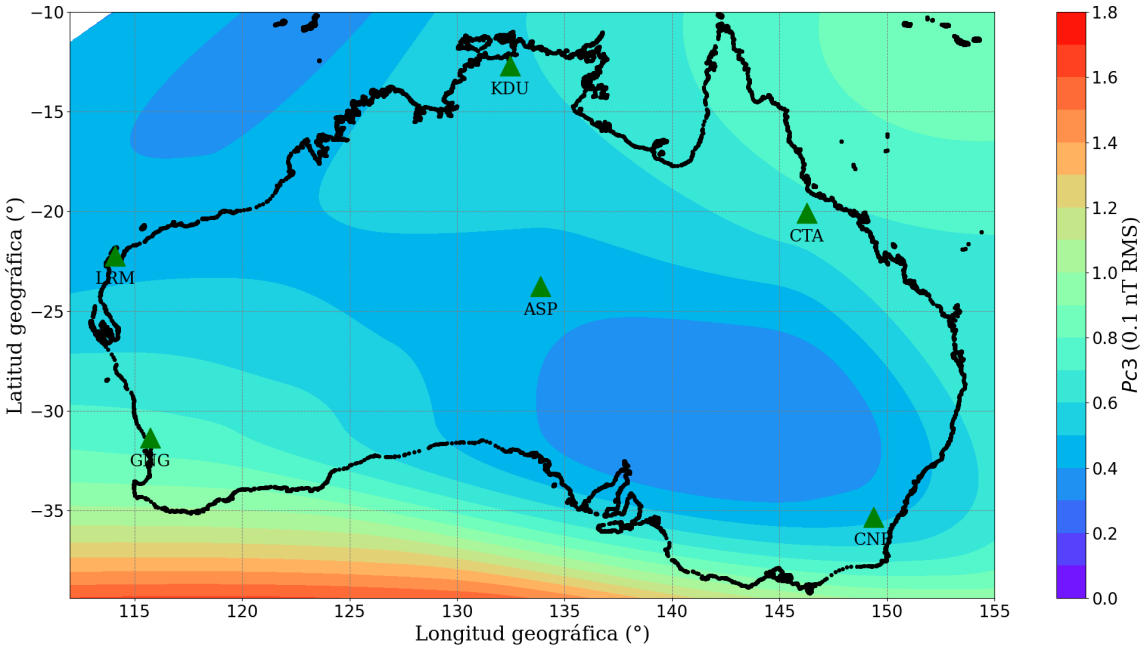

Figura D.72: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°38.

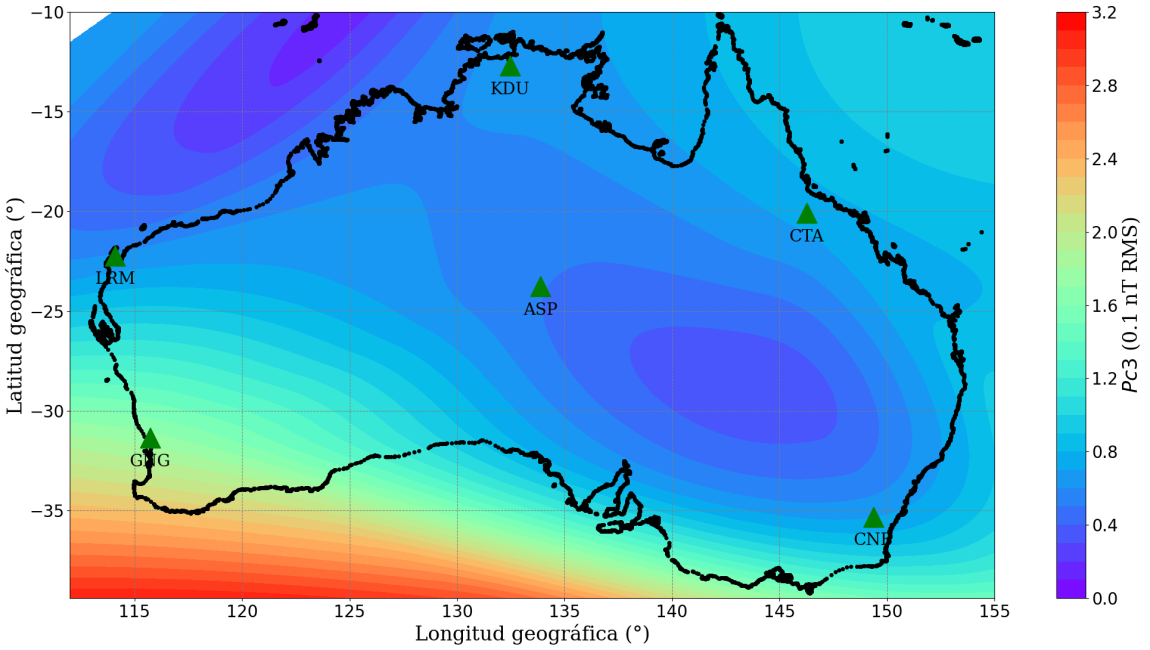

Figura D.73: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°41.

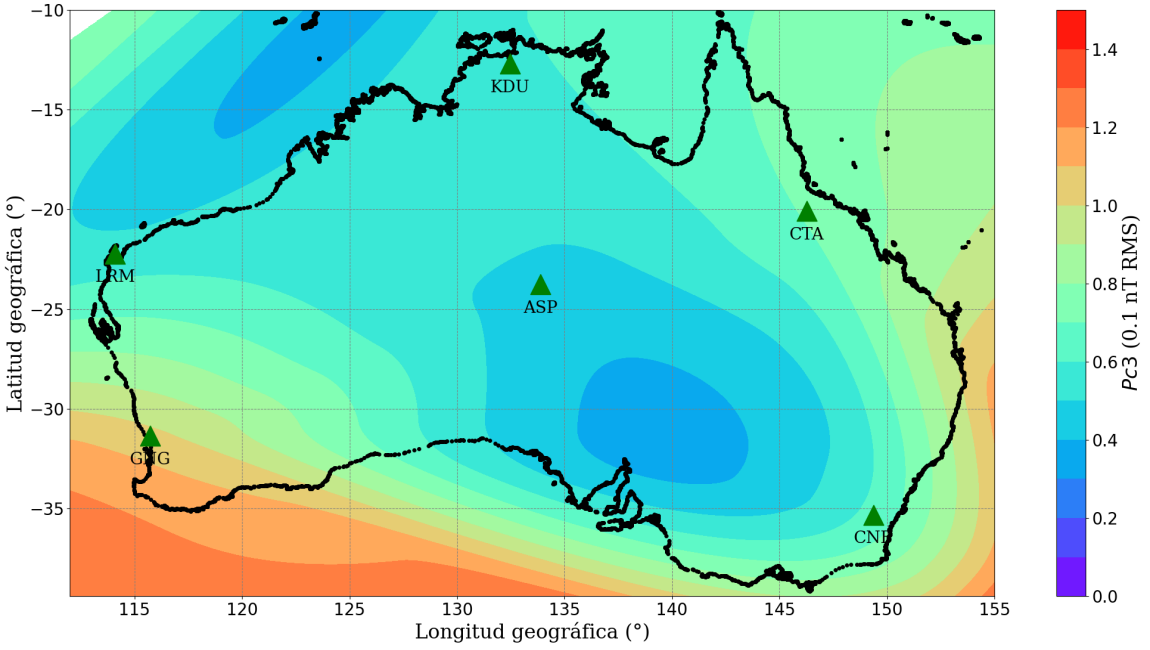

Figura D.74: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°43.

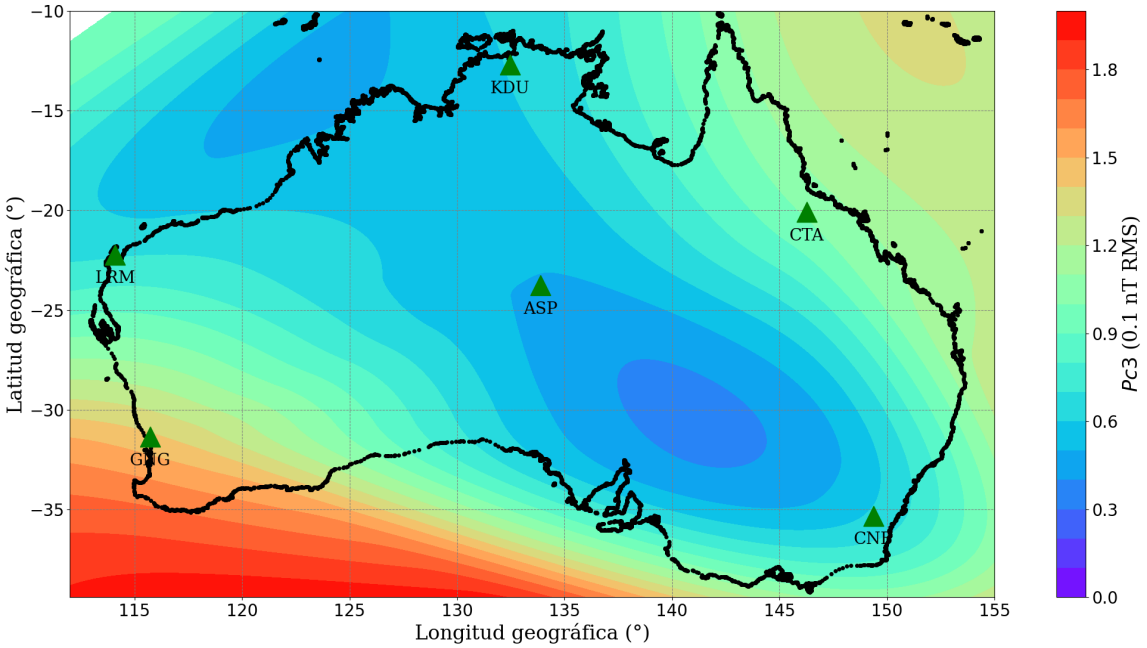

Figura D.75: Mismo formato que la Figura 5.13 pero del evento N°44.

Apéndice E

Programa elaborado con Python

Debido a la extensión del programa elaborado, solo se muestran las secciones que fueron relevantes para la obtención del índice Pc3.

E.1. Obtención de la lista de las FSXs del Ciclo Solar 24

```
#Importación de las librerías necesarias para elaborar el programa
import numpy as np
import csv
import pandas as pd
import os
import matplotlib.pyplot as plt
import matplotlib.dates as md
import scipy.signal
from pandas.plotting import register_matplotlib_converters
register_matplotlib_converters()
from os.path import exists
import datetime
import math
#Longitud del promedio RMS
N = 1200

#Lectura y registro de los eventos solares del Ciclo Solar 24 en formato txt
def events():
    mylines4 = []
    for j in range(1,4021):
        mylines = []
        with open ('Downloads/THESIS/PRACTICE/GOES/day ' + str(j) + '.txt', 'rt
    ') as myfile:
            for i in myfile:
                mylines.append(i.rstrip('\n'))
        if mylines[len(mylines)-1] != 'NO EVENT REPORTS.':
            date = mylines[2].lstrip(":Date: ")
            mylines2 = []
            for i in range(13,len(mylines)):
                mylines2.append(mylines[i])
            mylines3 = list(filter(None, mylines2))
```

```
            for i in range(0,len(mylines3)):
                mylines3[i] = date + '      ' +  mylines3[i]
            for i in range(0,len(mylines3)):
                mylines4.append(mylines3[i])
    with open('Downloads/THESIS/PRACTICE/solar events.txt','w') as f:
        for j in range(0,len(mylines4)):
            f.write(mylines4[j] + "\n")
    return len(mylines4)

#Lectura y registro de las fulguraciones solares del Ciclo Solar 24 en formato
    txt
def flares():
    mylines = []
    with open ('Downloads/THESIS/PRACTICE/solar events.txt', 'rt') as myfile:
        for i in myfile:
            mylines.append(i.rstrip('\n'))
    mylines2 = list(filter(lambda k: 'XRA' in k, mylines))
    with open ('Downloads/THESIS/PRACTICE/solar flares.txt', 'w') as f:
        for j in range(0,len(mylines2)):
            f.write(mylines2[j] + "\n")
    return len(mylines2)

#Registro de las fulguraciones solares de clase X del Ciclo Solar 24 en formato
     CSV
def SFX():
    mylines = []
    with open ('Downloads/THESIS/PRACTICE/solar flares.txt', 'rt') as myfile:
        for i in myfile:
            mylines.append(i.rstrip('\n'))
    for i in range(0,len(mylines)):
        mylines[i] = mylines[i].replace('+',' ')
    rows = []
    for i in range(0,len(mylines)):
        rows.append(mylines[i].split())
    for i in range(0,len(rows)):
        if len(rows[i]) == 13:
            rows[i].append('-')
    titles = 'Date Event Begin Peak End Intensity Int_flux AR'
    fields = titles.split()
    date = []
    event = []
    begin = []
    peak = []
    end = []
    intensity = []
    int_flux = []
    sp = []
    for j in range(0,len(rows)):
        date.append(rows[j][0] + '-' + rows[j][1] + '-' + rows[j][2])
        event.append(rows[j][3])
        begin.append(rows[j][4][0:2] + ':' + rows[j][4][2:4] + ':00.000')
        peak.append(rows[j][5][0:2] + ':' + rows[j][5][2:4] + ':00.000')
```

```
        end.append(rows[j][6][0:2] + ':' + rows[j][6][2:4] + ':00.000')
        intensity.append(rows[j][11])
        int_flux.append(rows[j][12])
        sp.append(rows[j][13])
    rows_true = []
    for j in range(0,len(rows)):
        rows_true.append(date[j] + ' ' + event[j] + ' ' + begin[j] + ' ' + peak
    [j] + ' ' + end[j] + ' ' + intensity[j] + ' ' + int_flux[j] + ' ' + sp[j])
        rows_true[j] = rows_true[j].split()
    with open('Downloads/THESIS/PRACTICE/SFX.csv','w',encoding='UTF8') as f:
        write = csv.writer(f)
        write.writerow(fields)
        write.writerows(rows_true)
    file = 'Downloads/THESIS/PRACTICE/SFX.csv'
    df = pd.read_csv(file, encoding='UTF8')
    dfinal = df[~df.Intensity.str.contains("B")]
    dfinal = dfinal[~dfinal.Intensity.str.contains("C")]
    dfinal = dfinal[~dfinal.Intensity.str.contains("M")]
    dfinal = dfinal[~dfinal.Intensity.str.contains("A")]
    dfinal = dfinal.reset_index(drop=True)
    #Adición manual la ubicación de las ARs asociadas a las FSXs
    N = np.array
    ([-20,8,17,13,14,9,13,21,33,19,18,15,-13,-13,-13,11,8,8,10,-8,-6,5,5,-12,-13,

    -13,-13,-12,-12,10,-14,-19,-20,-18,11,-14,-14,-22,-10,-14,-18,17,-19,-17,15,
     -8,-9,-8,-8])
    W = np.array
    ([10,11,71,18,31,-89,-61,-64,85,-58,-31,-26,59,3,-58,-89,-89,-77,-68,-73,-69,
     72,89,-44,-13,13,69,8,-77,32,89,-81,-89,-66,-5,-64,-13,21,22,37,57,-40,29,
    -22,-79,32,34,48,88])
    dfinal["N"] = N
    dfinal["W"] = W
    df_new = dfinal.copy()
    df_new.to_csv('Downloads/THESIS/PRACTICE/SFX.csv',index=False)
    return len(df_new)
```

E.2. Obtención del índice Pc3

```
#Función de limpieza de los datos mag
def clean(mag):
    lim = 100000
    mag = np.array(mag)
    for i in range(1,len(mag)-1):
        if mag[i-1] < lim and mag[i+1] < lim and mag[i] > lim:
            x = (mag[i-1]+mag[i+1])/2
            mag[i] = x
    return mag

#Función que modifica la lista de estaciones magnéticas S según el evento n
```

```
def modify(S,n):
    if n > 1:
        S.insert(5,'gua')
        if n > 4:
            S.insert(4,'eyr') #['ams',asp','cnb','cta','eyr','gna','gua','kdu','lrm','mcq','ppt']
            if n > 7:
                S[5] = 'gng'
                S.insert(1,'api') #['ams','api',asp','cnb','cta','eyr','gng','gua','kdu','lrm','mcq','ppt']
                if n > 44:
                    S.insert(3,'cki')
    return S

#Función de registro de las mediciones del campo geomagnético limpiadas con la función clean(mag) en formato CSV
#n: número de evento. F: lista de FSXs del Ciclo Solar 24
def write_csv(n, F):
    date_x = F["Date"][n]
    stations = ['ams','api','asp', 'cki','cnb','cta','eyr','gna','gng','gua','kdu','lrm','mcq','ppt']
    date_list = [date_x]
    for i in range(1,4):
        date_1 = datetime.datetime.strptime(date_x, "%Y-%m-%d")
        end_date = date_1 + datetime.timedelta(days=i)
        date_list.append(str(end_date)[0:10])
    for i in range(0,len(date_list)):
        date_list[i] = date_list[i][0:4] + date_list[i][5:7] + date_list[i][8:10]
    for places in stations:
        for j in range(0,len(date_list)):
            mylines = []
            path = 'Downloads/THESIS/PRACTICE/' + places + date_list[j] + 'psec.sec'
            if exists(path) == False:
                path = path[0:37] + 'vsec.sec'
                if exists(path) == False:
                    path = path[0:37] + 'qsec.sec'
            if exists(path) == True:
                with open (path, 'rt') as myfile:
                    for i in myfile:
                        mylines.append(i.rstrip('\n'))
                mylines2 = []
                for i in range(0,40):
                    mylines2.append(mylines[i].split())
                for i in range(0,len(mylines2)):
                    if mylines2[i][0] == 'DATE':
                        date_pos = i
                titles = 'DATE TIME DOY X Y Z F'
                fields = titles.split()
                data = []
                for i in range(date_pos+1,len(mylines)):
```

```
                    data.append(mylines[i].split())
                with open('Downloads/THESIS/PRACTICE/' + places + date_list[j] + '.csv','w',encoding='UTF8') as f:
                    write = csv.writer(f)
                    write.writerow(fields)
                    write.writerows(data)
                path = 'Downloads/THESIS/PRACTICE/' + places + date_list[j] + '.csv'
                file = pd.read_csv(path, encoding='UTF8')
                X = file["X"]
                Y = file["Y"]
                Z = file["Z"]
                B = np.sqrt(X**2 + Y**2 + Z**2)
                B2 = clean(B)
                file2 = file.copy()
                file2["B"] = B2
                file2.to_csv(path,index = False)
            else:
                print("Could not find file at " + path)

#Función para obtener el índice Pc3 en formato CSV
def get_Pc3(n,F):
    path_ref = 'Downloads/THESIS/PRACTICE/ams20110215_Pc3.csv'
    file_ref = file = pd.read_csv(path_ref, encoding='UTF8')
    time_ref = file_ref["TIME"]
    date_x = F["Date"][n]
    stations = ['ams','api','asp', 'cki','cnb','cta','eyr','gna','gng','gua','kdu','lrm','mcq','ppt']
    date_list = [date_x]
    for i in range(1,4):
        date_1 = datetime.datetime.strptime(date_x, "%Y-%m-%d")
        end_date = date_1 + datetime.timedelta(days=i)
        date_list.append(str(end_date)[0:10])
    for i in range(0,len(date_list)):
        date_list[i] = date_list[i][0:4] + date_list[i][5:7] + date_list[i][8:10]
    for places in stations:
        for j in range(0,len(date_list)):
            mylines = []
            path = 'Downloads/THESIS/PRACTICE/' + places + date_list[j] + '.csv'
            if exists(path) == True:
                file = pd.read_csv(path, encoding='UTF8')
                iteractions = math.floor(len(file)/N)
                Pc3_csv = []
                for i in range(0,iteractions):
                    date = file["DATE"][i*N]
                    time = file["TIME"][i*N]
                    doy = file["DOY"][i*N]
                    B = np.array(file["B"][i*N:(i+1)*N])
                    if 173203 in np.round(B):
                        Pc3_val = np.nan
```

```
                    else:
                        Pc3_val = 0
                        b, a = scipy.signal.butter(10, [0.04444, 0.2], '
    bandpass')
                        B_filt = scipy.signal.filtfilt(b, a ,B)
                        for k in range(0,N):
                            Pc3_val = Pc3_val + B_filt[k]**2
                        Pc3_val = np.sqrt(Pc3_val/N)*10
                    Pc3_csv.append(date + ' '+ time+ ' ' + str(doy) + ' ' + str
    (Pc3_val))
                titles = 'DATE TIME DOY Pc3'
                fields = titles.split()
                rows = []
                for i in range(0,len(Pc3_csv)):
                    rows.append(Pc3_csv[i].split())
                with open('Downloads/THESIS/PRACTICE/' + places + date_list[j]
    + '_Pc3.csv','w',encoding='UTF8') as f:
                    write = csv.writer(f)
                    write.writerow(fields)
                    write.writerows(rows)
            else:
                Pc3_csv = []
                for i in range(0,len(time_ref)):
                    Pc3_csv.append(date_x + ' ' +time_ref[i] + ' ' +str(np.nan)
    )
                rows = []
                for i in range(0,len(Pc3_csv)):
                    rows.append(Pc3_csv[i].split())
                titles = 'DATE TIME Pc3'
                fields = titles.split()
                with open('Downloads/THESIS/PRACTICE/' + places + date_list[j]
    + '_Pc3.csv','w',encoding='UTF8') as f:
                    write = csv.writer(f)
                    write.writerow(fields)
                    write.writerows(rows)

#Obtención del índice Pc3 usando las mediciones del campo geomagnético
pathx = 'Downloads/THESIS/PRACTICE/SFX.csv'
flares_x = pd.read_csv(pathx, encoding='UTF8')
for i in range(0,len(flares_x)):
    write_csv(i,flares_x)
for i in range(0,len(flares_x)):
    get_Pc3(i,flares_x)
```

Referencias

Aegerter, T. R. W., Emmons, D. J., & Loper, R. D. (2020). Detection of reconnection signatures in solar flares. *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, *208*, 105375. https://doi.org/10.1016/j.jastp.2020.105375

Alken, P., Thébault, E., Beggan, C. D., Amit, H., Aubert, J., Baerenzung, J., Bondar, T., Brown, W., Califf, S., Chambodut, A., et al. (2021). International geomagnetic reference field: the thirteenth generation. *Earth, Planets and Space*, *73*(1), 1-25. https://doi.org/10.1186/s40623-020-01288-x

Amit, H., Terra-Nova, F., Lézin, M., & Trindade, R. I. (2021). Non-monotonic growth and motion of the South Atlantic Anomaly. *Earth, Planets and Space*, *73*(1), 1-10. https://doi.org/10.1186/s40623-021-01356-w

Ansari, I. (2007). Relation between low latitude Pc3 magnetic micropulsations and solar wind. *Bull. Astr. Soc. India*, *35*, 523-531.

Babcock, H. (1961). The Topology of the Sun's Magnetic Field and the 22-YEAR Cycle. *The Astrophysical Journal*, *133*, 572. https://doi.org/10.1086/147060

Baker, D. N., Li, X., Pulkkinen, A., Ngwira, C., Mays, M., Galvin, A., & Simunac, K. (2013). A major solar eruptive event in July 2012: Defining extreme space weather scenarios. *Space Weather*, *11*(10), 585-591. https://doi.org/10.1002/swe.20097

Balasis, G., Daglis, I., Mann, I., Papadimitriou, C., Zesta, E., Georgiou, M., Haagmans, R., & Tsinganos, K. (2015). Multi-satellite study of the excitation of Pc3 and Pc4-5 ULF waves and their penetration across the plasmapause during the 2003 Halloween superstorm. *Annales Geophysicae*, *33*(10), 1237-1252. https://doi.org/10.5194/angeo-33-1237-2015

Balasis, G., Papadimitriou, C., & Boutsi, A. (2019). Ionospheric response to solar and interplanetary disturbances: a Swarm perspective. *Philosophical Transactions of the Royal Society A*, *377*(2148), 20180098. https://doi.org/10.1098/rsta.2018.0098

Balasis, G., Papadimitriou, C., Daglis, I. A., & Pilipenko, V. (2015). ULF wave power features in the topside ionosphere revealed by Swarm observations. *Geophysical Research Letters*, *42*(17), 6922-6930. https://doi.org/10.1002/2015GL065424

Borovsky, J. E., & Valdivia, J. A. (2018). The Earth's magnetosphere: a systems science overview and assessment. *Surveys in geophysics*, *39*(5), 817-859. https://doi.org/10.1007/s10712-018-9487-x

Boteler, D. (2019). A 21st century view of the March 1989 magnetic storm. *Space Weather*, *17*(10), 1427-1441. https://doi.org/10.1029/2019SW002278

Cárdenas, F. M., Sánchez, S. C., & Domínguez, S. V. (2016). The grand aurorae borealis seen in Colombia in 1859. *Advances in Space Research*, *57*(1), 257-267. https://doi.org/10.1016/j.asr.2015.08.026

Chen, F. F., et al. (1984). *Introduction to plasma physics and controlled fusion* (Vol. 1). Springer. https://doi.org/10.1007/978-3-319-22309-4

Chen, F. F., & Chang, J. P. (2003). Plasma Processing. En *Lecture Notes on Principles of Plasma Processing* (pp. 99-100). Springer. https://doi.org/10.1007/978-1-4615-0181-7

Cliver, E. W., & Dietrich, W. F. (2013). The 1859 space weather event revisited: limits of extreme activity. *Journal of Space Weather and Space Climate*, *3*, A31. https://doi.org/10.1051/swsc/2013053

Eliezer, S., & Eliezer, Y. (2001). *The fourth state of matter: an introduction to plasma science*. CRC Press. https://doi.org/10.1201/NOE0750307406

Foukal, P. V. (2008). *Solar astrophysics*. John Wiley & Sons.

Gopalswamy, N., Yashiro, S., Thakur, N., Mäkelä, P., Xie, H., & Akiyama, S. (2016). The 2012 July 23 backside eruption: An extreme energetic particle event? *The Astrophysical Journal*, *833*(2), 216-235. https://doi.org/10.3847/1538-4357/833/2/216

Green, J. L., & Boardsen, S. (2006). Duration and extent of the great auroral storm of 1859. *Advances in Space Research*, *38*(2), 130-135. https://doi.org/10.1016/j.asr.2005.08.054

Greenstadt, E., McPherron, R., & Takahashi, K. (1981). Solar wind control of daytime, mid-period geomagnetic pulsations. En *ULF Pulsations in the Magnetosphere* (pp. 89-110). Springer. https://doi.org/10.1007/978-94-009-8426-4_6

Griffiths, D. J. (2013). *Introduction to electrodynamics*. Pearson.

Gurnett, D. A., & Bhattacharjee, A. (2005). *Introduction to plasma physics: with space and laboratory applications*. Cambridge university press. https://doi.org/10.1017/9781139226059

Hartmann, G. A., & Pacca, I. G. (2009). Time evolution of the South Atlantic magnetic anomaly. *Anais da Academia Brasileira de Ciências*, *81*, 243-255. https://doi.org/10.1590/S0001-37652009000200010

Hathaway, D. (2022, julio). *Solar Cycle Science*. Consultado el 28 de julio de 2022, desde http://solarcyclescience.com/solarcycle.html

Hazeltine, R. D., & Waelbroeck, F. L. (2018). *The framework of plasma physics*. CRC Press. https://doi.org/10.1201/9780429502804

Heil, W. (s.f.). *Artist's Conception of the Heliospheric Current Sheet*. http://wso.stanford.edu/gifs/HCS.html

Heilig, B., Lotz, S., Verő, J., Sutcliffe, P., Reda, J., Pajunpää, K., & Raita, T. (2010). Empirically modelled Pc3 activity based on solar wind parameters. *Annales Geophysicae*, *28*(9), 1703-1722. https://doi.org/10.5194/angeo-28-1703-2010

Heilig, B., Lühr, H., & Rother, M. (2007). Comprehensive study of ULF upstream waves observed in the topside ionosphere by CHAMP and on the ground. *Annales geophysicae*, *25*(3), 737-754. https://doi.org/10.5194/angeo-25-737-2007

International Real-time Magnetic Observatory Network. (s.f.-a). *Data Download*. Consultado el 9 de agosto de 2022, desde https://www.intermagnet.org/data-donnee/download-eng.php

International Real-time Magnetic Observatory Network. (s.f.-b). *IMOs and Responsible GINs*. Consultado el 9 de agosto de 2022, desde https://intermagnet.github.io/metadata/#/

Jadhav, G., Rajaram, M., & Rajaram, R. (2001). Modification of daytime compressional waves by the ionosphere: first results from Oersted. *Geophysical research letters*, *28*(1), 103-106. https://doi.org/10.1029/2000GL011940

Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. J. (2007). *Fundamental astronomy*. Springer. https://doi.org/10.1007/978-3-662-53045-0

Kataoka, R., & Pulkkinen, A. (2008). Geomagnetically induced currents during intense storms driven by coronal mass ejections and corotating interacting regions. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, *113*(A3). https://doi.org/10.1029/2007JA012487

Lockheed Martin Solar and Astrophysics Laboratory. (s.f.). *SolarSoft Latest Events Archive*. Consultado el 9 de agosto de 2022, desde https://www.lmsal.com/solarsoft/latest_events_archive.html

Lotz, S., Heilig, B., & Sutcliffe, P. (2015). A solar-wind-driven empirical model of Pc3 wave activity at a mid-latitude location. *Annales Geophysicae*, *33*(2), 225-234. https://doi.org/10.5194/angeo-33-225-2015

MacQueen, R., & Fisher, R. (1983). The kinematics of solar inner coronal transients. *Solar Physics*, *89*(1), 89-102. https://doi.org/10.1007/BF00211955

Matzner, R. A. (2018). *Dictionary of geophysics, astrophysics, and astronomy*. CRC Press.

McPherron, R. L. (2005). Magnetic pulsations: their sources and relation to solar wind and geomagnetic activity. *Surveys in Geophysics*, *26*(5), 545-592. https://doi.org/10.1007/s10712-005-1758-7

Michalek, G. (2009). Two types of flare-associated coronal mass ejections. *Astronomy & Astrophysics*, *494*(1), 263-268. https://doi.org/10.1051/0004-6361:200810662

Miteva, R., Klein, K.-L., Malandraki, O., & Dorrian, G. (2013). Solar energetic particle events in the 23rd solar cycle: interplanetary magnetic field configuration and statistical relationship with flares and CMEs. *Solar Physics*, *282*(2), 579-613. https://doi.org/10.1007/s11207-012-0195-2

National Aeronautics and Space Administration. (s.f.). *SOHO LASCO CME CATALOG*. Consultado el 31 de julio de 2022, desde https://cdaw.gsfc.nasa.gov/CME_list/index.html

National Aeronautics and Space Administration. (2022, 15 de junio). *SDO-Data*. Consultado el 31 de julio de 2022, desde https://sdo.gsfc.nasa.gov/data/aiahmi/

National Oceanic and Atmospheric Administration. (s.f.-a). *GOES X-ray flux*. Consultado el 9 de agosto de 2022, desde https://www.swpc.noaa.gov/products/goes-x-ray-flux

National Oceanic and Atmospheric Administration. (s.f.-b). *warehouse*. Consultado el 9 de agosto de 2022, desde ftp://ftp.swpc.noaa.gov/pub/warehouse/

Nicewicz, J., & Michalek, G. (2016). Classification of CMEs Based on Their Dynamics. *Solar Physics*, *291*(5), 1417-1432. https://doi.org/10.1007/s11207-016-0903-4

Obara, T. (2002). The Magnetosphere: Formation of the Magnetosphere and Magnetospheric Plasma Regime. *Journal of the communications Research Laboratory*, *49*(3), 61-74.

Parker, E. N. (1958). Dynamics of the interplanetary gas and magnetic fields. *The Astrophysical Journal*, *128*, 664. https://doi.org/10.1086/146579

Priest, E. (2022). Magnetic reconnection on the Sun: ESPD Senior Prize Lecture. *Advances in Space Research*. https://doi.org/10.1016/j.asr.2022.03.028

Reinard, A., & Biesecker, D. (2009). The relationship between coronal dimming and coronal mass ejection properties. *The Astrophysical Journal*, *705*(1), 914-919. https://doi.org/10.1088/0004-637X/705/1/914

Riley, P. (2012). On the probability of occurrence of extreme space weather events. *Space Weather*, *10*(2). https://doi.org/10.1029/2011SW000734

Royal Belgian Institute for Space Aeronomy. (s.f.). *Auroral ovals at the two geomagnetic poles*. Consultado el 10 de febrero de 2024, desde https://www.aeronomie.be/index.php/en/encyclopedia/auroral-ovals-two-geomagnetic-poles

Russell, C., & Hoppe, M. (1983). Upstream waves and particles. *Progress in Solar-Terrestrial Physics*, 155-172. https://doi.org/10.1007/978-94-009-7096-0_12

Saito, T. (1965). A new index of geomagnetic pulsation and its relation to solar M-regions, II, analysis of the data from 1959 to 1964. *Journal of geomagnetism and geoelectricity*, *17*(1), 23-44. https://doi.org/10.5636/jgg.17.23

Schrijver, C., Beer, J., Baltensperger, U., Cliver, E., Güdel, M., Hudson, H., McCracken, K., Osten, R., Peter, T., Soderblom, D., et al. (2012). Estimating the frequency of extremely energetic solar events, based on solar, stellar, lunar, and terrestrial records. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, *117*(A8). https://doi.org/10.1029/2012JA017706

Space Weather Prediction Center. (s.f.). *Wang-Sheeley-Arge (WSA)-Enlil Solar Wind Prediction. NOAA National Centers for Environmental Information*. https://doi.org/10.7289/V5445JGH

Stix, M. (2004). *The Sun: an introduction*. Springer Science & Business Media. https://doi.org/10.1007/978-3-642-56042-2

Swalwell, B., Dalla, S., & Walsh, R. W. (2017). Solar energetic particle forecasting algorithms and associated false alarms. *Solar physics*, *292*(11), 1-27. https://doi.org/10.1007/s11207-017-1196-y

Thébault, E., Finlay, C. C., Beggan, C. D., Alken, P., Aubert, J., Barrois, O., Bertrand, F., Bondar, T., Boness, A., Brocco, L., et al. (2015). International geomagnetic reference field: the 12th generation. *Earth, Planets and Space*, *67*, 1-19. https://doi.org/10.1186/s40623-015-0228-9

Vallée, M. A., Newitt, L., Mann, I. R., Moussaoui, M., Dumont, R., & Keating, P. (2007). The spatial and temporal characteristics of Pc3 geomagnetic activity over Canada in 2000, as a guide to planning the times of aeromagnetic surveys. *Pure and Applied Geophysics*, *164*(1), 161-176. https://doi.org/10.1007/s00024-006-0154-7

Villante, U., Lepidi, S., Francia, P., Vellante, M., Meloni, A., Lepping, R., & Mariani, F. (1999). Pc3 pulsations during variable IMF conditions. *Annales Geophysicae*, *17*(4), 490-496. https://doi.org/10.1007/s00585-999-0490-x

Vršnak, B., Sudar, D., & Ruždjak, D. (2005). The CME-flare relationship: Are there really two types of CMEs? *Astronomy & Astrophysics*, *435*(3), 1149-1157. https://doi.org/10.1051/0004-6361:20042166

Yagova, N. V., Heilig, B., Pilipenko, V. A., Yoshikawa, A., Nosikova, N. S., Yumoto, K., & Reda, J. (2017). Nighttime Pc3 pulsations: MM100 and MAGDAS observations. *Earth, Planets and Space*, *69*(1), 1-17. https://doi.org/10.1186/s40623-017-0647-x

Yashiro, S., Akiyama, S., Gopalswamy, N., & Howard, R. (2006). Different power-law indices in the frequency distributions of flares with and without coronal mass ejections. *The Astrophysical Journal*, *650*(2), L143-L146. https://doi.org/10.1086/508876

Yashiro, S., Gopalswamy, N., Akiyama, S., Michalek, G., & Howard, R. (2005). Visibility of coronal mass ejections as a function of flare location and intensity. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, *110*(A12). https://doi.org/10.1029/2005JA011151

Youssef, M. (2012). On the relation between the CMEs and the solar flares. *NRIAG Journal of Astronomy and Geophysics*, *1*(2), 172-178. https://doi.org/10.1016/j.nrjag.2012.12.014

Yumoto, K., et al. (1986). Generation and propagation mechanisms of low-latitude magnetic pulsations-A review. *Journal of geophysics*, *60*(1), 79-105.

Yumoto, K., Saito, T., Akasofu, S.-I., Tsurutani, B. T., & Smith, E. J. (1985). Propagation mechanism of daytime Pc 3–4 pulsations observed at synchronous orbit and multiple ground-based stations. *Journal of Geophysical Research: Space Physics*, *90*(A7), 6439-6450. https://doi.org/10.1029/JA090iA07p06439

Zurbriggen, E. (2017, marzo). *Estudio MHD de la dinámica del plasma de la corona solar* [Tesis de Doctorado en Astronomía]. Universidad Nacional de Córdoba [Disponible en http://hdl.handle.net/11086/5816].