



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO
POSGRADO EN CIENCIAS DE LA TIERRA
CENTRO DE GEOCIENCIAS

DESARROLLO DE UN ESPECTRÓMETRO DIGITAL Y
SIMULACIONES NUMÉRICAS PARA ESTUDIO DE EVENTOS
TRANSITORIOS RÁPIDOS EN EL SOL

TESIS

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE
DOCTOR EN CIENCIAS DE LA TIERRA (Física Espacial)

PRESENTA:

Gilberto Armando Casillas Pérez

TUTOR:

Dr. Héctor Román Pérez Enríquez
Centro de Geociencias, UNAM

CO-TUTOR:

Dr. Solai Jeyakumar
Departamento de Astronomía, UGTO

COMITÉ TUTOR:

Dr. Héctor Román Pérez Enríquez, Centro de Geociencias, UNAM
Dr. Solai Jeyakumar, Departamento de Astronomía, UGTO
Dra. Xóchitl Blanco Cano, Instituto de Geofísica, UNAM

Juriquilla, Santiago de Querétaro, noviembre 2016



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

COMITÉ TUTORAL:

Dr. Héctor Román Pérez Enríquez

Dr. Solai Jeyakumar

Dra. Xóchitl Blanco Cano

JURADO EXAMINADOR:

Dr. Héctor Román Pérez Enríquez

Dr. Solai Jeyakumar

Dr. Armando Carrillo Vargas

Dr. Eduardo Cabal Yopez

Dr. Ernesto Aguilar Rodríguez

Gilberto Armando Casillas Pérez: *Desarrollo de un espectrómetro digital y simulaciones numéricas para estudio de eventos transitorios rápidos en el Sol*, T E S I S, © México, noviembre 2016

A la memoria de mis padres: Lidia y Armando, quienes me llenaron siempre de su amor.

A mi esposa Esther y nuestros hijos adorables: Diego, Emiliano, Leonel, y también a tu recuerdo bebecito hermoso.

A cada uno de ustedes dedico todos mis logros alcanzados, mi trabajo y las metas que me proponga en la vida.

PREÁMBULO

En el Universo ocurren de manera común fenómenos conocidos como *eventos transitorios*, que se caracterizan por un incremento en la intensidad de su emisión electromagnética y cuyas duraciones pueden ser del orden de nanosegundos hasta años. En particular, hay *eventos transitorios rápidos* (< 1 s) que han sido observados en el Sol en la banda de radio y que se manifiestan de diferentes maneras, ya sea en forma de *radio picos*, *puntos*, *fibras* u otras *estructuras finas* con las que se les ha catalogado. Estos eventos son de interés puesto que su estudio permite conocer los procesos físicos que ocurren en la corona solar y su posible relación con otros fenómenos solares como las *fulguraciones solares*, *estallidos de radio* o *eyecciones de masa coronal*, entre otros.

Los eventos transitorios rápidos que ocurren en el Sol en la banda de radio se pueden estudiar analizando datos obtenidos con observaciones, o bien utilizando simulaciones numéricas. Ambos aspectos son de utilidad para refinar los modelos teóricos que existen sobre los mecanismos que producen estos fenómenos. Para las observaciones del Sol se requiere del uso de antenas e instrumentación apropiada para poder detectar este tipo de eventos, mientras que en la parte de las simulaciones se requiere de un código que permita describir la evolución de la distribución de partículas y de las ondas que se generan durante estos eventos, como consecuencia de las inestabilidades en el plasma e inhomogeneidades de densidad y campo magnético del medio. Es posible entonces estudiar eventos transitorios rápidos solares si se cuenta con los medios necesarios para su estudio, en este caso un instrumento con características adecuadas para realizar las observaciones y/o un código para realizar simulaciones con base en modelos que describan con similitud el comportamiento de estos eventos.

El objetivo del proyecto de investigación que se presenta en esta tesis comprende los dos ámbitos de exploración arriba mencionados: la instrumentación y las simulaciones numéricas. De esta manera, la finalidad del proyecto consistió, por un lado, en la construcción de un espectrómetro de alta resolución temporal y espectral utilizando antenas pequeñas en conjunto con técnicas digitales para la detección de eventos transitorios rápidos en el Sol; y por otro, en desarrollar un código propio para estudiar la evolución de un pulso de un haz de electrones inmerso en un ambiente astrofísico similar al de la corona solar en el tope de un bucle magnético.

La parte del proyecto que se relaciona con la instrumentación es muy ambiciosa desde el punto de vista científico, la cual requiere de infraestructura y recursos humanos adicionales para su conclusión definitiva. Sin embargo, con el trabajo realizado durante el proyecto se lograron avances concretos en el desarrollo de las etapas que conforman el espectrómetro: la construcción de los amplificadores de bajo ruido y de los receptores, así como el inicio de la programación de la tarjeta FPGA para la adquisición de datos. Adicionalmente, se han construido los módulos para el control local y remoto de motores, además de que se ha realizado el montaje de las antenas que se utilizarán en el proyecto. El desarrollo de este trabajo ha sido presentado en diversos congresos como en la UGM (Unión Geofísica Mexicana) y la AGU (American Geophysical Union, por sus siglas en inglés). Actualmente se trabaja en la preparación de reportes técnicos, para la publicación correspondiente a la instrumentación desarrollada como parte del espectrómetro.

Con respecto al trabajo hecho con las simulaciones, se encontró que la evolución de un pulso de electrones inyectados en la corona solar se ve influenciado de manera importante por efectos de colisiones coulombianas y que gran parte de la población de electrones que conforman el haz de electrones dejan la distribución en un tiempo menor que un segundo. Los resultados obtenidos con las simulaciones de este trabajo han sido publicados en el trabajo de [Casillas-Pérez et al. \(2016\)](#)

La estructura de este trabajo está dividida en tres partes. La primera parte se compone de una introducción y dos capítulos donde se presenta el marco teórico del proyecto de investigación. En la segunda parte se describe la instrumentación desarrollada como parte del proyecto para la construcción del espectrómetro digital que se utilizará para monitoreo del Sol en búsqueda de eventos transitorios rápidos. En la tercera parte se presenta el trabajo realizado con simulaciones numéricas, en donde se muestran resultados de la evolución de un pulso de haz de electrones inyectados en la corona solar. La última parte incluye las conclusiones de este trabajo y los trabajos a futuro que se piensa realizar.

RESUMEN

Los *eventos transitorios rápidos* son fenómenos dinámicos que presentan incrementos súbitos en la intensidad de su emisión durante tiempos menores que un segundo. En el Sol estos eventos se han observado bajo diversas formas en la banda de radio, tales como los *radio picos* por ejemplo, que muchas veces se observan acompañando otro tipo de fenómenos como los estallidos de radio y las fulguraciones solares. El estudio de *eventos transitorios rápidos* es importante para entender los procesos físicos que ocurren en el Sol y su posible relación con otros fenómenos solares donde se liberan grandes cantidades de energía. Para su estudio, en este proyecto se trabajó en la construcción de un espectrómetro digital que permitirá hacer observaciones del Sol para estudiar los *eventos transitorios rápidos* solares. Los avances del desarrollo de la instrumentación que conformará el espectrómetro se encuentran actualmente en la etapa de programación para la adquisición de datos. Adicionalmente, en el proyecto se ha desarrollado un código que permite estudiar la evolución de un pulso de haz de electrones inyectados en la corona solar simulando la fuente de origen de un radio pico. Los resultados demuestran que durante su propagación, los pulsos de corta duración se ven afectados por efectos de colisiones coulombianas perdiendo la mayor parte de energía en menos de un segundo; Se encuentra también que el haz de electrones con una energía de corte pequeña es termalizado más rápidamente que el de un haz con una energía de corte mayor.

ABSTRACT

Fast transient events are dynamic phenomena that show up sudden increases in their emission with durations less than a second. In the Sun these events have been observed in the radio band in several forms, such as *radio spikes* for example, often seen accompanying other solar phenomena like *radio bursts* and *solar flares*. The study of *fast transient events* is important to understand the physical processes occurring in the Sun, and their possible relation with other solar phenomena where large amounts of energy are released. For their study, in this project we worked on the construction of a digital spectrometer to make observations of the Sun in order to study solar *fast transient events*. The advances in the development of the instrumentation that will form the spectrometer are currently in the stage of data acquisition programming. In addition, it has been developed a numerical code that allows to study the evolution of an electron beam pulse injected into the solar corona simulating the source of a *radio spike*. The results show that, during their propagation, short duration pulses are affected by Coulomb collision effects, losing most of their energy in less than a second. It is also found that the electron beam with a lower cut energy is thermalized faster than a beam with a higher cut energy.

PUBLICACIONES

De este trabajo doctoral se desprendió la publicación:

Casillas-Pérez, G.A., et al. Evolution of electron beam pulses of short duration in the solar corona. *Adv. Space Res.* (2016), doi: 10.1016/j.asr.2016.06.025

El trabajo desarrollado en este proyecto se ha presentado en los siguientes congresos:

- Reunión Anual de la UGM, *Características de un receptor y antenas SRT del Observatorio de La Luz, para el estudio del Sol*, Puerto Vallarta, Jalisco. Noviembre de 2013.
- AGU fall meeting, *Construction of a High Temporal-spectral Resolution Spectrometer for Detection of Fast Transients from Observations of the Sun at 1.4 GHz*, San Francisco, California. Diciembre de 2014.
- Reunión Anual de la UGM, *Desarrollo de Instrumentación para observación de eventos transitorios rápidos en el Sol*, Puerto Vallarta, Jalisco. Noviembre de 2015.

AGRADECIMIENTOS

Quiero agradecer antes que nada a la vida y a quien me la ha dado. Que grande eres Señor por permitirme vivir esta experiencia con paciencia y sensibilidad para apreciar cada día tu grandeza, que se manifiesta en la Física de este universo maravilloso.

También agradezco a quienes estuvieron involucrados directa o indirectamente en que llevara a cabo este proyecto:

A mis asesores, el Dr. Solai Jeyakumar y el Dr. Román Pérez por brindarme apoyo y confianza para trabajar en este proyecto juntos; Gracias por llevar la dirección de mi trabajo y por la paciencia que me tuvieron durante todo este tiempo. De igual forma agradezco a la Dra. Xóchitl Blanco por aceptar formar parte de mi comité tutorial.

De manera muy especial agradezco al Ing. Ernesto Andrade por las asesorías que me brindó y por su valiosa ayuda en la construcción de la instrumentación.

En particular agradezco al Dr. Armando Carrillo por sus sugerencias en la redacción de la tesis, asesorías y apoyo que me brindó para que concluyera a tiempo mi trabajo. Al Dr. Eduardo Cabal por el tiempo que me dedicó para resolver algunas dudas relacionadas con el uso de FPGAs, así como al Dr. Ernesto Aguilar por su valioso apoyo y gentileza. De igual manera al Dr. Mario Rodríguez por sus atenciones y gran ayuda brindada.

A la Dra. Silvia Bravo, quien me recibió por primera vez en el IGEF para retomar mi camino al ambiente académico, y a quien recuerdo con mucho cariño y respeto.

A Cynthia Lopez por alentarme para inscribirme al programa de doctorado en Ciencias de la Tierra. A ella y a la Dra. Rocio García junto con su estudiante Joaquín les agradezco el tiempo de sus asesorías.

A los miembros responsables del MEXART, por permitirme hacer uso de las instalaciones. En particular al M. en C. Pablo Villanueva quien me brindó apoyo en actividades de cómputo. Al Ing. Samuel Vazquez por su apoyo en la construcción de los receptores en su etapa inicial. A Mario, Davis y el Ing. Pablo Sierra por su asistencia en el manejo de herramientas del taller del MEXART.

A las personas del Instituto de Geofísica que jugaron un papel importante para que se me permitiera participar en este proyecto: Dr. Arturo Iglesias, Dr. Carles Canet, Dr. José Valdés y Dr. Luis Quintanar, así como a los miembros del Consejo Interno (Miguel A. García, Angel

Ramírez, Armando Carrillo, etc). También agradezco a los miembros del Consejo Técnico de la Investigación Científica quienes aprobaron que llevara a cabo este proyecto.

De manera especial agradezco a Mónica Salgado y Mónica Nava de la Secretaría Académica quienes llevaron con mucho profesionalismo los asuntos académicos de mi doctorado. Gracias por todo su apoyo, sugerencias y orientación brindadas siempre de manera amable y cortés. A Mónica Nava le agradezco su apoyo en la edición de algunas imágenes y su ayuda durante la revisión de mi tesis.

Agradezco el financiamiento de DGAPA a través del Programa de Apoyo para la Superación del Personal Académico (PASPA) durante el desarrollo de este proyecto, así como al Posgrado en Ciencias de la Tierra del Centro de Geociencias y al Instituto de Geofísica por los recursos otorgados para la asistencia a Congresos.

Al Dr. Victor de la Luz y el Dr. Stan Kurts quienes aceptaron formar parte del comité para mi examen predoctoral. En particular gracias al Dr. Victor de La Luz por sus comentarios y sugerencias que me hizo para complementar la información de mis unidades teóricas. de la tesis.

A la coordinación de Estudios de Posgrado de la Universidad Nacional Autónoma de México por aceptarme en su programa. A Marta Pereda, Araceli Chaman y Laura Mendoza por su apoyo para realizar mis trámites escolares pertinentes en su momento.

A mis compañeros de la Unidad de Cómputo por su apoyo: Manuel Velásquez, Rodolfo Alvarez y Miguel A. García; En especial a Hector Tecanhuey y Daniel Rodriguez por su apoyo incondicional y las facilidades que me brindaron cada uno respectivamente en la fase inicial y final de este proyecto.

A Hector Ibarra y Diana Rojas por su asesoría en el uso de la plantilla para escribir la tesis. De igual manera al desarrollador de la plantilla, André Miede, a quien le debo al menos una postal. En particular agradezco a Diana por su asistencia desde el viejo mundo a mis solicitudes de ayuda aún a altas horas de la noche (horario de México, por supuesto).

A la Universidad de Guanajuato por darme alojamiento en sus instalaciones durante mi estancia. Al personal del Observatorio de la Luz por su apoyo en las tareas de instalación de las antenas.

A mis amigos Jesus Robles, Mia Lahti, Yoga, Velayudham, Suganya, JayaramaKrishnan, Yoga, Priya, Senthil, mi casero el Sr. José Teran, mis vecinas Meche, Elizabeth, Irma y Abigai, por permitirme convivir con ellos durante mi estancia en Guanajuato. Gracias por esas conversaciones agradables y por todos los momentos que compartimos.

Agradezco a mi familia (esposa, hijos, hermanos, sobrinos, primos y tíos) su aprecio y cariño que me impulsó a perseverar en este proyecto.

Quiero agradecer también a mis suegros Diego y Marta, así como a mis cuñados Chino y Chicas, por su disponibilidad para ayudarnos y por las atenciones brindadas a mi esposa e hijos durante mi ausencia.

Finalmente, a mi esposa y a mis hijos les ofrezco disculpas por el tiempo que estuve distante y les agradezco su comprensión, paciencia y apoyo. Esther, especialmente gracias a tí por todo lo que me has apoyado y el soporte que representas para la familia.

CONTENIDO

i	BASES TEÓRICAS	1
1	INTRODUCCIÓN	3
1.1	Historia de la Radio Astronomía	3
1.2	Historia de transientes	5
1.3	Desarrollos recientes sobre investigación de transientes	9
1.4	Motivación del trabajo	9
2	FUNDAMENTOS DE RADIO ASTRONOMÍA Y SEÑALES RF	13
2.1	Radiación electromagnética	13
2.1.1	Espectro electromagnético	13
2.1.2	Onda electromagnética	14
2.1.3	Energía de una onda electromagnética	16
2.1.4	Polarización	17
2.1.5	Flujo de potencia e intensidad de radiación	18
2.2	Señales RF de una fuente de radio	19
2.3	Detección de radiación usando un dipolo	20
2.4	Radio Antena	21
2.4.1	Patrón de la antena	21
2.4.2	Área efectiva y eficiencia de apertura	24
2.4.3	Eficiencia del haz	24
2.4.4	Directividad	24
2.5	Detección de las señales	26
2.5.1	Receptores	26
2.5.2	Parámetros de un receptor	28
2.5.3	Señal mínima detectable	30
2.6	Detección de una señal típica usando SRT	31
2.6.1	Características físicas de la antena	31
2.6.2	Cálculo de la sensibilidad de la antena	31
2.6.3	Cálculo del ancho del lóbulo a potencia media HPBW	32
2.6.4	Cálculo de la directividad	32
2.6.5	Polarización de la antena	33
2.7	Características de brotes que pueden ser detectados por la antena	33
3	EVENTOS TRANSITORIOS EN EL SOL Y OTRAS FUENTES	35
3.1	Estudios de eventos transitorios	35
3.2	Clasificación de eventos transitorios	36
3.2.1	Transitorios incoherentes y coherentes	36
3.2.2	Transitorios rápidos y lentos	37

3.2.3	Transitorios galácticos y extragalácticos . . .	37
3.2.4	Transitorios interplanetarios	39
3.2.5	Transitorios solares	40
3.3	Eventos del Sol relacionados con transientes . . .	41
3.3.1	CMEs, fulguraciones y estallidos	41
3.3.2	Radio picos	45
3.4	Mecanismos de interacción en eventos transitorios	48
3.5	Detección de transientes	51
3.5.1	Problemas y estrategias de detección . . .	52
3.5.2	Empleo de técnicas digitales	52
ii	INSTRUMENTACIÓN	57
4	ESPECTRÓMETRO DE ALTA RESOLUCIÓN TEMPORAL	59
4.1	Diseño	59
4.2	Parte analógica	59
4.2.1	Antenas	60
4.2.2	Amplificador de bajo ruido	61
4.2.3	Receptor	62
4.3	Parte digital	65
4.3.1	Descripción de la implementación de la tarjeta ADC	66
4.3.2	Descripción de la implementación de la tarjeta FPGA	69
4.4	Motores	79
4.4.1	Conexión de los motores	80
4.4.2	Controlador de los motores	81
4.4.3	Software para control de los motores . . .	83
iii	SIMULACIONES NUMÉRICAS	85
5	EVOLUCIÓN DE PULSOS EN LA CORONA SOLAR . . .	87
5.1	Resumen	87
5.2	Antecedentes	87
5.3	Modelo de evolución del pulso de haz de electrones	90
5.4	Pruebas para validación del código	91
5.5	Simulación de la propagación de un pulso de haz de electrones	96
5.6	Resultados y discusión	98
5.6.1	Efectos colisionales en la propagación del pul- so	99
5.6.2	Evolución del espectro de electrones	100
5.7	Conclusiones	100
5.8	Trabajos a futuro	101
iv	CONCLUSIONES	103
6	CONCLUSIONES	105
	REFERENCIAS	109

ÍNDICE DE FIGURAS

- 1 Componentes de una onda electromagnética. Los campos eléctrico y magnético son perpendiculares entre sí y perpendiculares a la dirección de propagación de la onda. [14](#)
- 2 Onda plana con un campo eléctrico en la dirección Y , y campo magnético en la dirección Z. La onda se propaga en la dirección X. [15](#)
- 3 Polarización lineal (a), polarización circular positiva (b) y polarización elíptica positiva (c). Las variaciones de E se muestran en un solo plano XY, suponiendo que la onda se esta propagando en la dirección perpendicular a la página. [18](#)
- 4 Señal con ruido blanco originada mediante una simulación de 4000 señales con frecuencias aleatorias. . . . [19](#)
- 5 Componentes del campo eléctrico asociado a un dipolo para una geometría esférica (Balanis, C. A., 1997). . . [20](#)
- 6 Arreglo geométrico de un dipolo infinitesimal (Balanis, C. A., 1997). [22](#)
- 7 Patrón de la antena para un dipolo, visto en el plano XY. [23](#)
- 8 Ancho a potencia media (HPBW) del lóbulo principal del patrón de una antena y ancho entre los primeros puntos nulos menores del lóbulo principal (BWFN). [23](#)
- 9 Frecuencia intermedia generada a partir de la frecuencia local y la frecuencia de la señal RF de entrada. Las frecuencias generadas al mezclarse la frecuencia ν_{L0} y la frecuencia ν_{RF} son $\nu_{L0} + \nu_{RF}$ y $\nu_{L0} - \nu_{RF}$ [27](#)
- 10 Evento transitorio de origen desconocido (Lorimer, 2007). La gráfica principal muestra la evolución del evento transitorio con la frecuencia, observándose un retraso del pulso en dirección de las frecuencias menores. El recuadro dentro de la figura muestra la forma del pulso. . . . [38](#)
- 11 Espectro dinámico con estructura herringbone producida en un estallido Tipo II (Zucca et al., 2012). [42](#)
- 12 Promedio de estallidos diarios y su flujo máximo de emisión en radio para un rango de frecuencias de 1 a 10 GHz (izquierda) y 10 a 20 GHz para los ciclos solares 20 a 23 (Benz Arnold O., 2009). Se puede apreciar que los estallidos con menor densidad de flujo ocurren con mayor frecuencia que los de mayor densidad de flujo. [44](#)

13	Reporte del promedio de estallidos diarios entre 1960 y 2000 (Benz Arnold O., 2009).	45
14	Duración de picos observados a potencia media (half maximum) vs frecuencia de observación basada en datos publicados (Rozhansky et al., 2008).	46
15	Distribución del ancho de banda para un cúmulo de radio picos (Rozhansky et al., 2008).	47
16	Distribución de frecuencias para 3000 picos extraídos de un evento (Rozhansky et al., 2008).	48
17	Mecanismo de generación de un radio pico (adaptada de Slobec et al. 1998).	50
18	Diseño general del sistema para detección de eventos transitorios rápidos solares y pulsares.	60
19	Ubicación de las antenas en el sitio del Observatorio de La Luz.	61
20	Vista panorámica de una de las antenas en el sitio del Observatorio de La Luz.	62
21	Diagrama con los componentes del preamplificador.	63
22	Ensamblado de los componentes que conforman al preamplificador.	63
23	Diagrama con los componentes del receptor.	65
24	Ensamblado de los componentes que conforman al receptor.	65
25	Señal de datos y de reloj para la captura de datos en la tarjeta ADC usando una interfaz con alambrado doble (2-wire) y una serialización de 16 bits. Tomado del manual Texas Instruments (2007b).	67
26	Conexión de las tarjetas ADC y FPGA mediante una tarjeta FMC-ADC-ADAPTER.	70
27	Esquema de conexión entre los pines de las tarjetas ADC y FPGA, a través del conector FMC-ADC-ADAPTER. Tomado del documento FMC-ADC-ADAPTER_C_SCH.pdf (Texas Instruments, 2010).	71
28	Asignación de la localidad de los pines de entrada, salida y de reloj dentro de la tarjeta FPGA. Tomado del documento SP605 Hardware User Guide (Xilinx, 2012).	72
29	Componentes de la tarjeta FPGA. Tomado del manual de referencia SP605_Getting_Started_Guide_ug525.pdf (Xilinx, 2011).	73
30	Entorno gráfico de la aplicación ISE Project Navigator Versión 14.7, para desarrollo de diseños con tarjetas Xilinx.	74

- 31 Entorno gráfico de la aplicación *IMPACT Versión 14.7* utilizada para almacenar y correr los programas en la tarjeta FPGA. La comunicación se realiza a través del puerto JTAG de la tarjeta y del puerto USB de la computadora. 76
- 32 Entorno gráfico de la aplicación *Isim Versión 14.7*, utilizada para analizar el comportamiento de los diseños mediante su simulación. 77
- 33 Diagrama de los bloques que conforman el diseño para la adquisición de datos con las tarjetas ADC y FPGA. 78
- 34 Montaje de las antenas y ensamblado con los motores azimutal y de elevación. Tomado del manual *Assembly Instructions for CASSI Mount* (<http://www.cassicorp.com>). 79
- 35 Configuración del cableado de los motores en el bloque de conexión dentro de la caja del motor azimutal. Tomado del manual *Assembly Instructions for CASSI Mount* (<http://www.cassicorp.com/CASSI Mount.pdf>) . . 79
- 36 Diagrama de las conexiones y cableado para el control de motores. 80
- 37 Diagrama de la sección de control local de motores. Las imágenes izquierda y derecha corresponden a la parte frontal y posterior de la caja de control local. 81
- 38 Diagrama de la sección de control remoto de motores. 81
- 39 Diagrama del diseño de la tarjeta controladora Roboteq SDC250, con conexiones de la alimentación de energía y motores (izquierda), y conectores de la tarjeta (derecha). Tomadas del manual de usuario *Advanced Digital Motor Controllers* y del documento *datasheet SDC21xx* de Roboteq, respectivamente. 82
- 40 Diagrama del cableado con las conexiones hacia el conector DB9 de la PC y el conector DB15 de la tarjeta controladora de motores. Tomada del manual de usuario *Advanced Digital Motor Controllers* de Roboteq. 82
- 41 Asignación de pines en el conector DB15 de la tarjeta controladora de motores. Tomada del documento *datasheet SDC21xx* de Roboteq). 83
- 42 Simulaciones numéricas que muestran la evolución de la función de distribución de la energía, para diferentes valores de γ ($= ct/\lambda_0$). El panel superior corresponde a resultados reportados por [Hamilton et al. \(1990\)](#) y el panel inferior a las pruebas de simulación de este trabajo. 93
- 43 Simulaciones numéricas de la evolución de la distribución de μ , para diferentes valores de γ ($= ct/\lambda_0$) El panel superior corresponde a resultados reportados por [Hamilton et al. \(1990\)](#) y el panel inferior a las pruebas de las simulaciones de este trabajo. 94

- 44 Resultados obtenidos con pruebas de simulaciones realizadas para una función de distribución gaussiana. En el panel izquierdo se muestra la evolución alcanzada en las posiciones $s=0.5 \times 10^9$ cm y 1.0×10^9 cm. La curva punteada corresponde a la solución analítica y la curva con símbolos '+' corresponde a las simulaciones de prueba. En el panel derecho se muestra la evolución a una distancia de 10^9 cm, para los valores $s_0 = 2 \times 10^7$ cm (símbolos '+'), $s_0 = 4 \times 10^7$ cm (símbolos 'x') y $s_0 = 8 \times 10^7$ cm (símbolos '*'). 95
- 45 Simulaciones numéricas reportadas por [Hamilton et al. \(1990\)](#). El panel superior corresponde a la evolución de una función de distribución gaussiana como función de la posición usando los métodos de transporte monotónico (símbolos '+'), upwind (círculos) y Lax-Wendroff (símbolos '*'). El panel inferior corresponde a la solución analítica (línea continua) y la solución de transporte monotónico de la función de distribución para valores $s_0 = 2 \times 10^7$ cm (símbolos '*'), $s_0 = 4 \times 10^7$ cm (círculos) y $s_0 = 8 \times 10^7$ cm (símbolos '+'). 96
- 46 Gráfica de la densidad total n (cm^{-3}) como función de la posición para los tiempos $t = 0.282, 0.785$ y 1.968 s dados por las curvas sólida (rojo), discontinua (verde) y punteada (azul) respectivamente. Las líneas delgadas muestran resultados de la corrida cuyo modelo sólo toma en cuenta el término de advección de posición. Las líneas gruesas muestran el modelo que incluye colisiones de Coulomb. Los paneles izquierdo y derecho corresponden a las corridas del modelo B1 ($E_0 = 16$ Kev) y B2 ($E_0 = 7$ Kev) respectivamente. 97
- 47 Tasa de densidad columnar de las corridas del modelo B con respecto al modelo A en función del tiempo. Las curvas discontinuas (verde), sólida (rojo) y punteada (azul) representan los modelos B1, B2 y B3 respectivamente. Se puede ver la pérdida de la población de electrones al disminuir la fracción con el paso del tiempo. 98

- 48 Gráfica del espectro en la posición donde ocurre el máximo del pulso para las corridas correspondientes al modelo B1 (panel izquierdo) y B2 (panel derecho). Las curvas sólida (roja), discontinua (verde) y punteada (azul) representan las corridas de los modelos para los tiempos 0.085, 1.97 y 7.89 s respectivamente. En tiempos mayores el máximo del espectro se desplaza hacia energías más altas debido a la pérdida de electrones de baja energía. Puesto que los electrones de alta energía se mueven más rápidamente, en una localidad dada el índice espectral para altas energías aparece más abrupto que el índice espectral de la inyección inicial. 99
- 49 Gráficas del espectro en el máximo (sólido, rojo), borde frontal (punteado, azul) y borde trasero (discontinuo, verde) de un pulso para un tiempo de 0.489 s. Los paneles izquierdo y derecho corresponden a las corridas del modelo B1 y B2 respectivamente. El borde frontal del pulso contiene en su mayoría electrones de alta energía, mientras que el borde trasero contiene electrones de baja energía. 100

ÍNDICE DE TABLAS

1	Estallidos de radio en longitudes de onda métricas para una frecuencia de 200 MHz, (Benz Arnold O., 2009).	42
2	Especificaciones técnicas de las antenas SRT	61
3	Componentes del preamplificador	62
4	Componentes del receptor	64
5	Mapeo de las señales de salida de la tarjeta ADC hacia la tarjeta FPGA.	69
6	Parámetros de las corridas de la simulación	97

Parte I

BASES TEÓRICAS

En esta parte del trabajo se presenta una breve introducción sobre los inicios de la Radio Astronomía y los avances importantes en este campo, que condujeron a la construcción de radio telescopios para el estudio de fuentes de radio en el cielo. También se presentan dos capítulos en donde se hace una revisión de las bases teóricas en Radio Astronomía y se exponen consideraciones sobre la investigación de *eventos transitorios* en el Sol y otras fuentes.

INTRODUCCIÓN

1.1 HISTORIA DE LA RADIO ASTRONOMÍA

Uno de los campos de interés de conocimiento que ha existido desde la aparición de la humanidad ha sido la Astronomía. Esta área de conocimiento se ha manifestado en diferentes civilizaciones, siendo su interés desde sus inicios el conocimiento de los orígenes del Universo. Al comienzo, los estudios de Astronomía consistían en observaciones por apreciación o mediante el uso de instrumentos sencillos. Con el desarrollo de la ciencia y la tecnología, alcanzado gracias al avance en diferentes ramas de la Física, fue posible la construcción de instrumentos cada vez más sofisticados que fueron de gran utilidad para los estudios en Astronomía.

En particular, el descubrimiento de las ondas electromagnéticas proporcionó las bases para el desarrollo de una nueva área de estudio dentro de la Astronomía, la Radioastronomía. El descubrimiento de las ondas electromagnéticas realizado por Hertz, que demostraba la teoría de Maxwell acerca de la naturaleza electromagnética de la luz, trajo como consecuencia que muchos investigadores se sintieran atraídos por la novedad e importancia de este descubrimiento. Pero fue hasta el año de 1901 cuando se concretó una aplicación práctica en el ámbito de los sistemas de comunicación, cuando Guillermo Marconi realizó un experimento de comunicación inalámbrica enviando y recibiendo señales electromagnéticas correspondientes a ondas de radio de baja frecuencia (LF) entre Canadá e Inglaterra.

Con el surgimiento de la Radio Astronomía, en la primera mitad del siglo veinte, se comenzaron a utilizar radio telescopios que hicieron posible el estudio de objetos astronómicos, con base al análisis de la radiación electromagnética emitida por dichos objetos. El desarrollo de la Radio Astronomía fue de gran importancia debido a que abrió un panorama más amplio para el estudio de fuentes de radio estelares que anteriormente era imposible detectar utilizando únicamente instrumentos ópticos.

Un acontecimiento importante fue la predicción de la existencia de la ionosfera terrestre en 1902 por Heaviside y Kennelly de manera separada, quienes sugirieron que una capa ionizada en la parte superior de la atmósfera terrestre permitiría reflejar las señales de radio de ciertos rangos de longitud de onda emitidas desde la tierra, po-

sibilitando la transmisión de señales de radio a grandes distancias al rededor del planeta (Crya, 2009c). En la década de 1920 se logró demostrar la existencia de la ionosfera terrestre y los rangos de frecuencia que conforman la ventana de radio de la Tierra para permitir el paso de señales provenientes del exterior.

Se considera que la Radio Astronomía tuvo su origen con los experimentos de Karl Guthe Jansky en los laboratorios de la compañía de teléfonos Bell, en el año de 1931 (Kraus, 1966). Después de varios meses de registrar señales a 20.5 MHz (Wilson, 2011) con una antena montada sobre una estructura con ruedas, Jansky encontró que había una interferencia constante de origen desconocido. Aunque inicialmente Jansky pensó que la interferencia provenía del Sol, después de varias observaciones concluyó que la dirección de donde provenía era de una fuente fija, localizada en el centro de la vía láctea.

Estudios posteriores que dieron continuidad al desarrollo de la Radio Astronomía fueron los trabajos de Grote Reber, quien realizó observaciones a diferentes longitudes de onda. Finalmente, en 1939 después haber adaptado su receptor para que trabajara con una longitud de onda de 1.87 metros (160 MHz), obtuvo resultados favorables logrando detectar la emisión de radio proveniente de la vía láctea y confirmando el descubrimiento hecho por Jansky (Crya, 2009b). A los trabajos de Reber se deben los primeros mapas de contorno del cielo observados en la banda de radio.

Otra contribución importante en la Radio Astronomía fue la aportación de Jan H. Oort y Van de Hulst quienes despertaron el interés por la búsqueda de una línea de emisión monocromática dentro del amplio espectro de radiación que se sospechaba era emitido desde el espacio interestelar, y que podría ser usada en sus observaciones (Kraus, 1966). En 1944 Van de Hulst encontró que el hidrógeno neutro del espacio interestelar contenía una línea espectral, la cual, de ser detectada traería repercusiones favorables en las investigaciones de Radio Astronomía. En marzo de 1951 Ewen y Purcell, de la Universidad de Harvard detectaron esta línea. Casi simultáneamente, fue también detectada por Muller y Oort en Leiden, y por Christiansen en Australia. Dado que el hidrógeno es el elemento más abundante en el universo, observaciones en la línea del espectro correspondiente a una longitud de onda de 21 cm (1420 MHz) proporcionó información importante sobre la estructura y distribución de materia en la vía láctea y otras galaxias.

Cabe mencionar que en la etapa previa y durante la segunda guerra mundial, los descubrimientos en radio logrados permitieron el desarrollo de nuevas tecnologías que aportaron beneficios significativos al desarrollo de la Radio Astronomía. En Inglaterra se desarrolló una amplia tecnología de RADAR (Radio Detection And Ranging)

empleando tecnología semejante a la utilizada en Radio Astronomía, como medida de seguridad para prevenir posibles bombardeos aéreos por parte de Alemania (Crya, 2009a). Gracias al uso del radar fue posible detectar por primera vez y de manera fortuita señales del Sol en la banda de radio frecuencias (Benz, 2002), con la sospecha de que estas señales detectadas como perturbaciones provenían de radio transmisores enemigos. Posteriormente a la segunda guerra mundial se desarrollaron diversos programas importantes para la creación de radio telescopios en Inglaterra, Australia, Estados Unidos, Japón y Rusia. Con el desarrollo de radio telescopios más grandes se llevaron a cabo estudios en donde se lograron descubrimientos importantes como la detección de fuentes de radio como Cignus A y Casiopea A. Estos descubrimientos fueron de gran importancia debido a que sugerían que la Radio Astronomía podía jugar un papel crucial en el estudio de los objetos más distantes del universo.

Es importante mencionar que detrás de los descubrimientos mencionados existe un enorme esfuerzo y cantidad de trabajo que involucra a muchos investigadores en la historia de la ciencia. En particular, en el campo de la Radio Astronomía, figuraron otros personajes que no han sido mencionados en este trabajo, pero que no por ello, dejan de ser importantes por sus aportaciones a la Radio Astronomía. La información presentada en esta sección esta fundamentada en fuentes de información que se pueden consultar con mayor detalle en los sitios dados en las referencias: NRAO (2001), Crya (2009c), Crya (2009b), Crya (2009a) y en el libro de texto de Kraus (1966).

1.2 HISTORIA DE TRANSIENTES

Los eventos transitorios o transientes, son eventos dinámicos o explosivos que pueden tener tiempos de duración desde nanosegundos hasta años o más (Bhat, 2011; Hankins et al., 2003). Los eventos transitorios pueden clasificarse de acuerdo con su tiempo de duración en transitorios lentos (mayores de un segundo) y en transitorios rápidos (menores de un segundo). El estudio de eventos transitorios es de gran relevancia para entender los procesos físicos del Universo cuyos cambios ocurren de forma constante en diversas escalas de tiempo. Se sabe que desde la antigüedad astrónomos de algunas culturas, como la China por ejemplo, ya habían registrado eventos transitorios que pudieron observar a simple vista. Tal es el caso de la supernova registrada en 1054 cuyo remanente dio origen a la nebulosa del Cangrejo (Collins et al., 1999) o la supernova descubierta por Tycho Brahe en el año de 1572 (Penprase, 2010). Actualmente se tiene conocimiento de que estos eventos correspondían a explosiones violentas de estrellas

mucho más masivas que el Sol, conocidas como supernovas¹, las cuales expulsan grandes cantidades de materia y energía produciendo brillantamientos muy intensos que explican el por qué se pudieron apreciar a simple vista desde la Tierra.

Por otro lado, se sabe también (Cortiglioni et al., 1981) que las primeras observaciones de eventos transitorios rápidos en radio iniciaron en 1950 con investigaciones de centelleo ionosférico llevadas a cabo por Smith (1950), quien logró observar estallidos de 10 – 20 s a 45 MHz. Posteriormente, un descubrimiento relevante fue el hallazgo de los pulsares, estrellas de neutrones que emiten pulsos cortos en radio y que se caracterizan por tener un diámetro pequeño, alta densidad, grandes campos magnéticos y altas temperaturas de brillo. Los indicios del primer pulsar descubierto se encontraron en registros con observaciones realizadas durante investigaciones sobre centelleo de fuentes de radio provenientes de regiones fuera del sistema solar (Hewish et al., 1968). Poco tiempo después también se descubrió el pulsar del Cangrejo gracias a la detección de sus pulsos gigantes (Staelin and Reifenstein, 1968). Así, una área de investigación que despertó mucho interés en Radio Astronomía a raíz del descubrimiento de los pulsares fue el estudio de eventos transitorios rápidos. Posteriormente se llevaron a cabo diferentes investigaciones (Taylor et al., 1972; Colgate and Noerdlinger, 1971; Cortiglioni et al., 1981), encaminadas a la búsqueda de pulsos provenientes de diversas fuentes cósmicas provenientes del centro galáctico, así como de otras galaxias.

Otros descubrimientos de eventos transitorios en la banda de radio como el caso de los transientes rotantes en radio (RRATs²) (McLaughlin et al., 2006) y el de un pulso de menos de 5 ms de duración de origen desconocido descubierto por (Lorimer et al., 2007), dieron un nuevo empuje a la búsqueda de eventos transitorios caracterizados por un simple pulso. Los RRATs y el pulso descubierto por Lorimer, que se caracterizaba por un retraso en su arribo en función de la frecuencia, despertaron un interés por la exploración del cielo en búsqueda de objetos más exóticos en el universo.

Las exploraciones del cielo en búsqueda de eventos transitorios fueron llevadas a cabo en diferentes bandas del espectro electromagnético. Muchos de los eventos transitorios explorados se encuentran en el rango de altas energías como rayos-X y rayos gamma, aunque existen también estudios en la banda óptica, ultravioleta (UV), infrarrojo (IR), y radio.

En el rango de energía de los rayos gama existen estudios que se han realizado a bordo de globos aerostáticos. En estos estudios se repor-

¹ Fenómenos que ocurren en la etapa final de vida de una estrella y que a su fin pueden decaer en una estrella de neutrones o en un hoyo negro

² Cuerpos de rotación periódica con emisiones irregulares formados posiblemente en la fase final de un pulsar (Burke-Spolaor and Bailes, 2010; McLaughlin et al., 2009)

tan eventos transitorios con emisiones en rayos gama asociados con estallidos de radio solares, donde se considera que la interacción de la atmósfera solar con protones y núcleos atómicos de alta energía originan la emisión de fotones de alta energía (Hirasima et al., 1970). En otros trabajos se ha reportado que electrones acelerados con energías de hasta 1 MeV sufren desaceleraciones durante su viaje alrededor de fuertes campos magnéticos hasta llegar a la fotosfera dando origen a emisión por rayos gama (Peterson and Winckler, 1959). En otros estudios se menciona la participación de sistemas binarios que involucran la coalescencia de cuerpos compactos como estrellas de neutrones, hoyos negros y estrellas gigantes que producen transientes en forma de estallidos de rayos gama (GRB) (Bloom et al., 1999; Cheng and Wang, 1999).

Los estallidos de rayos gama fueron detectados por primera vez en 1967 por las misiones espaciales estadounidenses Vela 4, cuyo proyecto inició con la finalidad de detectar evidencias de emisión de rayos gama que podrían originarse en caso de que Rusia realizara pruebas nucleares ilegales fuera de la atmósfera terrestre (Schilling, 2002). El análisis de las observaciones de varios estallidos detectados por diferentes naves condujo a la conclusión de que no eran de origen solar ni terrestre.

Por otra parte, los estudios de eventos transitorios en la banda óptica incluyen la detección de eventos con explosiones espectaculares, como supernovas y estallidos de rayos gama (Kulkarni, 2012; Baade and Zwicky, 1934), en donde se utilizan telescopios de amplio campo de visión. En la banda de rayos-X existen estudios sobre transientes que se originan en una clase de estrellas binarias, cuando el flujo de material desde la estrella menos masiva hacia su acompañante (estrella de neutrones u hoyo negro) produce estallidos de rayos-X solamente en ciertos intervalos de tiempo. Este tipo de transientes conforman lo que son las fuentes más brillantes de rayos-X. Aún en la actualidad existen estudios donde se le da seguimiento a transientes de este tipo descubiertos desde hace varias décadas (Zurita et al., 2015).

En cuanto a investigaciones en las longitudes de onda UV e infrarrojo hay estudios donde relacionan la generación de eventos transitorios con colisiones entre cuerpos celestes. Por ejemplo, desde 1994 ya se tenían reportes de la probable existencia de planetas extrasolares durante la detección de señales en IR producidas por colisiones de posibles planetas y sus respectivas estrellas (Stern, 1994). Se piensa también que durante la colisión entre cometas y estrellas jóvenes, la estructura difusa del cometa aminoraría la intensidad de flujo del evento fulgurante producido en la colisión, con lo cual se favorecería una mayor generación de radiación tipo IR (Safonova et al., 2008). Con respecto a estudios en la banda UV, se tiene la idea de que en colisiones de tipo planeta-planeta se originan destellos de radiación en el extremo

UV con duraciones de horas, y cuyas fulguraciones son más brillantes incluso que las estrellas que los hospedan (Zhang and Sigurdsson, 2003). Actualmente existen programas científicos para realizar observaciones con la finalidad de detectar eventos transitorios en el rango de energía UV, cuyo posible origen sean fulguraciones conocidas como enanas tipo M o como resultado de colisiones en sistemas planetarios extrasolares (Safonova et al., 2008). Otros estudios en donde se han utilizado observaciones en los rangos de energía UV e IR han permitido evaluar la distribución de transientes luminosos en la atmósfera terrestre en diferentes longitudes y latitudes. En estos estudios se ha encontrado que el origen de los eventos transitorios observados se deben a descargas eléctricas atmosféricas a altitudes > 50 Km (Garipov et al., 2011).

Por otro lado, en la banda de radio existe una gran variedad de estudios que incluyen observaciones de transientes en diferentes longitudes de onda. En el caso particular del Sol, se han reportado estudios con observaciones en longitudes de onda decamétricas, métricas, decimétricas, centimétricas y microondas. De la misma manera, se han reportado una variedad de eventos transitorios rápidos con estructuras extravagantes. Entre estas estructuras se puede mencionar a las estructuras supercortas (Super Short Structures) con duraciones entre 4 – 60 ms que se han encontrado en estallidos de radio Tipo IV (Magdalenic et al., 2006). Estas estructuras presentan patrones de diversos tipos de acuerdo con su forma (pulsos, picos, puntos, estructuras tipo cebra, etc). Otro tipo de estructuras son las que se han encontrado en estallidos de radio Tipo III y que se conocen como estallidos solares en microonda a pequeña escala (Solar Small Scale Microwave Bursts) (Tan, 2013a). Este tipo de estructuras están asociadas a fulguraciones solares con duraciones de 5 – 18 ms y frecuencias con un ancho de banda estrecho ($< 5\%$). Estas estructuras se han encontrado en diferentes etapas de una fulguración, incluso después de que la fulguración termina, principalmente en fulguraciones de larga duración.

Cabe mencionar que salvo algunas excepciones y excluyendo el caso de los pulsares, así como el de las fulguraciones solares y estelares, la mayor parte de los eventos transitorios en radio no han sido buscados de forma directa, sino que han sido encontrados de manera fortuita durante estudios en otras frecuencias como rayos-X, rayos gamma y banda óptica (Bhat, 2011), durante observaciones hechas para estudios con otros fines (Bower et al., 2003, 2007).

1.3 DESARROLLOS RECIENTES SOBRE INVESTIGACIÓN DE TRANSIENTES

El estudio de eventos transitorios en radio ha sido favorecido por los avances logrados hasta el momento en Radio Astronomía. Las investigaciones de eventos transitorios como pulsares o radio picos solares requieren de observaciones con alta resolución que actualmente ya se han logrado. Se han presentado también mejoras adicionales en la instrumentación utilizando observaciones con múltiples frecuencias, como en el caso del radio telescopio GMRT (Giant Meter Wave Radio Telescope) (Joshi and Ramakrishna, 2006). En la actualidad se pueden hacer observaciones en longitudes de onda que van desde algunos metros hasta escalas submilimétricas, con resoluciones angulares menores a milésimas de arco segundo y con receptores de mayor sensibilidad, además del uso de técnicas de síntesis de apertura con las cuales se pueden obtener imágenes de calidad comparables con las de un instrumento óptico (Wilson, 2011). Tal es el caso del arreglo VLBA (Very Long Baseline Array). Las observaciones en longitudes de onda del orden milimétrico presentan mayor dificultad para su detección, ya que suelen ser atenuadas en la atmósfera terrestre. Las mediciones en estas longitudes de onda han sido posible gracias a la construcción de radio telescopios en lugares sin humedad con grandes altitudes y usando receptores de mayor sensibilidad. Un ejemplo es el radiotelescopio ALMA (Atacama Large Millimeter/Submillimeter Array) situado a 5 Km de altura.

Otro aspecto importante que se ha tomado en cuenta para el desarrollo de la instrumentación en el estudio de eventos transitorios ha sido el uso de técnicas nuevas para el procesamiento de grandes volúmenes de datos que se generan durante las observaciones. En este sentido, los radio telescopios modernos hacen uso por ejemplo de técnicas digitales y dispositivos programables como FPGAs (Field Programming Gate Arrays) que proporcionan un fuerte soporte en el procesamiento de datos con arreglos de antenas o para la construcción de espectrómetros en programas de investigación sobre pulsares (McMahon, 2011).

1.4 MOTIVACIÓN DEL TRABAJO

Los eventos transitorios aparecen en muchos lugares del Universo y su origen abarca diferentes ambientes astrofísicos, entre ellos el sistema solar (Katz et al., 2003; Zucca et al., 2012; Jester and Falcke, 2009), incluyendo al Sol y los planetas con magnetósfera que presentan emisión en radio en forma de auroras (Tierra, Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno) (Keane, 2010).

Enfocándonos en el caso del Sol, se han observado eventos transitorios que emiten radiación en un amplio rango del espectro electromagnético. En la banda de radio, los flujos de energía de estos eventos tienen duraciones desde milisegundos hasta meses, con emisiones que superan por mucho la radiación emitida por el Sol durante una fase de actividad quieta (Benz, 2009a). El estudio de eventos transitorios solares ofrece una vía posible para entender los procesos dinámicos que se generan en el Sol. Para entender estos procesos es necesario realizar observaciones sistemáticas que proporcionen información del comportamiento de la actividad solar en diferentes etapas de su ciclo. Eventos solares tales como las *eyecciones de masa coronal* (CME³), *fulguraciones solares*, *estallidos de radio*, *radio picos* o algunos tipos de *estructuras finas*, son ejemplos de eventos transitorios que al ser estudiados pueden aportar elementos importantes para determinar si existe alguna relación entre la ocurrencia de dichos eventos o bien para describir posibles mecanismos de interacción que dan origen a estos transientes.

Con respecto a los eventos transitorios rápidos de origen solar, se sabe que estos ocurren de manera aleatoria y por lo tanto su detección requiere del monitoreo diario del Sol. Aún cuando existen radiotelescopios con alta resolución temporal y espectral apropiada para detectar este tipo de eventos, sólo algunos radiotelescopios están dedicados a observaciones exclusivas del Sol (p.e., Bastian et al., 1998; Grechnev et al., 2003).

La emisión en radio de los eventos transitorios rápidos de origen solar puede ser captada desde la Tierra si se utilizan radio telescopios con características adecuadas para su detección. Puesto que estos eventos son mas brillantes que las variaciones normales de emisión durante un Sol quieto, es posible detectarlos en la banda de de radio utilizando antenas pequeñas en conjunto con receptores que pueden construirse usando componentes de bajo costo. Para el estudio de eventos transitorios rápidos se requiere básicamente del uso de radio telescopios con alta resolución temporal y espectral que permitan detectar eventos con duraciones del orden de milisegundos o menos, así como distinguir de la mejor forma posible las frecuencias que componen la señal que se capta. La instrumentación que conforma un radio telescopio también debe tener la sensibilidad apropiada, esto es, que el ruido generado por la instrumentación sea lo suficientemente pequeño de tal forma que la señal de la fuente observada pueda distinguirse, sobresaliendo con respecto a la señal de ruido del sistema. Un radio telescopio con estas características que conste de un receptor, un detector, una tarjeta ADC y una tarjeta FPGA, en conjunto con una antena o arreglo de antenas, permitiría monitorear el Sol diariamente para poder detectar eventos transitorios de corta duración e investi-

³ Coronal Mass Ejection, por sus siglas en inglés

gar su origen, comportamiento y posible relación con otros eventos producidos en el Sol.

Otro aspecto importante en el estudio de eventos transitorios rápidos en el Sol, es el uso de simulaciones numéricas que describan el comportamiento de la evolución de una población de partículas durante el periodo de vida del evento. El uso de las simulaciones permite conocer los parámetros más apropiados para explicar los fenómenos que resultan de las observaciones y permite refinar los modelos que se proponen para explicar los mecanismos que provocan la generación de los eventos transitorios. El código utilizado en las simulaciones debe contemplar parámetros físicos como la densidad de partículas, intensidad del campo magnético, altura de la corona solar, energía de las partículas, etc. Dichos parámetros deben acercarse lo mejor posible a los valores de una situación real del fenómeno que se quiera estudiar.

Para llevar a cabo estudios de eventos transitorios rápidos en el Sol, se planteó un proyecto de investigación que consistió en la construcción de un espectrómetro digital conformado por un amplificador de bajo ruido, un receptor analógico de ancho de banda amplio (60 MHz), una tarjeta ADC y una tarjeta FPGA. Esto, complementado con el desarrollo de un código numérico para estudiar la evolución de una distribución de un pulso de haz de electrones inyectados en la corona solar. El espectrómetro, que permitirá medir el espectro de potencia⁴ de la señal radiada por una fuente, en conjunto con el código numérico serán de gran utilidad para investigar y conocer más sobre los procesos que dan origen a eventos transitorios rápidos en el Sol.

⁴ Forma en que está distribuida la potencia sobre las frecuencias que conforman una señal capturada por la antena de un radio telescopio

FUNDAMENTOS DE RADIO ASTRONOMÍA Y SEÑALES RF

2.1 RADIACIÓN ELECTROMAGNÉTICA

Los fenómenos que se van a estudiar en este proyecto involucran la detección de señales provenientes de fuentes de radio celestes para su posterior análisis. Los mecanismos de propagación y detección de estas señales comprenden diferentes etapas, desde la emisión de la señal hasta su detección en la Tierra. Estos mecanismos obedecen a leyes básicas de electromagnetismo que ayudan a comprender como se llevan a cabo los procesos de transmisión y detección de señales que se propagan como ondas electromagnéticas. En este capítulo presentamos de manera general algunos conceptos importantes que están relacionados con el desarrollo de este proyecto.

2.1.1 *Espectro electromagnético*

Las fuentes interestelares que vamos a estudiar como el Sol y los pulsares, emiten radiación que puede ser detectada desde la Tierra. Una forma de conocer las propiedades de estos objetos, así como el de otros fenómenos que tienen lugar a distancias muy lejanas de la Tierra es mediante el análisis de las señales que provienen de estos objetos o fenómenos.

Los avances logrados en el campo de la Radio Astronomía han permitido el desarrollo de radio telescopios, con los cuales es posible detectar señales en frecuencias que no pueden ser captadas usando telescopios que sólo observan en la banda de luz visible.

Aunque los objetos celestes emiten radiación con frecuencias que abarcan un rango amplio del espectro electromagnético, no todas las frecuencias pueden ser captadas desde la Tierra. Por ejemplo, la radiación a altas frecuencias son bloqueadas por la atmósfera terrestre como consecuencia de la absorción que sufre la radiación por parte de los componentes de la atmósfera. En otros casos, para longitudes de onda cortas la densidad de electrones en la ionosfera es un factor fundamental que afecta la propagación de las ondas de radio. Algo distinto sucede con la radiación en el espectro de radio para el ran-

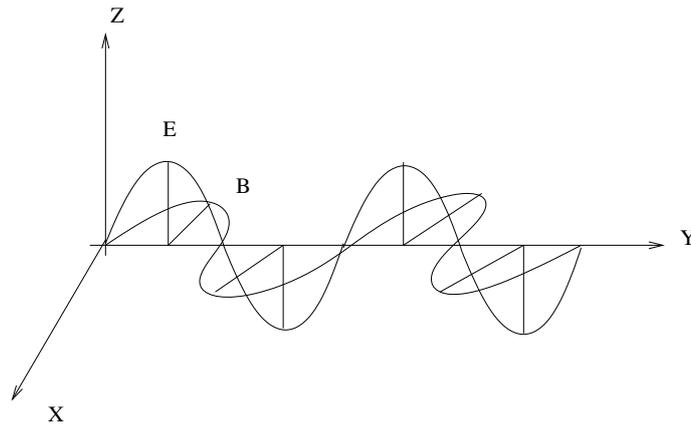


Figura 1: Componentes de una onda electromagnética. Los campos eléctrico y magnético son perpendiculares entre sí y perpendiculares a la dirección de propagación de la onda.

go de frecuencias de 300 MHz a 30 GHz en donde la ionosfera de la Tierra se comporta transparente (Kraus, 1966).

El espectro electromagnético es el rango de frecuencias en que se puede encontrar la radiación electromagnética. El espectro se divide en regiones con intervalos de frecuencias, dependiendo de las características de la radiación en cada intervalo. Así, tenemos que las frecuencias altas corresponden a radiación con mayor energía y longitudes de onda pequeñas, mientras que las frecuencias bajas corresponden a radiación de menor energía y longitudes de onda mayores. El espectro electromagnético abarca frecuencias en diferentes rangos que son: radio, microondas, infrarrojo, luz visible, ultravioleta, rayos X y rayos gama. Estas longitudes comprenden longitudes de onda desde varias decenas de metros hasta longitudes de onda de nanómetros. Las señales de radio para las cuales la atmósfera de la Tierra es transparente corresponde a las señales con longitud de onda en el rango entre 1 cm y 10 m aproximadamente, apareciendo también algunas regiones para algunas longitudes de onda correspondientes a decímetros y milímetros.

2.1.2 Onda electromagnética

Las señales que provienen del espacio se propagan a través del medio en forma de radiación electromagnética. La radiación electromagnética consiste en ondas que se componen de un campo magnético y un campo eléctrico, cuyas direcciones son perpendiculares entre sí como se muestra en la Figura 1. El comportamiento de las ondas electromagnéticas está descrito de manera completa por cuatro ecuaciones fundamentales postuladas por Maxwell a finales del siglo XIX.

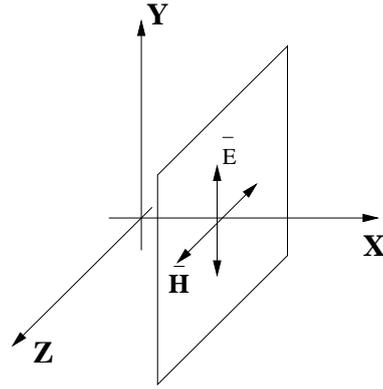


Figura 2: Onda plana con un campo eléctrico en la dirección Y , y campo magnético en la dirección Z. La onda se propaga en la dirección X.

Las ecuaciones de Maxwell permiten entender el comportamiento de las ondas electromagnéticas y la interacción que existe entre el campo eléctrico y campo magnético. Con estas ecuaciones se puede demostrar que una onda electromagnética que se propaga en el medio cumple con la ecuación de una onda que viaja en el tiempo y el espacio. Si consideramos un onda electromagnética cuyo campo eléctrico oscila en la dirección Y y el campo magnético en la dirección Z tal como se muestra en la Figura 2), la ecuación de una onda para los campos eléctrico \mathbf{E} y magnético \mathbf{H} propagándose en el vacío donde no hay densidad de cargas ($\rho = 0$) ni corrientes ($\mathbf{J} = 0$), está dada por (Alonso and Finn, 1987)

$$\frac{\partial^2 \mathbf{E}}{\partial t^2} = \frac{1}{\epsilon_0 \mu_0} \frac{\partial^2 \mathbf{E}}{\partial x^2} \quad (1)$$

$$\frac{\partial^2 \mathbf{H}}{\partial t^2} = \frac{1}{\epsilon_0 \mu_0} \frac{\partial^2 \mathbf{H}}{\partial x^2} \quad (2)$$

donde ϵ_0 y μ_0 son la permitividad eléctrica y permeabilidad magnética en el vacío. Estas expresiones son similares a la expresión de una onda, que viaja con velocidad $c = 1/\sqrt{\epsilon_0 \mu_0}$. En particular, la ecuación de onda se satisface para una onda sinusoidal con \mathbf{E} y \mathbf{H} de la forma $\mathbf{E} = E_0 \text{sen}(kx - \omega t)$ y $\mathbf{H} = H_0 \text{sen}(kx - \omega t)$ respectivamente, donde ω es la frecuencia de la onda y k es el número de onda, dados por $\omega = 2\pi/T$ y $k = 2\pi/\lambda$, donde T es el periodo de un ciclo de la onda y su inverso la frecuencia ν . Como la onda electromagnética viaja con rapidez de la luz c , la longitud de onda λ que recorrerá en un tiempo igual a su periodo T es $\lambda = c\nu$.

2.1.3 Energía de una onda electromagnética

Las variaciones de un campo electromagnético en el tiempo originan ondas electromagnéticas que se propagan con la rapidez de la luz. Una onda electromagnética es una forma de radiación que transporta energía. Esta radiación se produce cuando las partículas con carga sufren un cambio en su velocidad, aunque también puede producirse por decaimiento de elementos radiactivos, en donde se irradia energía para alcanzar un estado estable. En el primer caso, cuando una partícula se acelera, da como resultado la emisión de radiación en forma de una onda electromagnética. La tasa de energía radiada por unidad de volumen (densidad de energía) asociada con el campo eléctrico \mathbf{E} y con el campo magnético \mathbf{H} de la onda electromagnética esta dada por (Alonso and Finn, 1987)

$$u_E = \frac{1}{2} \epsilon_0 E^2 \quad (3)$$

$$u_H = \frac{1}{2\mu_0} H^2 \quad (4)$$

Tomando en cuenta que la intensidad de los campos \mathbf{E} y \mathbf{H} se relacionan con la ecuación

$$H = \frac{E}{c} \quad (5)$$

y que la rapidez de la luz c se relaciona con la permitividad eléctrica ϵ_0 y la permeabilidad magnética mediante la relación $\mu_0 c = 1/\sqrt{\epsilon_0 \mu_0}$, la expresión para la densidad de energía magnética nos da

$$u_H = \frac{1}{2} \epsilon_0 E^2 \quad (6)$$

Dado que una onda electromagnética lleva consigo un campo eléctrico y magnético con una energía asociada, al propagarse la onda se transmite también la energía asociada de la onda. Esta energía puede ser transmitida al medio y provocar oscilaciones en las partículas cargadas que se encuentran en el medio. De esta manera la interacción entre partículas cargadas se realiza gracias a la absorción y transmisión de la energía transportada por las ondas electromagnéticas.

La energía total radiada por una onda electromagnética es la suma de las energías debidas a las contribuciones del campo eléctrico y del campo magnético. Entonces, la energía total esta dada por la relación

$$U_T = U_E + U_H \quad (7)$$

y de las expresiones para U_E y U_H dadas previamente obtenemos que

$$U_T = \epsilon_0 E^2 \quad (8)$$

Por otro lado, la energía que radia la onda electromagnética fluye en la dirección determinada por el vector de Poynting, dado por

$$S = c^2 \epsilon_0 |\mathbf{E} \times \mathbf{H}| \quad (9)$$

cuya magnitud nos da el flujo de la potencia que radia la onda electromagnética. Usando $H = E/c$ y el hecho de que \mathbf{E} y \mathbf{H} son perpendiculares, la magnitud del vector de Poynting se puede expresar como

$$|S| = c^2 \epsilon_0 E^2 \quad (10)$$

que nos da la energía que atraviesa una unidad de área por unidad de tiempo. Si integramos esta cantidad a través de una superficie obtenemos la potencia total que se propaga a través de la superficie.

$$P = \int c^2 \epsilon_0 E^2 dS \quad (11)$$

2.1.4 Polarización

Las ondas electromagnéticas están compuestas por un campo eléctrico \mathbf{E} y \mathbf{H} . Estos campos son variables y oscilan en el tiempo, en alguna dirección del espacio. En particular, la dirección de las variaciones del campo eléctrico es la que define la polarización de la onda. Si las variaciones del campo \mathbf{E} en el tiempo ocurren en una misma dirección, entonces se dice que la onda está linealmente polarizada (Figura 3a).

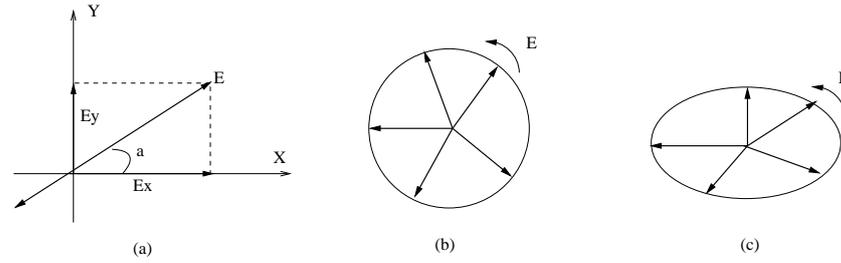


Figura 3: Polarización lineal (a), polarización circular positiva (b) y polarización elíptica positiva (c). Las variaciones de E se muestran en un solo plano XY, suponiendo que la onda se está propagando en la dirección perpendicular a la página.

Cuando la dirección de polarización del campo E varía con el tiempo puede ocurrir que la dirección del cambio sea en el sentido positivo o negativo respecto a la dirección de la propagación de la onda vista desde la parte posterior. Una polarización positiva corresponde al cambio de dirección de E en sentido contrario al de las manecillas del reloj (polarización derecha), mientras que una polarización negativa corresponde a un cambio en la dirección en el sentido de las manecillas de reloj (polarización izquierda). Si además, la magnitud de las componentes vertical (E_x) y horizontal (E_y) del campo eléctrico E son iguales, entonces la polarización de la onda es una polarización circular (Figura 3b). En el caso de que la magnitud de las componentes E_x y E_y de E sean distintas en magnitud, la polarización de la onda es una polarización elíptica (Figura 3c).

2.1.5 Flujo de potencia e intensidad de radiación

La energía radiada o transferida por una onda electromagnética por unidad de tiempo es la potencia radiada P de la onda y sus unidades de medida son Joules t^{-1} o Watt. La cantidad de potencia infinitesimal dP recibida en una área infinitesimal $d\sigma$ desde una región de ángulo sólido infinitesimal $d\Omega$ subtendido por una fuente sería (Wilson et al., 2009)

$$dP = I_\nu \cos\theta d\Omega d\sigma dv \quad (12)$$

donde θ es el ángulo entre la normal al área $d\sigma$ y la dirección a $d\Omega$, dv es el ancho de banda de la emisión e I_ν es la intensidad específica dada en $Wm^{-2}Hz^{-1}sr^{-1}$. La densidad de flujo total proveniente de

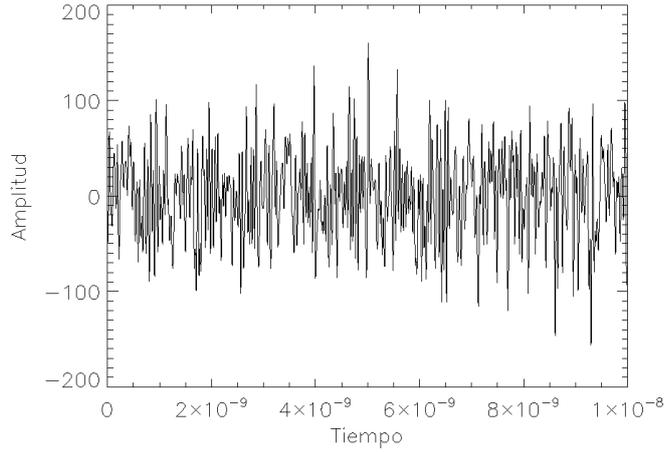


Figura 4: Señal con ruido blanco originada mediante una simulación de 4000 señales con frecuencias aleatorias.

la fuente tiene unidades de $Wm^{-2}Hz^{-1}$ y se obtiene integrando la ecuación 12 sobre el ángulo sólido Ω_s que subtiende la fuente

$$S_v = \int_{\Omega_s} I_v(\theta, \varphi) \cos\theta d\Omega \quad (13)$$

2.2 SEÑALES RF DE UNA FUENTE DE RADIO

Una fuente de radio emite radiación electromagnética que se propaga a través del medio. Al propagarse lleva consigo energía que se transmite a las partículas en el medio, dándose así una interacción entre partículas y ondas que hace posible la transmisión de información que traen consigo las ondas.

La radiación emitida por las fuentes de radio tienen mezcladas ondas electromagnéticas de diferentes frecuencias. Estas frecuencias abarcan un amplio rango del espectro electromagnético, incluyendo el rango de frecuencias de radio que cubre frecuencias entre 3 KHz a 30 GHz aproximadamente. A las señales que se encuentran en este rango se les conoce como señales de radio frecuencia o señales RF.

Cuando se detecta una señal RF ambiental, es posible que dentro de la señal captada este contenida la señal de una fuente de radio en combinación con otras señales que se están generando y propagando en el medio de manera aleatoria. A estas señales que se producen de manera azarosa y que en conjunto forman una señal compuesta por un rango de frecuencias cuya potencia no sobresale una de la otra ya que todas ellas tienen en promedio la misma potencia (densidad

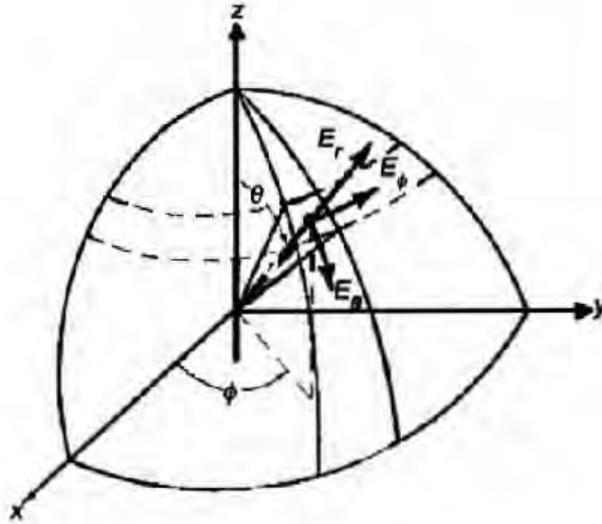


Figura 5: Componentes del campo eléctrico asociado a un dipolo para una geometría esférica (Balanis, C. A., 1997).

espectral de potencia constante), es a lo que se conoce como ruido blanco.

Una imagen en donde se observa ruido blanco se muestra en la Figura 4. La señal de la imagen se generó por medio de un programa que produce señales aleatorias con diferentes amplitudes, frecuencias y fases para un rango de frecuencias entre 0.14 y 24 GHz. La señal de la imagen mostrada es la suma de todas las frecuencias generadas aleatoriamente.

2.3 DETECCIÓN DE RADIACIÓN USANDO UN DIPOLO

Al llegar a la antena, la onda electromagnética induce en los conductores de ésta una corriente eléctrica que es proporcional al campo eléctrico de la onda. Si el campo eléctrico de la onda recibida por la antena oscila en el tiempo, entonces la corriente inducida en los conductores de la antena también presentará oscilaciones con la misma frecuencia que la del campo eléctrico de la onda. Para el caso de un dipolo de dimensiones finitas con una longitud $\lambda/50 < L \leq \lambda/10$, la distribución de la corriente es función del ángulo entre el eje del dipolo y la línea a la fuente desde el dipolo.

Para una geometría esférica, la relación de las componentes de los campos eléctrico (\mathbf{E}) y magnético (\mathbf{H}) de la onda con la corriente inducida por la onda para la región del campo lejano de la antena

$r > D^2/\lambda$ (D =diámetro de la antena), está dada por las siguientes ecuaciones (Balanis, 1997)

$$E_{\theta} \approx j\eta \frac{kI_0 L e^{-jkr}}{8\pi r} \sin\theta \quad (14)$$

$$H_{\phi} \approx j \frac{kI_0 L e^{-jkr}}{8\pi r} \sin\theta \quad (15)$$

$$E_r \approx E_{\phi} \approx H_r \approx H_{\theta} = 0 \quad (16)$$

Donde $k = 2\pi/\lambda$ es el número de onda, L es la longitud del dipolo, η la impedancia intrínseca ($377 \approx 120\pi$), r la distancia radial, θ el ángulo correspondiente a la dirección latitudinal e I_0 la corriente inducida. En la Figura 5 se muestra el eje del dipolo y las componentes del campo eléctrico para un arreglo geométrico esférico.

La corriente inducida por las variaciones de la radiación electromagnética que inciden en la antena evidencia la existencia de una diferencia de potencial también oscilante en los extremos de los conductores de la antena.

2.4 RADIO ANTENA

Las señales de radio que provienen de fuentes estelares son señales muy débiles que son difíciles de distinguir del ruido inherente de la antena, del receptor y del ruido de fondo cósmico. Para detectar señales con ciertas características es necesario que el radio telescopio cuente con las propiedades adecuadas para lograr captar las señales deseadas. Un elemento importante que conforma a un radio telescopio es la antena. En las siguientes secciones describiremos algunos parámetros que se utilizan para caracterizar la antena.

2.4.1 Patrón de la antena

Cuando una señal de radio llega a la antena, es más probable que la señal sea captada cuando proviene de ciertas direcciones que cuando viene de otras. De igual forma, si la antena radia energía o potencia, esta energía es mayor en algunas direcciones que en otras. Esto se debe a que la antena tiene un patrón de radiación que es función de la dirección y que determina la cantidad de radiación emitida o

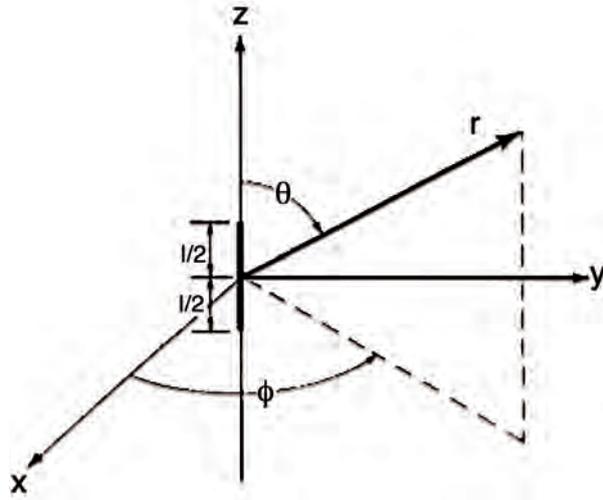


Figura 6: Arreglo geométrico de un dipolo infinitesimal (Balanis, C. A., 1997).

recibida. El patrón de radiación de la antena puede ser expresado en términos del campo eléctrico (patrón del campo) o de la potencia (patrón de potencia), cuya distribución es función del ángulo θ dado entre el eje principal de la antena y la línea que apunta desde el centro de la antena hacia la fuente de radio (ver Figura 6). En la Figura 7 se muestra el patrón de radiación para una antena de tipo dipolar. De acuerdo con el principio de reciprocidad este patrón es el mismo para la antena tanto en modo de transmisión como en modo de recepción.

El patrón de la antena está compuesto por lóbulos de radiación con cierta distribución. Sin embargo, no todas las direcciones cubiertas por la distribución del patrón de la antena pueden captar la señal con la misma potencia, siendo solamente en el lóbulo principal de la antena en donde se detecta la mayor parte de la señal. El lóbulo principal tiene un ancho que determina el valor del ángulo en el cual el lóbulo puede capturar la señal. Comunmente, el ancho del lóbulo se toma como el ángulo formado entre los dos puntos del lóbulo en donde la potencia o intensidad de la radiación de la señal es la mitad del máximo. A este ancho angular se le conoce como el ancho a potencia media (HPBW¹). Algunas veces también se emplea el ancho entre los primeros puntos nulos menores (BWFN²) del lóbulo principal, que es el ancho entre los puntos nulos a ambos lados del lóbulo principal. En la Figura 8 se muestra una gráfica de la intensidad de la señal captada por la antena y los puntos HPBW y BWFN correspondientes.

¹ Half power beam width, por sus siglas en inglés

² Beam width between first nulls, por sus siglas en inglés

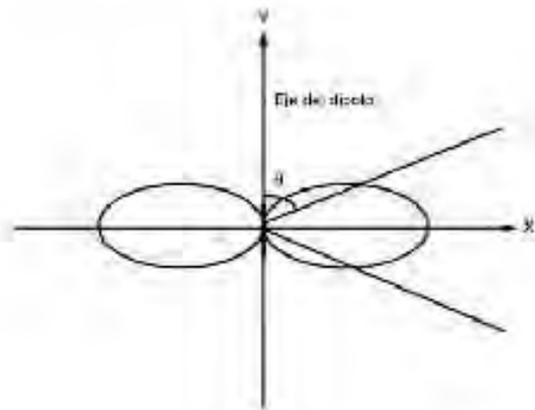


Figura 7: Patrón de la antena para un dipolo, visto en el plano XY.

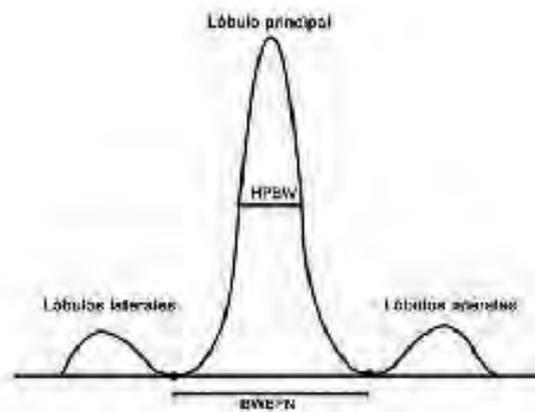


Figura 8: Ancho a potencia media (HPBW) del lóbulo principal del patrón de una antena y ancho entre los primeros puntos nulos menores del lóbulo principal (BWFN).

2.4.2 Área efectiva y eficiencia de apertura

El área efectiva de una antena es el área neta o fracción del área geométrica (física) de la antena que recibe radiación. Esta área depende de algunos factores que pueden afectar la captura de la señal, por ejemplo, los soportes de alimentación, las irregularidades de la antena, etc. Una antena con mayor área efectiva permitirá obtener mayor información proveniente de una fuente. Por otro lado, la eficiencia de apertura es un parámetro de la antena que nos permite conocer la razón entre el área efectiva y el área real de la superficie reflectora de la antena $\eta = A_{\text{eff}}/A_{\text{geom}}$. Una antena ideal tendría entonces eficiencia de apertura 1.

2.4.3 Eficiencia del haz

La eficiencia del haz generado por la antena es otro parámetro importante. Una antena cuyo haz es muy ancho recibirá radiación de muchas fuentes repartidas en el espacio ocupado por el haz. En cambio un haz mas angosto asegurará que la radiación que se capte corresponda a la radiación proveniente de la fuente de radio a la que se está apuntando. Un estado ideal de la antena sería aquel en el cual toda la radiación recibida desde una fuente en el cielo, fuera captada en su totalidad únicamente por el haz principal de una antena, sin tener contribuciones adicionales de otras fuentes. La eficiencia del haz se define como

$$\eta_{\text{haz}} = \frac{\Omega_M}{\Omega_A} \quad (17)$$

donde Ω_A es el ángulo sólido del haz, definido como la integral del patrón de la antena a lo largo de todas las direcciones en el cielo. Cabe señalar que el patrón de la antena no abarca forzosamente todo el espacio. Ω_M corresponde a la integral sólo en la dirección del lóbulo principal y es llamado ángulo sólido del lóbulo principal. La eficiencia del haz varía entre 0 y 1 y es mayor en cuanto sea mayor la concentración del patrón de la antena en el lóbulo principal, es decir, nos indica la fracción de la potencia que está concentrada en el lóbulo principal (Wilson et al., 2009).

2.4.4 Directividad

La directividad de una antena se define como la razón de la máxima intensidad de radiación (dada en watts/rad²) que la antena genera

en alguna dirección y la intensidad de radiación promedio en todas las direcciones

$$D = \frac{U_{\max}}{U_{\text{prom}}} \quad (18)$$

Tomando en cuenta que la intensidad de radiación promedio es igual a la potencia total radiada W entre 4π y que a su vez la potencia total es igual a la intensidad de radiación integrada sobre 4π , la directividad quedaría expresada como

$$D = \frac{U_{\max}}{W/4\pi} = \frac{4\pi U_{\max}}{\iint_{4\pi} U d\Omega} = \frac{4\pi}{\iint_{4\pi} \frac{U}{U_{\max}} d\Omega} \quad (19)$$

Como el integrando del denominador de la ecuación anterior es la intensidad de radiación normalizada para cada valor de U , la integral doble sobre 4π corresponde al ángulo sólido del patrón de la antena Ω_A , obteniéndose otra expresión para la directividad de una antena

$$D = \frac{4\pi}{\Omega_A} \quad (20)$$

Esto es, la directividad esta dada por el ángulo sólido de una esfera dividido por el ángulo sólido de la antena. Una antena con directividad 1 correspondería a una antena que es igualmente sensible a todas direcciones, que es el caso cuando el ángulo sólido del patrón de la antena a lo largo de todas las direcciones en el cielo es igual a 4π , es decir, cuando el valor del ángulo sólido a través del cual toda la potencia transmitida por la antena (emitiendo en forma constante y con valor máximo) tuviera un valor 4π .

Considerando una relación importante en donde aparecen los términos de longitud de onda, el área efectiva y ángulo sólido del patrón de radiación de la antena (Kraus, 1966)

$$\lambda^2 = A_{\text{eff}} \Omega_A \quad (21)$$

y combinándola con la ecuación (20), una expresión más para la directividad, asociada con el tamaño de la antena es

$$D = \frac{4\pi}{\lambda^2} A_{\text{eff}} \quad (22)$$

También, de acuerdo con la definición de eficiencia de apertura que vimos en la sección 2.4.2, la directividad puede escribirse como

$$D = \frac{4\pi}{\lambda^2} \eta A_{\text{geom}} \quad (23)$$

2.5 DETECCIÓN DE LAS SEÑALES

Además de las características de la antena, otro aspecto importante que se debe considerar para observar señales de radio provenientes del cielo, está relacionado con las características del receptor del radio telescopio. En las siguientes secciones se tratará esta parte importante que conforma a un radio telescopio y se describirán sus características principales.

2.5.1 Receptores

En una antena de radio, la función de un receptor es captar y medir la emisión de radio de las fuentes celestes. Las señales de radio frecuencia que se reciben en un radio telescopio son muy débiles, tal que al ser transmitidas por un cable corren el riesgo de sufrir atenuaciones y pérdidas importantes respecto a la señal original captada. Por ejemplo, el nivel de potencia de la emisión de la fuente de radio captada por el receptor de una antena es muy pequeña del orden de 10^{-15} a 10^{-20} Watts (Kraus, 1966). Si se trabajara con estas frecuencias el receptor del sistema sufriría inestabilidades al realizar mediciones de la señal, por lo tanto, los receptores deben de ser muy sensibles de tal forma que puedan detectar señales aún en presencia de ruido.

Existen diferentes tipos de receptores, pero todos tienen la finalidad de medir la densidad del poder espectral de una señal (Wilson et al., 2009). Las componentes básicas de un receptor son: un filtro pasa bandas para seleccionar el rango de frecuencias que caracterizarán al receptor; un detector de ley-cuadrática (law-square) que genere una señal de salida proporcional al promedio de la potencia sobre el rango de frecuencias de la entrada al receptor; un filtro que realice el suavizado o promedio de los datos y que determine el tiempo de respuesta de la salida. Algunos receptores contienen también un oscilador y un mezclador. La función del mezclador es trasladar la frecuencia central de la señal a otra frecuencia intermedia donde es más sencillo manejar la señal. Al aplicar un filtro a una señal es más fácil si movemos la señal de interés a una frecuencia intermedia (IF) y luego aplicamos el filtro en la frecuencia intermedia (McClaning and Vito, 2000). El oscilador se utiliza para generar una señal que se

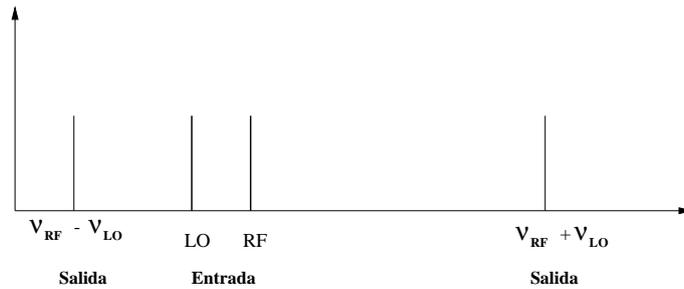


Figura 9: Frecuencia intermedia generada a partir de la frecuencia local y la frecuencia de la señal RF de entrada. Las frecuencias generadas al mezclarse la frecuencia ν_{LO} y la frecuencia ν_{RF} son $\nu_{LO} + \nu_{RF}$ y $\nu_{LO} - \nu_{RF}$.

combina con la señal RF captada por la antena. Al mezclar la señales se produce una frecuencia intermedia, que es la frecuencia de la señal con la cual se trabaja. Esto lo veremos con más detalle al hablar de los receptores superheterodinos que describimos a continuación.

Los receptores más comunes son los receptores de tipo superheterodino. En general, la operación de este receptor es la siguiente:

a) La señal RF que capta la antena tiene una frecuencia central ν_{RF} que se acopla a la entrada del receptor y es amplificada usando un amplificador de radiofrecuencia (RF) con una ganancia del orden de 10 a 30 dB. Después, la señal pasa por un convertor de frecuencia media, en donde la señal se mezcla con una señal artificial de frecuencia ν_0 producida con un oscilador local. El convertor de frecuencia genera dos señales: una cuya frecuencia es la suma de la señal original más la del oscilador local ($\nu_0 + \nu_{RF}$) y otra cuya frecuencia es la diferencia de estas señales ($\nu_0 - \nu_{RF}$) (Figura 9). Esta última frecuencia de salida es llamada frecuencia intermedia (IF) la cual es una frecuencia menor que puede transmitirse con más facilidad y con menor pérdida de información. Es común que las señales recibidas de más de 1 GHz sean bajadas a varias decenas de MHz. Por otro lado, se debe tomar en cuenta que con el oscilador local se puede bajar no solo la frecuencia de la radiación de la fuente que nos interesa, sino también alguna otra frecuencia, cuya resta con la frecuencia del oscilador nos da también una frecuencia igual a la frecuencia de operación del receptor. Si no se filtran antes las señales, las tendremos superpuestas en el convertor. En caso de que se haga un filtrado previo, el sistema receptor será de banda simple, pero si no se realiza el filtrado el sistema receptor será de banda doble y se procesará al mismo tiempo la emisión de estas dos frecuencias distintas (PARTNeR, 2009).

b) Después de pasar por el convertor de frecuencia intermedia, la señal IF pasa por otro amplificador (amplificador IF) de ganancia del orden de 60 a 90 dB. La mayor parte de la amplificación, y normalmente la determinación del ancho de banda del receptor, se llevan a

cabo en esta etapa de amplificación (Kraus, 1966). Después, la señal pasa por un detector, el cual comúnmente genera un voltaje de salida DC proporcional al cuadrado de la señal del voltaje de entrada, lo cual implica que también el voltaje de salida es proporcional al cuadrado de la señal de ruido a la entrada del receptor. En la etapa final, el receptor puede constar de un amplificador pasa-bajo o un integrador para observar la potencia de la señal durante un lapso de tiempo, así como también de un grabador de señal analógico o un sistema digital. Para detectar una señal con cierto rango de frecuencia, es necesario diseñar por separado los bloques correspondientes al amplificador RF, el mezclador y el oscilador local, mientras que la sección conformada por los bloques después del mezclador es la misma para todas las frecuencias. Normalmente a la sección anterior al detector se le conoce como la parte de alta frecuencia del receptor, mientras que a la sección después del detector se le identifica como la parte de baja frecuencia del receptor o etapa de post-detección. Si queremos estudiar la emisión de una fuente que emite a una frecuencia ν_F , con un receptor diseñado para captar señales de frecuencia ν_R , utilizamos un receptor superheterodino.

Existen otros tipos de receptores como el receptor superheterodino de dos canales, o el receptor directo. En el receptor superheterodino de dos canales no se utiliza un filtro entre la antena y el receptor, por lo que no existe selectividad de señal RF antes del mezclador. En este caso se generan dos frecuencias, $\nu_0 - \nu_{IF}$ y $\nu_0 + \nu_{IF}$, por lo que el receptor tiene dos canales separados por una frecuencia $2\nu_{IF}$ (Kraus, 1966). En el caso de mediciones continuas, las señales en cada canal son prácticamente iguales e independientes, dando como resultado un receptor con doble sensibilidad. Por otra parte, el receptor directo se usa cuando se hacen mediciones en un amplio ancho de banda en donde no es necesario separar la frecuencia RF. En este caso no se utiliza el mezclador ni el oscilador, conectándose directamente el amplificador RF al detector, para después seguir en la etapa de post-detección. Por otro lado, un receptor superheterodino multicanal es un receptor de tipo superheterodino normal en donde el bloque de amplificación IF al igual que el resto de bloques del receptor se aplican a varias bandas de frecuencia estrechas.

2.5.2 *Parámetros de un receptor*

Los parámetros que caracterizan a un receptor son la sensibilidad y la estabilidad. Estas propiedades están relacionadas con la ganancia, el ancho de banda y el ruido del receptor.

Un receptor debe de ser muy sensitivo, es decir, capaz de percibir señales débiles aun en presencia de ruido. La señal capturada por la

antena no contiene solamente la señal de la fuente de radio observada, sino también la señal debida al ruido por señales no deseadas que se generan en el medio. Al ser amplificada la señal dentro del receptor, se amplifica también la señal del ruido. Para que un receptor sea de utilidad, su ganancia debe de incrementar el nivel de potencia de entrada al sistema y asegurar que la señal de la fuente de radio observada sea mayor que la señal del ruido del sistema, es decir, que el valor de la razón de señal a ruido (SNR) sea mayor a uno. Típicamente un valor aceptable para el valor de SNR es de cinco. Mientras más grande sea la relación de la señal de la fuente con respecto a la señal de ruido, diremos que habrá una mejor sensibilidad del receptor.

El receptor de un radio telescopio lo conforman diferentes componentes electrónicos, como filtros y amplificadores por ejemplo, que generan de forma aleatoria ruido electromagnético. En el caso de receptores coherentes en los que la fase de la señal de entrada se preserva, es común que la potencia del ruido se mida en términos de la temperatura. Si se considera que la señal que se observa proviene de un objeto que tiene comportamiento similar al de un cuerpo negro, entonces se puede utilizar la temperatura del objeto para medir su intensidad de radiación emitida. Esto es debido a que para un cuerpo negro la intensidad de radiación está relacionada con su temperatura. El brillo o intensidad de radiación dado por la distribución espectral de la radiación de un cuerpo negro en equilibrio termodinámico de acuerdo con la ley de Planck es

$$I_{\nu} = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/KT} - 1} \quad (24)$$

donde K es la constante de Boltzman (1.38×10^{-23} Joule/ °K). Para el caso de las ondas de radio se cumple que $h\nu \ll KT$ y la ecuación anterior puede simplificarse haciendo el desarrollo de Taylor del término exponencial, dando como resultado la aproximación de Raley-Jeans

$$I_{\nu} = \frac{2\nu^2}{c^2} KT \quad (25)$$

en donde vemos que la intensidad emitida por el cuerpo negro es proporcional a la temperatura.

También podemos relacionar la potencia promedio por unidad de ancho de banda con la temperatura. La ecuación que nos proporciona esta relación es

$$P_{\nu} = KT \quad (26)$$

Para un radio telescopio la temperatura total, T_T , es la suma de las temperaturas involucradas que afectan al radio telescopio. En forma general sería la suma de la temperatura del sistema T_{sys} y la temperatura de la señal de la fuente de radio T_s

$$T_T = T_{sys} + T_s \quad (27)$$

La temperatura del sistema está compuesta por ruido blanco, una señal aleatoria compuesta por diferentes frecuencias y cuya potencia es constante en promedio. Esta señal se compone de la temperatura del receptor, la temperatura que se genera debido al cableado utilizado para la transmisión de la señal desde la antena hasta el receptor y la temperatura de fondo del universo.

La temperatura del receptor, es la generada por los amplificadores y filtros utilizados en el receptor. La temperatura de fondo es la temperatura debida a la radiación de fondo del universo. Esta se debe a la radiación de todos los elementos que lo componen y su valor es de alrededor de 2.8 K (Fixsen, 2009). La temperatura de la señal de la fuente es la temperatura o ruido que produce una fuente y que queremos detectar con el radio telescopio.

2.5.3 Señal mínima detectable

La señal mínima que puede ser detectable por un radio telescopio depende de los valores de la temperatura del sistema, el ancho de banda y el tiempo de integración. El valor de la señal mínima detectable esta determinado experimentalmente en términos del valor RMS de las variaciones de temperatura o ruido del sistema (Wilson et al., 2009) dado por

$$\sigma_T = \frac{T_{sys}}{\sqrt{\Delta\nu\tau}} \quad (28)$$

lo cual nos da la sensibilidad o temperatura mínima detectable del radio telescopio. El tiempo de integración del receptor es el tiempo en el cual el receptor realiza el promedio de las fluctuaciones de la señal. Esta integración puede hacerse electrónicamente por medio de un filtro RC (resistor y capacitor) o bien haciendo el muestreo de las señales, luego digitalizarlas y haciendo un promedio de la señal. De acuerdo con la ecuación, el valor rms del ruido del sistema disminuye si el tiempo de integración o el ancho de banda aumenta. Entonces, para que sea detectable una señal de radio su temperatura debe ser mayor que la variación RMS del ruido del sistema. Típicamente se

consideran señales válidas aquellas cuya temperatura producida en la antena sea al menos 5 veces σ_T , sin embargo este criterio está determinado de acuerdo con el requerimiento del estudio.

2.6 DETECCIÓN DE UNA SEÑAL TÍPICA USANDO SRT

Para el proyecto que vamos a desarrollar se utilizarán dos antenas del Observatorio de la Luz. Estas antenas tienen las mismas características que la antena SRT (Small Radio Telescope) del Observatorio Haystack, del Instituto Tecnológico de Massachusetts (MIT). En las siguientes secciones describiremos las características de las antenas.

2.6.1 Características físicas de la antena

Las antenas que usaremos son antenas parabólicas de 2.3 m de diámetro, distancia focal de 85.7 cm, y un haz de $\approx 7^\circ$ de ancho. Están construidas con una malla de material C/Ku (Carbón y Kurchatovium) empotradas sobre un marco de aluminio. Su peso es de 72.5 Kg incluyendo su montura que provee movimiento de 360 y 90 grados en las direcciones azimutal y elevación respectivamente.

2.6.2 Cálculo de la sensibilidad de la antena

La señal mínima que puede ser detectada por un radiotelescopio depende del valor de la temperatura del sistema, el ancho de banda y el tiempo de integración de acuerdo con la ecuación (28).

Considerando un ancho de banda de $\Delta\nu = 10$ MHz, una temperatura del sistema de 150 K y un tiempo de integración de 1 ms, la señal mínima detectable por las antenas SRT que usaremos sería

$$\sigma_T = \frac{T_{\text{sys}}}{\sqrt{\Delta\nu\tau}} = 1.5 \text{ K} \quad (29)$$

y para un ancho de banda de $\Delta\nu = 100$ MHz, la señal mínima detectable sería

$$\sigma_T = 0.47 \text{ K} \quad (30)$$

Para poder detectar señales de radio utilizando las antenas SRT del observatorio de la luz, la temperatura de la señal T_A debe ser mayor

al valor RMS σ_T de las variaciones de la temperatura del sistema ($T_A > \sigma_T$). Podemos ver que si aumentamos el ancho de banda con la que trabajarán las antenas, la señal mínima que se puede detectar es menor y por lo tanto el radio telescopio es mas sensible. Sin embargo, debe de tenerse cuidado de que al incrementarse el ancho de banda se abre también la posibilidad de recibir más interferencias, por lo que se tiene que tener cuidado cuando se considere dicho parámetro.

2.6.3 Cálculo del ancho del lóbulo a potencia media HPBW

El ancho del lóbulo a potencia media es el ancho del ángulo formado por dos puntos del lóbulo principal de la antena, para el cual la potencia es la mitad de la potencia máxima. Las antenas SRT operarán a una frecuencia central de 1420 MHz ($\lambda = 0.21\text{m}$) y un ancho de banda de 10 MHz. El ancho del lóbulo a potencia media (HPBW) del lóbulo principal de las antenas esta dado por

$$\theta_{\text{HPBW}} = 1.22 \frac{\lambda}{d} \quad (31)$$

en nuestro caso $d = 2.3\text{ m}$, que corresponde al diámetro de las antenas. Esto nos da un valor teórico de $\theta_{\text{HPBW}} = 6.3^\circ$ para el ancho del lóbulo a potencia media.

El ancho HPBW se puede medir experimentalmente recorriendo con la antena una fuente de radio muy brillante, como el Sol por ejemplo. La gráfica del escaneo de la fuente con la antena, mostrará un incremento en la intensidad de la señal hasta llegar a un máximo en el momento en que el lóbulo principal esta frente a la fuente, seguido de un decremento en la intensidad cuando la fuente se aleja del lóbulo.

2.6.4 Cálculo de la directividad

Para el cálculo de la directividad de la antena podemos utilizar la ecuación (23). Tomando en cuenta que el SRT tiene un diámetro de 2.3 m y una eficiencia de apertura de 50 %, para una frecuencia de observación de 1.4 GHz la directividad en decibeles ($10\text{Log}_{10}(D)$) sería:

$$D_{\text{dB}} \approx 27.8\text{dB} \quad (32)$$

2.6.5 Polarización de la antena

Los campos alrededor de una antena se pueden dividir en la *región de campo cercano* o *zona de Fresnel* y la *región de campo lejano* o *zona de Franhauser*. En la *región de campo cercano* el flujo de potencia no es necesariamente radial y el patrón de radiación depende de la distancia a la antena. En la *región de campo lejano* el flujo de potencia sale en forma radial y el patrón de radiación es independiente de la distancia a la antena, siempre y cuando las distancias sean grandes comparadas con el tamaño de la antena o con la longitud de onda radiada.

Una antena puede recibir o transmitir radiación en diferentes direcciones. En algunas direcciones la potencia transmitida (o recibida) es mayor que en otras direcciones. La polarización de la antena es la misma que la polarización de la onda que transmite o recibe la antena. Se define como el vector de polarización de la onda radiada por la antena en el campo lejano (i.e. a una distancia de la antena $> D^2/\lambda$, donde D es el diámetro de la antena). Si una onda polarizada en cierta dirección incide en una antena con polarización diferente a la de la onda, entonces la potencia de la onda no va a poder ser recibida en su totalidad por la antena, en cambio si la antena tiene la misma polaridad que la onda, la potencia recibida será máxima.

La polarización de la antena se puede calcular midiendo la potencia de una señal que tenga cierta polarización y luego variar la polarización de la señal hasta encontrar la dirección en la cual la potencia captada por la antena sea máxima. Esto se puede lograr utilizando una antena de prueba (un dipolo por ejemplo) que pueda rotar y transmitir señales en diferentes direcciones hacia la antena que se va a probar, hasta encontrar la dirección que produce una respuesta máxima en la antena estudiada.

2.7 CARACTERÍSTICAS DE BROTES QUE PUEDEN SER DETECTADOS POR LA ANTENA

Tomando en cuenta los cálculos de la sensibilidad de las antenas SRT realizado en la sección 2.6.2, se puede calcular la densidad de flujo mínimo detectable por las antenas. El valor de la densidad de flujo se calcula usando la ecuación

$$F = \frac{2KT}{A\eta} \quad (33)$$

donde η es la eficiencia de la antena con un valor de 50%, A es el área de la antena (4.15m^2), K la constante de Boltzman y T es la temperatura mínima detectable (σ_T) calculada en la sección 2.6.2.

Con estos valores, la densidad de flujo mínima detectable que se obtiene para el caso de un ancho de banda de 10 y 100 MHz, es $\approx 2.0 \times 10^3$ y 6.2×10^2 Jy respectivamente. Estos valores están por debajo de las densidades de flujo reportadas para observaciones del Sol en el rango de 1352 a 1490 MHz, en cuyos estudios se han encontrado eventos explosivos conocidos como radio picos (radio spikes) con duraciones menores a 0.1 s (Dąbrowski et al., 2011a; Csillaghy and Benz, 1993; Messmer and Benz, 2000; Fleishman and Melnikov, 1999), que emiten densidades de flujo del orden de 100 unidades de flujo solar ($1\text{ufs} = 10^4 \text{Jy}$) (Benz, 1986). Como podemos ver, las densidades de flujo de este tipo de brotes solares es de 3 y 4 órdenes de magnitud mayor que la densidad de flujo mínima que pueden detectar las antenas SRT utilizando un tiempo de integración de 1 ms para un ancho de banda de 10 y 100 MHz respectivamente. Por otro lado, el tiempo de integración de 1 ms es un tiempo apropiado para las observaciones ya que es mucho menor que el tiempo de duración promedio de los radio picos, lo que permitirá realizar un muestreo de datos apropiado para la detección de eventos transitorios con duraciones de milisegundos.

EVENTOS TRANSITORIOS EN EL SOL Y OTRAS FUENTES

A mediados del siglo pasado el estudio de objetos celestes se extendió no sólo a observaciones realizadas en el rango óptico, sino que se incursionó también en otras bandas del espectro electromagnético como radio, infrarrojo, ultravioleta, rayos X y rayos gama (Fender and Bell, 2011). Se descubrió que una manera de entender el universo desde la Tierra era mediante el estudio de su emisión en radio, ya que para cierto rango de frecuencias en esta banda del espectro electromagnético la atmósfera de la Tierra se comportaba transparente.

A partir del descubrimiento de los pulsares en 1967 (Hewish et al., 1968) se comenzaron a descubrir fenómenos y objetos interesantes utilizando mediciones en radio. Entre los fenómenos descubiertos que causaron una gran motivación para ser estudiados fueron los llamados *eventos transitorios* o *transientes*, cuyo estudio era posible extender tanto a la exploración del sistema solar como a la del cosmos.

Los eventos transitorios son eventos dinámicos o explosivos que pueden tener tiempos de duración desde nano segundos hasta años o más (Bhat, 2011; Hankins et al., 2003). El descubrimiento de estos eventos dio origen en las últimas décadas al desarrollo de una nueva área que ha crecido rápidamente dentro de la radio astronomía, dada la importancia que tiene su estudio para el entendimiento de los procesos físicos del Universo, donde ocurren constantes cambios en escalas de tiempo diversas.

3.1 ESTUDIOS DE EVENTOS TRANSITORIOS

Aunque los eventos transitorios que han sido más explorados son aquellos que se encuentran en el rango de altas energías del espectro electromagnético como es el caso de rayos X y rayos gamma (Bhat, 2011), existen también exploraciones en la banda óptica y en radio. Sin embargo, las investigaciones en la banda de radio han sido escasamente exploradas y los pocos estudios que se han hecho en esta banda corresponden a longitudes de onda que están por encima de las longitudes de onda milimétricas (Bower et al., 2003). Es importante hacer notar que muchos de los eventos transientes que han sido descubiertos en la banda de radio, fueron descubiertos previamente en otras longitudes de onda [Frail et al. (2003); de Bruyn (1973)] y

que en algunos casos los eventos transitorios han sido descubiertos de manera fortuita durante estudios ajenos a la búsqueda de estos fenómenos (Davies et al., 1976; Bower et al., 2003).

Otro aspecto importante de los transientes es que aparecen por todas partes en el Universo, pudiéndose originar desde casi todos los ambientes astrofísicos incluyendo el sistema solar (Katz et al., 2003), estrellas en formación (Bower et al., 2003), el centro galáctico (Bower et al., 2005) y otras galaxias (Frail et al., 1997). Así mismo, los eventos transitorios se han encontrado en todas las longitudes de onda, en escalas de tiempo desde nanosegundos (Hankins et al., 2003) hasta años (Hughes et al., 1992).

3.2 CLASIFICACIÓN DE EVENTOS TRANSITORIOS

Los eventos transitorios se pueden clasificar de diferentes formas de acuerdo con las características que presentan. Dependiendo de su duración pueden ser transitorios *rápidos* o *lentos*. De acuerdo con su localización pueden ser *galácticos* o *extragalácticos*. O bien, conforme al tipo de emisión que presentan pueden ser *coherentes* o *incoherentes*. Dentro de estas clasificaciones se pueden encontrar combinaciones y una gran variedad de transientes como veremos en las siguientes secciones. Una revisión más amplia sobre investigaciones históricas de radio transientes puede encontrarse en el reporte de Cordes y McLaughlin (Cordes and McLaughlin, 2003).

3.2.1 *Transitorios incoherentes y coherentes*

Los transientes de tipo incoherente regularmente se asocian a emisiones de tipo sincrotrón, donde electrones semirelativistas con energías entre 10 y 1 MeV (Hewitt and Melrose, 1986) giran alrededor de las líneas de campo magnético produciendo radiación a diferentes frecuencias. Las emisiones tipo sincrotrón en estado estacionario tienen temperaturas de brillo cuyo límite es $\approx 10^{12}$ K (Fender and Bell, 2011), y los eventos asociados a este tipo de emisión tienden a evolucionar de manera lenta a bajas frecuencias. Se encuentran en eventos explosivos como novas, supernovas, estallidos gigantes de magnetoestrellas (magnetars) y en chorros relativistas. Por su parte, los transientes de tipo coherente se asocian a eventos cuyas emisiones tienen características de radiación debidas a efectos colectivos del plasma. Pueden tener temperaturas de brillo más elevadas en intervalos de tiempos cortos. Los transientes coherentes de corta duración más conocidos son los pulsares y los fenómenos relacionados con ellos como los

pulsos gigantes, pulsares nulos, transientes rotantes en radio (RRAT), así como en los *magnetars* (Frail et al., 2012; Fender and Bell, 2011).

3.2.2 *Transitorios rápidos y lentos*

Dependiendo del tiempo de duración, los eventos transitorios pueden ser rápidos o lentos. Se consideran eventos transitorios rápidos aquellos que tienen duraciones de milisegundos a nanosegundos, mientras que los eventos transitorios lentos tienen duraciones de más de un segundo hasta días y años (Bhat, 2011). Algunos ejemplos de transientes de larga duración son las *estrellas fulgurantes* y sus fenómenos asociados. De larga duración y de origen extragaláctico están las *supernovas* (Weiler et al., 2010) y las reminiscencias de *estallidos de rayos gama* (GRB) (Gehrels, 1986). Existe también otra clase de estallidos de tipo GRB, conocidos como *huérfanos*, con escalas de tiempo de años (Ofek et al., 2010).

3.2.3 *Transitorios galácticos y extragalácticos*

El campo de investigación de los eventos transitorios se extiende a regiones del espacio galácticas y extragalácticas. Dentro de los eventos transitorios galácticos se encuentran los pulsares, cuyo descubrimiento dio inicio al estudio de radio transientes. Todos los pulsares que han sido detectados muestran una variación promedio en la intensidad de sus pulsos. Sin embargo, en algunos de ellos se han observado '*pulsos gigantes*' cuyas intensidades superan el promedio por un factor entre 100 y 1000 (Cordes and McLaughlin, 2003). El primer pulsar donde se detectó este fenómeno fue el caso del pulsar *Crab*, donde se observó un pulso de alrededor 100 μ s con un flujo máximo de $\approx 10^5$ Jy a 430 MHz, equivalente a una temperatura de brillo de 10^{31} °K. Otros estudios (Hankins et al., 2003) han reportado pulsos con duraciones de algunos nanosegundos y flujos de $\approx 10^3$ Jy a 5 GHz. Los pulsos gigantes están considerados dentro de los objetos astronómicos más luminosos, alcanzando temperaturas de brillo de hasta 10^{38} °K. Incluso, en otros estudios se menciona que estas temperaturas pueden ser todavía más altas alcanzando valores hasta de 10^{42} °K (Bhat, 2011). De los registros existentes, los relacionadas con estudios de pulsares son los que proporcionan mejor sensibilidad en la detección de estallidos en radio, además de aportar la resolución temporal y espectral necesaria para lograr distinguir entre estallidos de corta duración (milisegundos) e interferencias terrestres (Lorimer et al., 2007).

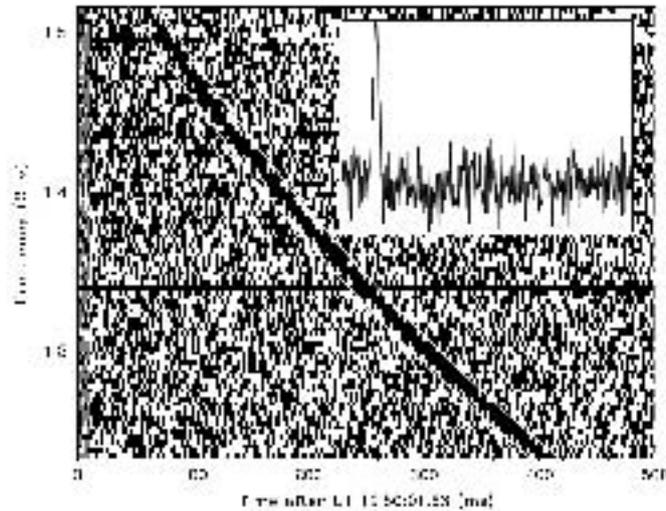


Figura 10: Evento transitorio de origen desconocido (Lorimer, 2007). La gráfica principal muestra la evolución del evento transitorio con la frecuencia, observándose un retraso del pulso en dirección de las frecuencias menores. El recuadro dentro de la figura muestra la forma del pulso.

Aun cuando los pulsares son un tipo de transientes que se han estudiado extensamente, existen otros tipos de transientes que se han observado desde otras fuentes dentro y fuera de la galaxia. Entre estos transientes podemos mencionar a los provenientes de *enanas cafés* (Berger et al., 2001), las *fulguraciones de radio* provenientes de estrellas activas a frecuencias de 1 GHz (Jackson et al., 1989), *estallidos de núcleos galácticos activos* (AGN) observados a longitudes de onda milimétricas y centimétricas (Aller et al., 1985), reminiscencia de *estallidos de rayos gamma* (GRB afterglow) y *estallidos de radio* provenientes de supernovas.

Por otro lado, el descubrimiento de los RRATs y el de una forma desconocida de estallido en radio de origen extragaláctico descubierto por Lorimer et al. (2007) con observaciones del radiotelescopio Parkes en Australia (Figura 10), fueron un factor importante que despertó interés por la búsqueda de nuevas emisiones de pulsos (Burke-Spolaor and Bailes, 2010). En particular, el interés por una nueva clase de eventos transitorios a los que se les dio el nombre de *estallidos rápidos en radio* (FRBs) surgió con el descubrimiento del pulso con alta dispersión encontrado por Lorimer. Recientemente otros casos de este tipo de radio pulsos han sido descubiertos por Keane et al. (2012) y Thornton et al. (2013), sin que se haya encontrado su equivalente en otras longitudes de onda, y sugiriéndose que las fuentes de donde provienen estos pulsos se encuentran fuera de la galaxia. Se piensa que este tipo de transientes ocurren con una frecuencia de tasa alta y que es posible su detección mediante el uso de arreglos de telescopios con alta sensibilidad y campo de visión amplio (Trott et al., 2013).

Se sabe también que al difundirse por el medio, un evento transitorio puede verse afectado por efectos de propagación en el plasma, sufriendo una dispersión (Bhat, 2011). Esta característica puede ser aprovechada para hacer un sondeo del medio por el que atraviesa el transiente. El análisis de estos eventos ha mostrado que la medida de dispersión (DM) que afecta a los pulsos es demasiado alta, sobrepasando los valores esperados para columnas de densidades de electrones calculadas en fuentes de radio conocidas. Este hecho sugiere que los eventos provienen de fuentes extragalácticas situadas a distancias cosmológicas (Loeb et al., 2013) ocasionando dispersión alta a su paso por el medio extragaláctico.

3.2.4 *Transitorios interplanetarios*

Otro tipo de eventos transitorios son los eventos transitorios interplanetarios de tipo '*lighting*' o *relámpagos*, que se han detectado en algunos planetas del sistema solar. La aparición de estos transientes se debe a la formación de corrientes eléctricas intensas a consecuencia de las grandes energías que adquieren los electrones en movimiento, dentro de los enormes campos eléctricos que se forman en las atmósferas planetarias. En algunos trabajos se ha reportado la observación de estos transientes en planetas como Saturno, Urano, Neptuno y Venus (Zarka et al., 2008), mientras que otro tipo de emisiones de radio brillantes en rangos de KJy a MJy por debajo de los 30 MHz han sido detectadas en Júpiter (Jester and Falcke, 2009). Estas emisiones se manifiestan en forma de estallidos de radio que se producen como consecuencia de la interacción del campo magnético de planetas con las partículas cargadas del viento solar. En la Tierra por ejemplo, estos eventos se observan como estallidos de baja frecuencia conocidos como *Radiación Kilométrica Auroral* (AKR). Para que en un planeta extrasolar similar a la Tierra se pudieran originar este tipo de estallidos, sería necesario que dicho planeta estuviera inmerso en un viento interestelar altamente magnetizado. Incluso sería posible que la tasa de detección de planetas extrasolares pudiera conocerse a partir de la detección de este tipo de estallidos.

Por otro lado, recientemente se están llevando a cabo planes para instalar una antena de radio lunar en el proyecto *European Lunar Lander* (Klein Wolt et al., 2012). El proyecto permitiría estudiar fenómenos solares como fulguraciones y CMEs y su efecto en el viento solar en las cercanías de la Tierra, así como el estudio de eventos transitorios de baja frecuencia en radio en Saturno y Júpiter.

3.2.5 *Transitorios solares*

En el Sol se han encontrado eventos transitorios importantes. El Sol es una estrella en donde se producen eventos explosivos que emiten radiación en un amplio rango del espectro electromagnético. Por ejemplo, las CMEs y las fulguraciones solares pueden producir oscilaciones del plasma y provocar emisión de radiación en longitudes de onda métricas y decamétricas conocidas como *estallidos* (Zucca et al., 2012). Estos se pueden clasificar en estallidos *Tipo I*, *Tipo II*, *Tipo III*, *Tipo IV* y *Tipo V*. Los estallidos Tipo I están asociados a emisiones debido a partículas confinadas en flujos cercanos a regiones activas (Hewitt and Melrose, 1986). La producción de estallidos Tipo II se relaciona con ondas de choque provocadas por CMEs originadas en la corona (J. and B., 1966). Los estallidos Tipo III se forman por corrientes de electrones que fluyen desde la corona y escapan a lo largo de líneas magnéticas abiertas hasta el medio interplanetario. Los estallidos Tipo IV consisten en extensas emisiones continuas con variaciones suaves en intensidad (Fokker, 1963) y estructuras finas que varían rápidamente. Se atribuyen a la emisión por electrones energéticos atrapados en estructuras magnéticas cerradas y se les ha encontrado ya sea sobre regiones activas, dentro de estructuras muy densas de CMEs, o en la fase final de fulguraciones solares (Hillaris et al., 2016). Los estallidos de Tipo V se conforman de emisiones continuas suaves y de duración corta que se originan a partir de los estallidos Tipo III.

En las longitudes de onda centimétricas y decimétricas también se han observado eventos transitorios que se clasifican básicamente en dos tipos (Fu et al., 1995): *a*) Un tipo corresponde a eventos con duraciones largas, desde decenas de segundos hasta varias horas (Benz, 2009a), en donde en ocasiones la intensidad presenta un desplazamiento en frecuencia. Ejemplos de este tipo de transientes son las *pulsaciones decimétricas* conformadas por pulsos de más de 100 MHz de ancho de banda, asociados a emisiones de Rayos-X duros durante fulguraciones; *b*) El otro tipo consiste en fluctuaciones rápidas cuyas duraciones son del orden de unas decenas de milisegundos a varios segundos y muestran un ancho de banda más estrecho. Un ejemplo de este último tipo de transientes son los *radio picos decimétricos* (*dm-spikes*), que se han encontrado en observaciones solares (Dąbrowski et al., 2011b).

Con respecto a observaciones de eventos transitorios en otras longitudes de onda, se han encontrado otra clase de transientes conformadas por *estructuras finas* (FSs) que se originan en estallidos solares en microonda. Estas estructuras se caracterizan por tener un alto grado de polarización circular, corta duración (hasta milisegundos) y un ancho de banda pequeño (Fu et al., 1995).

3.3 EVENTOS DEL SOL RELACIONADOS CON TRANSIENTES

En el Sol se producen eventos que emiten grandes cantidades de energía. En la banda de radio, los flujos de energía tienen duraciones que varían en nueve órdenes de magnitud desde milisegundos a meses, con emisiones que superan en varias órdenes de magnitud la radiación solar quieta (Benz, 2009a). La variedad de estos eventos abarca desde las CMEs y las fulguraciones solares, hasta estallidos de radio, radio picos y otras estructuras finas que han sido observadas Zucca et al. (2012). Los rangos de radio frecuencia en la corona lejana y la heliósfera interna corresponden a las bandas métrica, decamétrica, hectométrica y kilométrica, en tanto que en la corona y corona baja corresponde a las bandas decimétrica, centimétrica y la región de microondas (Benz, 2009a).

3.3.1 CMEs, fulguraciones y estallidos

En la región externa del Sol, la corona solar, se llevan a cabo procesos dinámicos en donde intervienen distribuciones de partículas, campo magnético y una diversidad de ondas interactuando de forma compleja. Los mecanismos de interacción partícula-partícula y onda-partícula, junto con inestabilidades en la densidad del plasma dan origen a perturbaciones que evolucionan en el tiempo dando como resultado grandes emisiones de radiación y eventos explosivos que transportan material solar y campo magnético hacia el medio interplanetario. Los eventos solares más evidentes de este tipo son las CMEs, las fulguraciones (o protuberancias) y los estallidos de radio.

Las CMEs y las fulguraciones son fenómenos que se observan en un amplio espectro electromagnético, desde los rayos gama hasta las ondas de radio (Zucca et al., 2012). Estos eventos son capaces de provocar oscilaciones del plasma, que posteriormente dan origen a estallidos con emisiones de radiación en diferentes longitudes de onda.

El estudio de estallidos de radio se ha realizado de forma extensa mediante el empleo de diversos radiotelescopios. Por ejemplo, en el estudio de Zucca et al. (2012) se muestran estallidos de Tipo II, III y IV con frecuencias entre 10 y 400 MHz detectados con los espectrómetros CALLISTO (Compound Astronomical Low frequency Low cost Instrument for Spectroscopy Transportable Observatory) del Observatorio RSTO (Rosse Solar-Terrestrial Observatory). En particular, en este trabajo reportan estructuras finas observadas durante estallidos de radio Tipo II (Ver Figura 11), las cuales se cree que son producidas por haces de electrones lanzados desde frentes de choque moviéndose a través de la corona baja y alta.

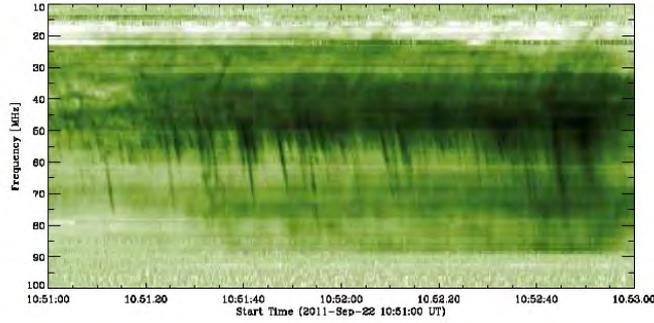


Figura 11: Espectro dinámico con estructura herringbone producida en un estallido Tipo II (Zucca et al., 2012).

Tipo de estallido	A. banda (MHz)	Duración (seg)
I	4	1
II	4	300
	20	2
III	100	2
IV	200	1000
V	30	20

Tabla 1: Estallidos de radio en longitudes de onda métricas para una frecuencia de 200 MHz, (Benz Arnold O., 2009).

Existen estallidos de radio que no están asociados necesariamente a fulguraciones. Tal es el caso de las tormentas de ruido, que se relacionan con regiones activas, y con fuentes que están vinculadas a CMEs (Benz, 2009a). Las tormentas de ruido emiten radiación en longitudes de onda métricas y decamétricas, presentando una emisión continua extensa y picos de banda estrecha, lo cual es una característica propia de los estallidos de radio Tipo I. La intensidad de la temperatura de brillo en el continuo de emisión de las tormentas de ruido está entre $10^7 - 10^{10}$ °K, aunque se sabe que llegan a exceder los 10^{11} °K, con una duración entre 0.1 y unos pocos segundos (Benz, 2009a). En longitudes de onda decamétricas las tormentas de ruido se comportan un poco diferente a las longitudes de onda métricas, presentando una estructura con pares de rápidas derivas en frecuencia invertidas y divididas. Por otro lado, en las longitudes de onda métricas se pueden observar estallidos de todos los tipos (i.e. I al V). Las propiedades de estos estallidos para una frecuencia de 200 MHz se muestran en la tabla 1 reportada por (Benz, 2009a), en donde se menciona que a excepción del tipo I, los demás estallidos están relacionados con fulguraciones, pudiendo llegar a alcanzar temperaturas de brillo de al menos 10^{12} K.

En longitudes de onda decimétricas también se pueden observar diferentes tipos de estallidos. Por ejemplo los estallidos de tipo IV cuyos tiempos de duración pueden ser desde decenas de segundos hasta horas. Algunas veces, dentro de estos estallidos se encuentran grupos de picos con anchos de banda estrechos, así como estructuras finas con derivas moderadas que se conocen como fibras (Benz, 2009a). El origen de las emisiones de radiación con alta intensidad en longitudes de onda decimétricas está relacionado con la inestabilidad de la distribución de velocidades de electrones no térmicos, la cual produce ondas de plasma que se acoplan de manera coherente con las ondas de radio (Dąbrowski et al., 2011b). Se han observado también pulsos con anchos de banda mayores a 100 MHz y con separaciones entre 0.1 y 1 s. A estos pulsos se les conoce como *pulsaciones decimétricas* y se les asocia a emisiones de rayos-X duros provenientes de fulguraciones. Otro tipo de estallidos son los radio picos, cuyo ancho de banda es muy estrecho y se asocian con emisiones en rayos-X duros. En la sección 3.3.2 hablaremos más sobre este tipo de eventos.

Los estallidos en longitudes de onda centimétricas están conformados por estallidos de radio Tipo IV μ cuya emisión abarca frecuencias superiores a 1 GHz hasta alcanzar incluso el rango submilimétrico. Estos estallidos se asocian con emisiones de tipo giro-sincrotrón de partículas (electrones semi-relativistas) y su emisión esta relacionada con la distribución de energía de los electrones.

En la literatura se pueden encontrar reportes que proporcionan información estadística acerca de observaciones de estallidos solares (Benz, 2009a). En las gráficas de la Figura 12 se muestran resultados, con base en reportes de diversos observatorios, de un estudio sobre la distribución de densidad de flujo máxima presentada en estallidos causados por fulguraciones. En las gráficas se muestra el número promedio de estallidos diarios y la densidad de flujo máxima observada para los ciclos solares 20 – 23, para un rango de frecuencias de 1 – 10 GHz (columna izquierda) y 10 – 20 GHz (columna derecha). En la gráfica se puede ver que los estallidos de baja intensidad (densidad de flujo menor) ocurren con mayor frecuencia que los estallidos de alta intensidad. En cuanto a la variación del número de estallidos diarios con el ciclo solar, se ha reportado que durante un máximo solar largo, hay en promedio un estallido mayor a 1000 sfu¹ diario en el rango de 1 – 10 GHz (Benz, 2009a). Otro resultado relacionado con el número de estallidos diarios se presenta en la gráfica 13, en donde se muestra el promedio de estallidos de radio por día para tres rangos de frecuencia entre 10³ y 10⁴ MHz. En la gráfica se ve que el número de eventos diarios es mayor para frecuencias que están entre 4 y 10 GHz.

¹ 1sfu = 10⁻²² Wm⁻²Hz⁻¹

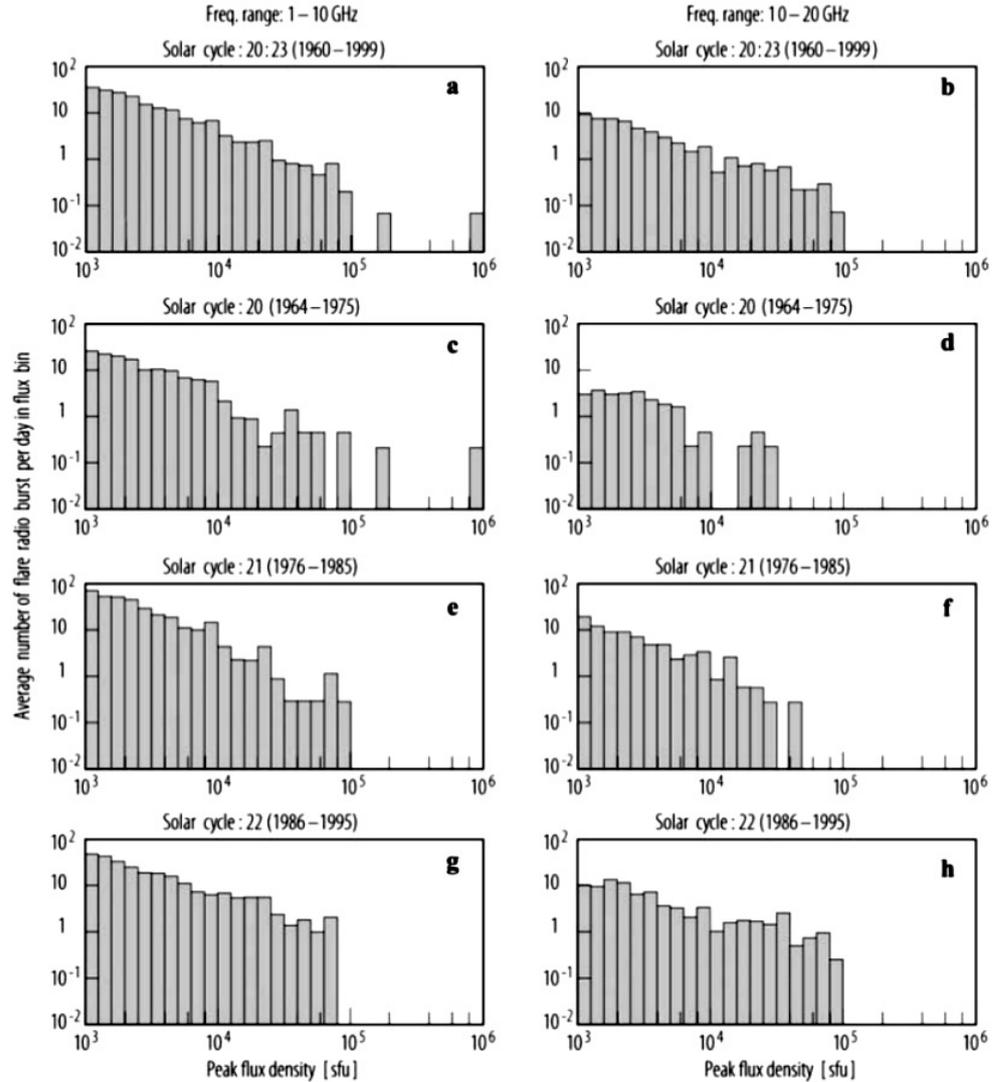


Figura 12: Promedio de estallidos diarios y su flujo máximo de emisión en radio para un rango de frecuencias de 1 a 10 GHz (izquierda) y 10 a 20 GHz para los ciclos solares 20 a 23 (Benz Arnold O., 2009). Se puede apreciar que los estallidos con menor densidad de flujo ocurren con mayor frecuencia que los de mayor densidad de flujo.

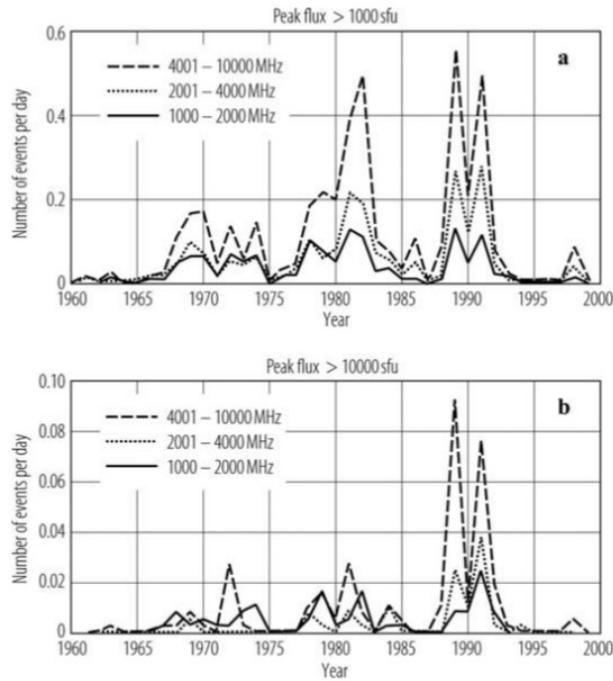


Figura 13: Reporte del promedio de estallidos diarios entre 1960 y 2000 (Benz Arnold O., 2009).

3.3.2 Radio picos

Los radio picos son eventos transitorios rápidos conformados por emisiones electromagnéticas intensas, cuya duración máxima no excede una décima de segundo y con anchos de banda de aproximadamente 0.2 a 2.0% de la frecuencia central (Benz, 2002). Los radio picos aparecen en grupos formados por varios miles de picos individuales durante la fase impulsiva de una fulguración. Por ejemplo en un rango observado entre 100 y 1000 MHz una fulguración puede tener hasta unos 10000 radio picos (Benz, 1985). Los grupos pueden observarse como cadenas de picos individuales casi a una misma frecuencia o en algunos casos presentando derivas en frecuencia. Los radio picos decimétricos están asociados a fulguraciones y pueden ser observados sin problemas debido a su alta temperatura de brillo ($\approx 10^{15}$ °K) y a su alta densidad de flujo (≈ 100 sfu) (Dąbrowski et al., 2011b). Se ha encontrado que, de las emisiones coherentes de radio, los radio picos decimétricos son los que tienen una asociación muy estrecha (hasta de un 95%) con fulguraciones.

Se piensa que el ancho de banda de los radio picos es causado por las inhomogeneidades de la fuente de emisión y que no tiene relación con la intensidad de la densidad de flujo de los picos. Los reportes actuales sobre radio picos que aparecen en la fase principal de las fulguraciones concuerdan con la idea de que la fuente de origen de

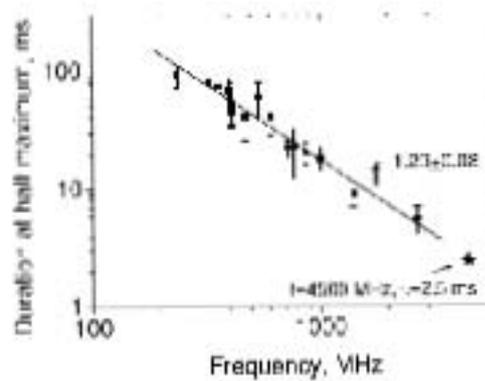


Figura 14: Duración de picos observados a potencia media (half maximum) vs frecuencia de observación basada en datos publicados (Rozhansky et al., 2008).

un cúmulo de picos está formado por la concentración de electrones rápidos en la parte alta de un bucle magnético que, junto con inhomogeneidades en la fuente, originan el 'atrapamiento' de electrones (Fleishman and Melnikov, 2003) debido a una distribución de cono de pérdida. El espectro de energía de los electrones que quedan atrapados en el bucle corresponde a un espectro no térmico. Por otro lado, cuando la anisotropía de la distribución local es inestable y aumenta respecto al promedio, se produce la emisión de tipo *electrón-ciclotrón maser* (ECM) que da origen a radio picos individuales dentro del bucle. La emisión ECM es un tipo de mecanismo considerado como responsable de muchos tipos de radiación no solo solar, sino también planetaria y estelar. Existen trabajos en donde se reporta la evidencia de que los radio picos solares son producidos por emisiones de tipo ECM (Fleishman et al., 2003). Se cree que en este tipo de emisión las inhomogeneidades magnéticas de corta escala, junto con las inhomogeneidades de densidad pueden causar un ensanchamiento de los picos (Fleishman, 2004) y que las fluctuaciones que sufre la distribución del ángulo de incidencia de los electrones respecto al campo magnético (de cuyo valor depende la reflexión o precipitación de electrones hacia las bases del bucle) pueden ser producidas por turbulencias magnéticas.

Resultados obtenidos con observaciones a frecuencias en el rango decimétrico demuestran que la duración de los radio picos depende de la frecuencia de emisión, resultando ser menor a medida que las frecuencias crecen (Guedel and Benz, 1990a). En la Figura 14 se muestra una gráfica de la duración de los radio picos tomada a la mitad del máximo, presentada por Rozhansky et al. (2008) con base en los datos publicados por otros autores. La extrapolación de la curva en la gráfica predice que la duración de los picos a una frecuencia $f > 4.5$ GHz debería de ser menor a 2 ms. En este trabajo se reporta también el análisis de un cúmulo de radio picos solares, registrados entre 4.5 y

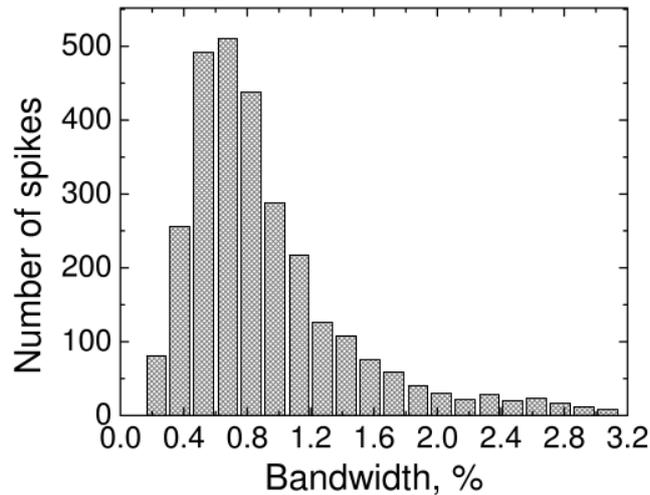


Figura 15: Distribución del ancho de banda para un cúmulo de radio picos (Rozhansky et al., 2008).

6 GHz el 10 de abril de 2001, en donde se identifican alrededor de 3000 picos. El cúmulo fue observado cerca del disco solar durante una fulguración asociada a una CME, estallidos de radio tipo II y IV y a un fuerte estallido de microonda continuo. El cluster de picos ocurrió durante un potente estallido de microonda largo con una intensidad de 6000 sfu alrededor de 9.4 GHz, detectándose emisiones coherentes altamente polarizadas. Para hacer el análisis estadístico de los radio picos utilizaron una técnica numérica especial con la finalidad de separar los picos traslapados y obtener los radio picos individuales. Uno de los resultados que obtienen de este análisis es que la distribución del ancho de banda de los picos es asimétrica, observándose un incremento pronunciado en el número de picos con anchos de banda pequeños y un decrecimiento suave en el número de picos con anchos de banda mayores (Figura 15).

Aplicando la técnica propuesta por Rozhansky, se caracterizó a los 3000 picos extraídos con una amplitud, una frecuencia promedio y un ancho de banda. La distribución del promedio de frecuencias se muestra en la Figura 16, en donde se puede ver que el número de picos detectados es menor para frecuencias mayores. En la gráfica también se puede apreciar que para una frecuencia de ≈ 5 GHz se nota una fuerte disminución en el número de picos, lo cual se atribuye a un mal funcionamiento de algunos canales de frecuencia del instrumento.

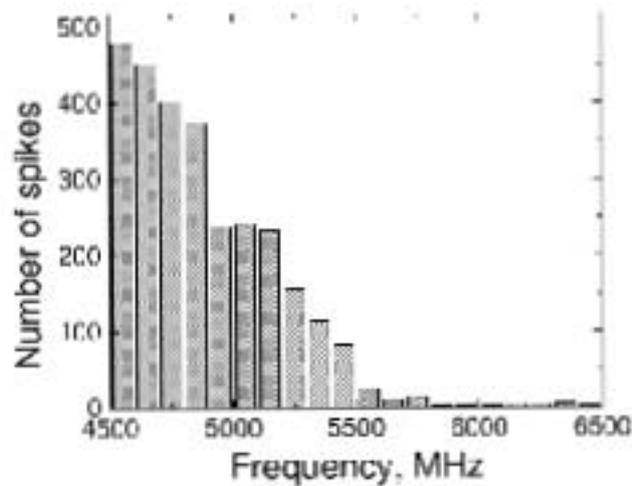


Figura 16: Distribución de frecuencias para 3000 picos extraídos de un evento (Rozhansky et al., 2008).

3.4 MECANISMOS DE INTERACCIÓN EN EVENTOS TRANSITORIOS

En el Sol, al igual que en muchos otros objetos o fenómenos del Universo se producen constantemente interacciones entre partículas y ondas dentro del material ionizado que los conforma. Estas interacciones juegan un papel importante en los procesos dinámicos que ahí se dan. De la misma manera, el papel que juegan el campo magnético y las distribuciones de partículas es fundamental para determinar la manera en que las interacciones se lleven a cabo y contribuyan en la formación de eventos transitorios. Los modelos propuestos sobre mecanismos de interacción vinculados a la producción de eventos transitorios en el Sol y en otros objetos similares, toman en cuenta que las emisiones intensas de energía se desarrollan dentro de regiones con inestabilidades donde hay partículas y ondas interaccionando dentro de un plasma inmerso en un campo magnético.

De los mecanismos de interacción capaces de generar emisiones de radio que involucren grandes cantidades de energía, se encuentra el mecanismo *electrón-ciclotrón tipo maser* (ECM). Durante décadas se han propuesto teorías sobre el mecanismo de interacción ECM, en las que se cree que este tipo de interacción explica las altas temperaturas de brillo superiores a 10^{10} °K y cuyas emisiones están asociadas con ciertos tipos de estallido de radio observados en el Sol y en otras estrellas (Melrose and Dulk, 1982). Las inestabilidades ECM poseen características adecuadas para explicar la generación de eventos transitorios con diferentes rangos de emisión en radio como: los radio picos solares en el rango decimétrico y en microondas; la radiación decamétrica en Júpiter y Saturno, así como la radiación kilométrica en auroras terrestres; estallidos de radio solares tipo I, estructuras solares finas de

Tipo IV y emisión solar de Tipo V; y los estallidos provenientes de estrellas fulgurantes y estrellas binarias (Aschwanden and Benz, 1988).

Las investigaciones realizadas sobre la interacción ECM, se basan en el estudio de la evolución de las ondas electromagnéticas, la distribución inestable de los electrones y las perturbaciones en el campo magnético en regiones conformadas por bucles coronales. Existen estudios en los que se han investigado los procesos de interacción onda-partícula mediante simulaciones de inestabilidades ECM en el plasma, es decir, la amplificación de ondas electromagnéticas junto con el relajamiento de una distribución inestable de electrones (Kuznetsov and Vlasov, 2012). En estos trabajos se simula el tiempo de evolución de una distribución de electrones correspondiente a una fuente de emisión de radio, utilizándose parámetros de ambientes astrofísicos conocidos, como el caso de las magnetósferas planetarias de la Tierra y Saturno por ejemplo. Con simulaciones hechas en estos estudios, los resultados encontrados para la intensidad de emisión y la distribución de electrones han coincidido con las observaciones *in situ* de estas fuentes de emisión.

En otros trabajos se han propuesto modelos para estudiar la generación de picos solares de milisegundos tomando en cuenta inhomogeneidades de campo magnético a gran escala junto con inhomogeneidades del plasma a pequeña escala. Los resultados obtenidos con estos estudios muestran que la presencia de inhomogeneidades influye en las propiedades espectrales (frecuencia de emisión, ancho de banda y deriva en frecuencia) y temporales de la emisión (duración de los picos), y que la intensidad de la emisión depende fuertemente de las escalas y dinámica de las inhomogeneidades del campo magnético y del plasma (Vlasov et al., 2002).

En el mecanismo ECM la emisión se origina por inestabilidades en el cono de pérdida de regiones cercanas a la base de los bucles magnéticos. Una de las características de las inestabilidades ECM es que ocurren en distribuciones de velocidad de electrones con frecuencias de giro mucho mayores a la frecuencia del plasma ($\omega_{ce} \gg \omega_{pe}$), atrapados dentro de fuertes campos magnéticos (Vlasov et al., 2002; Tan, 2013a). Esto da como resultado temperaturas de brillo extremadamente altas que pueden llegar hasta hasta 10^{18} K , con un alto grado de polarización circular, escalas de tiempo cortas y un ancho de banda angosto (Melrose and Dulk, 1982).

Otro mecanismo de emisión propuesto como responsable en la generación de eventos transitorios tiene que ver con la generación de ondas de plasma a partir de procesos de aceleración de electrones, y su posterior conversión a ondas electromagnéticas por medio de interacciones onda-onda. De acuerdo a este mecanismo, los electrones inyectados en la parte superior de un bucle magnético pueden que-

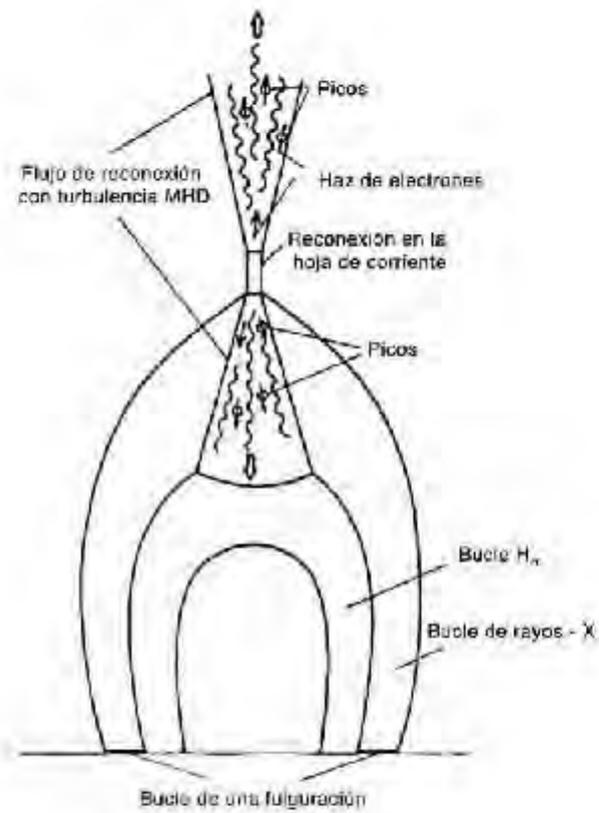


Figura 17: Mecanismo de generación de un radio pico (adaptada de Slobec et al. 1998).

dar atrapados al ser reflejados por el efecto de espejo que se produce en el cono de pérdida del bucle, o bien pueden precipitarse hacia las bases de éste, dependiendo del ángulo de inclinación con el que entran con respecto a la dirección del campo magnético. Los electrones reflejados por el efecto de espejo pueden sufrir colisiones o interactuar con las ondas que se generan dentro del bucle, ocasionando su amplificación por resonancia mientras se mantenga una inestabilidad en las regiones dentro del bucle. La tasa de crecimiento de las ondas puede provocar una amplificación importante incluso en distancias pequeñas del orden de cientos de radios de giro del electrón (Melrose and Dulk, 1982). Esto explica las escalas de tiempo cortas de los estallidos. Este modelo está relacionado con el proceso de reconexión de líneas de campo magnético en la parte alta de los bucles magnéticos. Cuando las líneas de campo magnético en la parte superior del bucle llegan a reconectarse debido a que el plasma del bucle empuja las líneas de campo magnético, los electrones son acelerados formándose haces de electrones hacia arriba y abajo de la zona de formación del bucle (Figura 17) (Li, 1986; Melrose and Dulk, 1982). Los electrones acelerados dan origen a ondas de plasma y ondas electromagnéticas que se propagan por el plasma altamente perturbado, sufriendo reflexiones provocadas por inhomogeneidades en la densidad del plasma (Zlobec and Karlický, 1998).

3.5 DETECCIÓN DE TRANSIENTES

Las Ciencias Espaciales y la Astronomía han tenido un progreso notable a través de proyectos ambiciosos y el desarrollo de instrumentación. En la rama de la instrumentación se han alcanzado avances significativos que han permitido obtener observaciones del cielo con una mayor resolución, sensibilidad y campo de visión. El surgimiento de una nueva generación de instrumentos para el estudio del Universo involucra ya el uso de arreglos de radio telescopios. Ejemplos de estos son: el ASKAP (*Australian SKA Pathfinder*) y el MWA (*Murchison Widefield Array*) en Australia, LOFAR (*Low Frequency Array*) en Holanda y otros países europeos, el SKA (*Square Kilometer Array*) en Australia y Sudáfrica (Macquart, 2011), el LWA₁ (*Long Wavelength Array Station*) (Ellingson et al., 2013) y el VLA (*Very Large Array*) (Law and Bower, 2014) en Nuevo México.

Las ramas de investigación que comprenden estos radio telescopios, incluyen proyectos para el estudio de eventos transitorios rápidos (Fender, 2012; Colegate and Clarke, 2011). El SKA, por ejemplo, es considerado como un instrumento ideal para la búsqueda de eventos transitorios (Colegate and Clarke, 2011). En éste proyecto el área colectora total será de un kilómetro cuadrado, lo cual permitirá que el

arreglo cuenta con mayor sensibilidad y campo de visión en comparación con otros radio telescopios.

3.5.1 *Problemas y estrategias de detección*

Aun con el avance en el desarrollo de radio telescopios, la detección de eventos transitorios encara todavía algunas dificultades. El principal problema al que se enfrenta es la aparición de señales espurias de radio frecuencia causadas ya sea por interferencias de origen natural o provocadas por el hombre (Burke-Spolaor and Bailes, 2010), o bien por la presencia de señales de ruido debido a efectos instrumentales o fluctuaciones estadísticas (Burke-Spolaor and Bailes, 2010).

Para solucionar el problema que presenta la detección de transientes debido a las interferencias, los observatorios implementan algunas técnicas de detección. La principal técnica se basa en la exclusión de señales que no figuran como candidatos a transientes. Para su distinción, se toma en cuenta que a su paso por el medio los transientes sufren un retraso en el tiempo de su detección, y que este retraso depende de la frecuencia de emisión del transiente. El retraso en la señal se origina como consecuencia de la propagación del transiente a través de columnas de plasma ionizado en el medio interestelar y se refleja como un retraso en el arribo de la señal, el cual es distinto para cada frecuencia que conforma el ancho de banda de emisión del transiente, siendo este retraso mayor a medida que la frecuencia de emisión es menor. Para el caso de radio telescopios con sistemas de receptores múltiples, las señales espurias locales aparecen en todos o la mayoría de los haces de los receptores, mientras que una señal real de origen astrofísico aparece sólo en alguno de los haces. Esta es una estrategia para búsqueda de transientes utilizada en observatorios con arreglos de antenas, como el caso del VLBA en EU y el GMRT (*Giant Metrewave Radio Telescope*) en la India (Bhat, 2011).

Por otra parte, para la detección de transientes rápidos se requiere del procesamiento de señales observadas con muestreo de alta resolución temporal y espectral (Burke-Spolaor and Bailes, 2010). Por ejemplo, el radiotelescopio LOFAR cuenta con una resolución temporal alta de decenas de nanosegundos. Con las características de este radiotelescopio se estima una tasa de detección de transientes de 20 a 200 eventos diarios (Fender and Bell, 2011).

3.5.2 *Empleo de técnicas digitales*

Las características de radio telescopios construidos en proyectos actuales dependen de parámetros específicos con los que fueron dise-

ñados para trabajar, como: la frecuencia central y el ancho de banda de operación; la resolución temporal y espectral de los receptores; el campo de visión determinado por el área efectiva que cubren; y la sensibilidad. Los radio telescopios más sofisticados utilizan arreglos de antenas y de receptores. Más aun, cada receptor puede estar diseñado para trabajar con múltiples canales con el fin de fraccionar el ancho de banda total de observación y asignar diferentes rangos de frecuencia a los canales para conseguir una mayor resolución espectral.

Adicionalmente, se emplean técnicas de interferometría en donde se combinan aspectos relacionados con la ubicación espacial y la orientación de las antenas, cuya importancia ha sido tomada en cuenta para el desarrollo de radio telescopios como el GMRT y el VLA. El empleo de arreglos en radio interferometría explota los avances logrados en el procesamiento de señales, además de permitir alcanzar grandes áreas de apertura mediante el uso de una gran cantidad de antenas pequeñas (Cohanin et al., 2004).

El uso de arreglo de antenas es útil para mejorar la resolución y aumentar el área colectora de un radio telescopio. La configuración del arreglo de antenas ofrece diferentes posibilidades para cubrir modos de observación del cielo. Estos modos pueden abarcar observaciones con un campo de visión amplio o bien observaciones en una dirección específica. Los modos de observación dependen del modo de detección del radio telescopio, de acuerdo a cómo se combine la señal de salida de los elementos que conforman el arreglo de antenas. Un modo de detección usado consiste en sumar la señal de salida de cada elemento del arreglo después de haber pasado por un detector de ley cuadrática. Este modo de detección se le conoce como modo coherente. En este modo, aunque se mantiene el ancho del patrón de radiación resultante con respecto al de las antenas por separado, la potencia recibida (en una antena equivalente al arreglo) es mayor que la recibida por cada una de las antenas individuales. Este modo es útil para observaciones que requieren amplio campo de visión y aumento de sensibilidad del radio telescopio. Por otro lado, para lograr una mejor resolución del haz del radio telescopio se pueden sumar, usando una fase apropiada, las señales de salida de cada uno de los elementos del arreglo de antenas y luego pasar la señal sumada por un detector de ley cuadrática. Esto da como resultado un patrón de radiación con mayor resolución y sensibilidad aún. A este modo de detección se le llama detección coherente. En los trabajos de Colegate and Clarke (2011) y Trott et al. (2013) se menciona que para lograr la detección de transientes de manera óptima, es conveniente explotar la combinación de una alta sensibilidad y un amplio campo de visión, junto con el uso de sistemas digitales para procesamiento de señales. Se piensa que para la detección de transientes rápidos, se

pueden emplear modos de detección que permitan combinar una alta sensibilidad con un ancho de visión pequeño, o bien, combinar una sensibilidad baja con un ancho de visión grande.

En la exploración de eventos transitorios rápidos no sólo se utilizan arreglos de radio telescopios, sino también radio telescopios individuales de gran tamaño, como el caso de las investigaciones con los radio telescopios Parkes ([Burke-Spolaor and Bailes, 2010](#)) y Arecibo ([Cordes and McLaughlin, 2003](#)), los cuales se caracterizan por tener un amplio campo de visión. Incluso, con el avance que se ha dado en el área de la electrónica digital es posible la construcción de radio telescopios utilizando instrumentación de bajo costo, como el caso del Observatorio RSTO (*Ross Solar-Terrestrial Observatory*) en Irlanda, en donde utilizan 3 espectrómetros CALLISTO de baja frecuencia para monitoreo de estallidos de radio del Sol. Estos espectrómetros pueden ser configurados para hacer barridos de frecuencia usando hasta 400 canales con un máximo de 800 mediciones por segundo ([Zucca et al., 2012](#)). Otro ejemplo es el espectrómetro GBRBS (*Green Bank Solar Radio Burst Spectrometer*) en Virginia ([Bradley et al., 2005](#)) y los espectrómetros de los observatorios BAO (*Beijin Astronomical Observatory*), PMO (*Purple Mountain Observatory*) y YAO (*Yunnan Astronomical Observatory*) de la comunidad de Radio Astronomía Solar China ([Fu et al., 1995](#)).

La parte digital de los sistemas que conforman a los radio telescopios es muy importante. Esta etapa del diseño comprende el uso de *convertidores de señal analógica a digital* (ADC) de alta velocidad con tiempos de conversión de μs . Para procesar la señal digital de salida y hacer la correlación de señales (lo cual es una tarea costosa desde el punto de vista computacional) se utilizan dispositivos FPGAs cuyas velocidades de reloj son de hasta 25,000 veces mayor que la tasa de muestreo ([Lonsdale et al., 2009](#)). Adicionalmente, el procesamiento requiere de la implementación de clusters de procesadores, como GPUs (*Graphic Process Units*) por ejemplo, para acelerar aun más el procesamiento de los datos.

Con respecto al procesamiento de grandes cantidades de datos, la parte computacional juega un papel determinante para la detección de eventos transitorios rápidos. Los avances tecnológicos en super computadoras y dispositivos GPU, así como el empleo de diseños digitales son herramientas indispensables para el análisis simultáneo de enormes flujos de datos que provengan de múltiples sistemas. Otro aspecto importante a considerar, está relacionado con las tácticas de almacenamiento de grandes cantidades de datos que generan las observaciones. Para evitar los elevados costos que demanda el almacenamiento de datos en las investigaciones, la búsqueda de transientes se lleva a cabo en tiempo real y únicamente los datos que son candidatos a transientes son guardados para ser verificados y anali-

zados posteriormente, tal como ocurre con el arreglo SKA (Colegate and Clarke, 2011). Las tareas implicadas en el ámbito computacional constituyen un reto para el procesamiento eficiente de datos y para la aplicación de algoritmos que faciliten la identificación de señales que correspondan a firmas reales de transientes, de manera que no sean confundidas con las interferencias que aparecen durante las observaciones.

Por otro lado, los procesos de detección de transientes involucran una etapa en la cual al ser detectado un evento, se envía una notificación a diferentes observatorios desde un centro de coordinación que se encuentra en red (Palaniswamy et al., 2014). Estos observatorios cuentan con equipos de cómputo configurados para recibir el comunicado desde la unidad central, indicando sobre la ocurrencia de algún evento. Al distribuirse la notificación, los observatorios involucrados reciben también información sobre las coordenadas en las cuales se ha detectado el transiente, de manera que los telescopios realizan un movimiento rápido en algunas decenas de segundos para apuntar en la dirección recibida e iniciar el registro de observaciones.

Parte II

INSTRUMENTACIÓN

La parte observacional es un aspecto fundamental en el estudio de eventos transitorios rápidos en el Sol. Para hacer observaciones de esta clase de eventos se debe contar con instrumentación apropiada con alta resolución temporal y espectral que garantice de manera confiable su detección. En esta parte se describe el trabajo de instrumentación desarrollado hasta el momento, para la conformación de un espectrómetro digital que permita la detección de eventos transitorios rápidos en conjunto con el uso de dos antenas pequeñas del observatorio de La Luz.

ESPECTRÓMETRO DE ALTA RESOLUCIÓN TEMPORAL

4.1 DISEÑO

Parte del trabajo realizado en este proyecto consistió en el desarrollo de instrumentación encaminada hacia la detección de eventos transitorios rápidos en el Sol, que es la materia de estudio de nuestro interés. Un aspecto importante en el desarrollo de la instrumentación es el costo de los componentes. En particular, en este proyecto el costo global de los elementos que componen la instrumentación no es tan alto comparado con otros proyectos más sofisticados. Sin embargo, las limitaciones económicas a las que se enfrenta un proyecto de investigación de este tipo están siempre presentes. Para la selección del material utilizado se requirió hacer en principio una minuciosa investigación sobre las necesidades y características de cada uno de los elementos que conforman el diseño de la instrumentación, con el fin de solicitar apoyo para el financiamiento del proyecto y aprovechar de manera eficiente los recursos existentes.

El diseño del espectrómetro se compone de varias etapas, tal como se muestra en la Figura 18. Estas etapas se dividen de manera general en dos partes: *a)* la parte analógica, que comprende las antenas, amplificadores LNA¹ y receptores; y *b)* la parte digital, conformada por una tarjeta ADC², una tarjeta FPGA³, equipo de cómputo y software para procesamiento de las señales. Todos los elementos del diseño están interconectados de manera que la señal de entrada en las antenas, después de pasar por las diferentes etapas del diseño, será digitalizada y almacenada en una computadora para su posterior análisis. A continuación se da una descripción detallada de cada una de las etapas que conforman el proyecto global.

4.2 PARTE ANALÓGICA

La parte analógica del sistema consta de todos los componentes del sistema por donde pasa la señal, desde el momento de su detección

¹ Low Noise Amplifier, por sus siglas en inglés

² Analog to Digital Converter, por sus siglas en inglés

³ Field Programmable Gate Array, por sus siglas en inglés

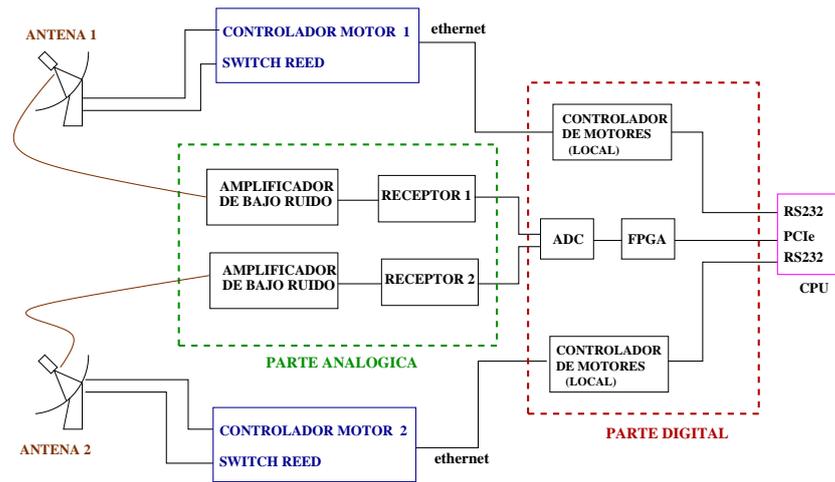


Figura 18: Diseño general del sistema para detección de eventos transitorios rápidos solares y pulsares.

en las antenas, hasta su salida por el receptor. Estas etapas conforman la que se conoce como el *front-end* del sistema. La señal que captan las antenas es una señal de tipo analógica. Este es un tipo de señal que se genera de manera continua y que se puede representar como una función dependiente del tiempo. En nuestro caso, las señales que se recibirán son señales de radio emitidas desde el Sol o desde pulsares, que son las que nos interesa observar. A continuación se describen las etapas que conforman la parte analógica del sistema.

4.2.1 Antenas

Las antenas forman parte de la etapa inicial del sistema empleado para las observaciones. Para el proyecto se utilizarán dos antenas parabólicas de 2.3 m de diámetro, con una longitud focal de 87.7 cm y un haz de $\approx 7^\circ$ grados de ancho. Las antenas se componen de cuatro secciones construidas con malla de C/Ku enmarcadas en material de aluminio. Su peso es de 72.5 Kg incluyendo la montura que provee movimiento con una cobertura completa en las direcciones azimutal y en elevación. Están colocadas a una altura de 6 m, sobre la superficie del suelo. Las especificaciones técnicas de las antenas se proporcionan en la Tabla 2 (MIT, 2012). La ubicación de las antenas dentro del observatorio se muestra en la Figura 19. La planeación de la ubicación se realizó teniendo en cuenta la mejor visibilidad posible para llevar a cabo las observaciones, de acuerdo con el espacio disponible en el sitio del Observatorio de La Luz. Para su reubicación se realizaron trabajos de obras civiles que se estuvieron supervisando periódicamente y que incluyen tanto el desmantelamiento de la instalación original, como actividades para la reinstalación de las antenas: construcción de columnas, conductos y registros de preparación pa-

Tabla 2: Especificaciones técnicas de las antenas SRT

Diámetro	2.3 m
Area geométrica	4.11 m ²
Longitud focal	87.7 cm
Ancho del haz	7 °

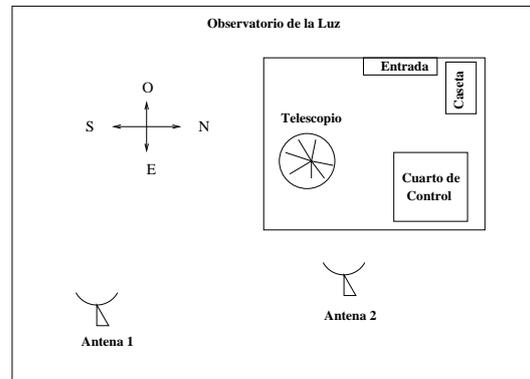


Figura 19: Ubicación de las antenas en el sitio del Observatorio de La Luz.

ra la instalación posterior del cableado. Una imagen panorámica del sitio donde se observa la instalación de las antenas se muestra en la Figura 20.

4.2.2 Amplificador de bajo ruido

Una vez que la antena capta una señal de radio proveniente de alguna fuente, la señal puede ser manipulada para su análisis. Sin embargo, dado que la señal de radio original captada por la antena es muy débil y sufre pérdidas originadas por el paso de la señal a través de las líneas de transmisión, es común que la señal se tenga que hacer pasar por una primera etapa de amplificación sin alta ganancia, pero con la suficiente para compensar las pérdidas, de manera que la razón de señal a ruido no se vea afectada de manera significativa. Para lograr esto, actualmente se pueden utilizar dispositivos LNA que permiten amplificar las señales RF débiles agregando el mínimo de ruido posible al sistema. Un buen dispositivo LNA debe tener una *figura de ruido* (NF⁴) baja (1 dB) y una ganancia de 20 dB. Por otro lado, en esta etapa se usa un amplificador pasa bandas cuya finalidad es filtrar y amplificar únicamente las señales que están en el rango de frecuencias que nos interesa estudiar. También se utiliza un dispositivo Bias-T para separar la señal RF que viene de la antena y la corriente DC que se utiliza para alimentar los componentes electrónicos, sin afectarse nin-

4 Noise Figure, por sus siglas en inglés



Figura 20: Vista panorámica de una de las antenas en el sitio del Observatorio de La Luz.

Tabla 3: Componentes del preamplificador

No. de Modelo	Categoría
ZRL-2400LN+	Amplificador de bajo ruido
ZX60-6013E-S+	Amplificador
ZFBT-6G+	Bias-Tee

guna de estas señales. El diagrama con los componentes electrónicos que forman parte de la etapa de preamplificación se muestra en la Figura 21. El preamplificador ya ensamblado se muestra en la Figura 22. Los componentes utilizados para el preamplificador se listan en la Tabla 3.

4.2.3 Receptor

La señal de *radio frecuencia* RF que se captura en la antena está compuesta por ondas electromagnéticas de diferentes frecuencias. De estas, sólo un rango de frecuencias es la que nos interesa estudiar, por lo que se requiere de un proceso de filtrado de la señal para discriminar aquellas que no son de interés. Por otro lado, si las frecuencias que se analizan son suficientemente altas su manipulación se complica, por lo que se debe de aplicar un proceso para trasladar el valor de la frecuencia original a un valor más bajo sin que se modifiquen las propiedades físicas de la señal. El instrumento que se encarga de realizar las tareas anteriores es un receptor, que en nuestro caso fue diseñado para observar señales con una frecuencia central de 1.41 GHz y un ancho de banda de 60 MHz.

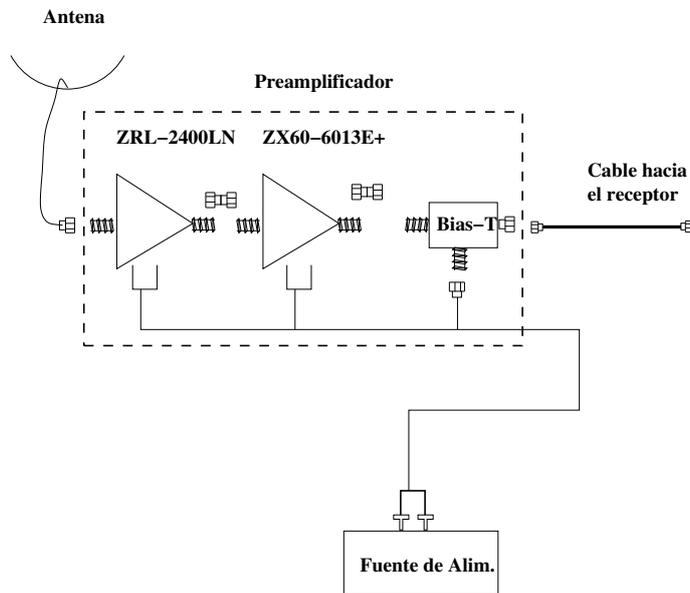


Figura 21: Diagrama con los componentes del preamplificador.



Figura 22: Ensamblado de los componentes que conforman al preamplificador.

Tabla 4: Componentes del receptor

No. de Modelo	Categoría
VLP-20	Filtro pasa bajos
SLP-200+	Filtro pasa bajos
VHF-1200	Filtro pasa altos
SHP-100	Filtro pasa altos
ZFBT-282-1.5A+	Bias-Tee
ZX60-6013E-S+	Amplificador
ZX60-2534M-S+	Amplificador
UNMP-5075	Acoplador de impedancias
ZEM-4300+	Mezclador de frecuencias
ZX95-2150VW-S+	Oscilador de voltaje
Sawtooth 140840	Filtro Saawtooth
Sawtooth 140560	Filtro Saawtooth

Para obtener la frecuencia de operación y el ancho de banda deseado, el receptor requiere de componentes electrónicos como filtros pasa banda, pasa altos y pasa bajos, amplificadores, un oscilador y un mezclador de la señal. La función de los filtros es restringir el paso de señales que estén dentro de un rango de frecuencias, dejando pasar solo el intervalo que se desea estudiar. Después de ser filtrada la señal, ésta pasa por procesos de amplificación y por una etapa de mezclado en donde la señal es multiplicada por una señal artificial senoidal generada con el oscilador para bajar su frecuencia a una frecuencia menor IF (*frecuencia intermedia*), donde pueda ser manipulada con mayor facilidad desde el punto de vista electrónico (ver sección 2.5.1). De la señal que se capta en la antena hay dos posibles frecuencias que se generan al pasar por la etapa de mezclado del receptor. Estas frecuencias corresponden a la suma y diferencia (valor absoluto) de las frecuencias RF y la frecuencia artificial del oscilador. Es necesario que de estas dos frecuencias que se generan se elija la frecuencia correcta que esté relacionada con la frecuencia de operación original que nos interesa observar. En el diseño que estamos implementando la señal enviada desde el oscilador al mezclador tendrá una frecuencia que dependerá del voltaje que se aplique al oscilador. Este voltaje será controlado mediante software que permitirá a su vez tener control sobre la frecuencia IF del receptor.

La construcción del receptor que usaremos para el proyecto de investigación se realizó en el laboratorio de electrónica de las instalaciones del MEXART, en donde se nos brindó apoyo para el desarrollo de la instrumentación. Para la construcción del receptor se emplearon diferentes componentes electrónicos cuyo listado se muestra en la Tabla 4.

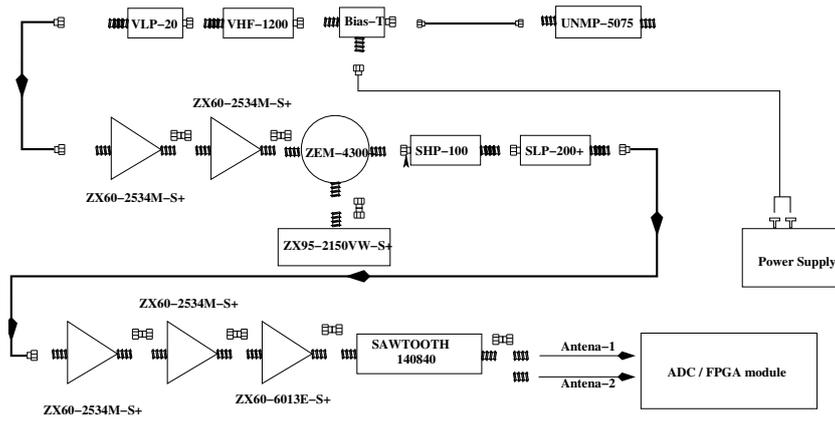


Figura 23: Diagrama con los componentes del receptor.



Figura 24: Ensamblado de los componentes que conforman al receptor.

El diagrama de la conexión de los componentes del receptor se muestra en la Figura 23. Estos componentes fueron ensamblados dentro de una caja de aluminio, en donde se adaptaron las conexiones entre los distintos componentes como se muestra en la Figura 24. En la parte final del ensamblado del receptor se tiene una conexión para enviar la señal a dos posibles filtros *sawtooth*, que se utilizan para lograr un filtrado de señales con un ancho de banda angosto. Las dos posibles conexiones son a un filtro *sawtooth* 140840 o bien a un *sawtooth* 140560, ambos de la compañía Sawcomtech, los cuales operan con un ancho de banda de 84 y 56 MHz respectivamente, con una frecuencia central típica de 140 MHz. Después de que la señal que entra al receptor es procesada, a su salida es enviada a hacia la tarjeta ADC que forma parte de la etapa digital inicial del sistema de adquisición.

4.3 PARTE DIGITAL

La parte digital del diseño es la encargada de procesar las señal que proviene del receptor analógico, que es la parte final del *front-end* del

sistema. La función del sistema digital es manipular la señal analógica que sale del receptor, y convertirla en una señal digital para poderla procesar y analizar. Una señal analógica sólo se puede visualizar en un osciloscopio, pero no se puede procesar directamente en una computadora. Si necesitamos procesar y hacer análisis de los datos que corresponden a la señal es necesario que estos sean digitalizados. La digitalización consiste en tomar en instantes de tiempo periódicos datos de la señal analógica (su amplitud) y convertirlos en un número que pueda ser almacenado en una computadora. Para realizar esta conversión es necesario que los datos se expresen en una forma entendible por la computadora y los dispositivos digitales. Para esto, los circuitos digitales emplean el sistema de numeración binaria en donde las cantidades numéricas se expresan en términos de los dígitos 0 y 1 que se traducen como un estado de voltaje encendido o apagado, lo cual si es entendible por los circuitos electrónicos dentro de una computadora.

4.3.1 Descripción de la implementación de la tarjeta ADC

Una tarjeta ADC es un dispositivo electrónico utilizado para convertir una señal analógica de entrada a una señal digital a su salida. La señal de forma digital (expresada como un número) es interpretada en términos de un valor representado por ceros y unos en el entorno de una computadora. Esto facilita la manipulación de los datos para su procesamiento, transmisión y almacenamiento.

La tarjeta que usaremos para la adquisición de datos es una tarjeta ADS6445 TI que corresponde a una familia de tarjetas ADC de alta velocidad manufacturada por la compañía *Texas Instruments*. La tarjeta trabaja con cuatro canales (A-D), 14 bits de resolución, y una tasa máxima de muestreo de 125 MSPS⁵ ([Texas Instruments, 2007b](#)). A su salida, la tarjeta produce datos en serie a través de interfaces de salida LVDS⁶, así como un reloj de datos DCLK (bit clock) y un reloj de referencia FCLK. La interfase de salida puede estar configurada en modo de alambrado simple o doble. En este último modo la salida de datos se lleva a cabo utilizando un par de interfaces LVDS, lo cual hace posible conectar los dispositivos ADC de alta velocidad a la tarjeta FPGA ([Texas Instruments, 2007a](#)).

El esquema de captura de la señal en la forma de bits de datos y su acoplamiento con las señales de reloj de la tarjeta ADC (bit clock, frame clock e input clock) se muestra en la Figura 25. Dado que la resolución de la tarjeta es de 14 bits y el esquema de serialización es de 16 bits, durante la serialización se toman 14 bits para representar

⁵ Millones de muestras por segundo, por sus siglas en inglés

⁶ Low Voltage Differential Signaling, por sus siglas en inglés

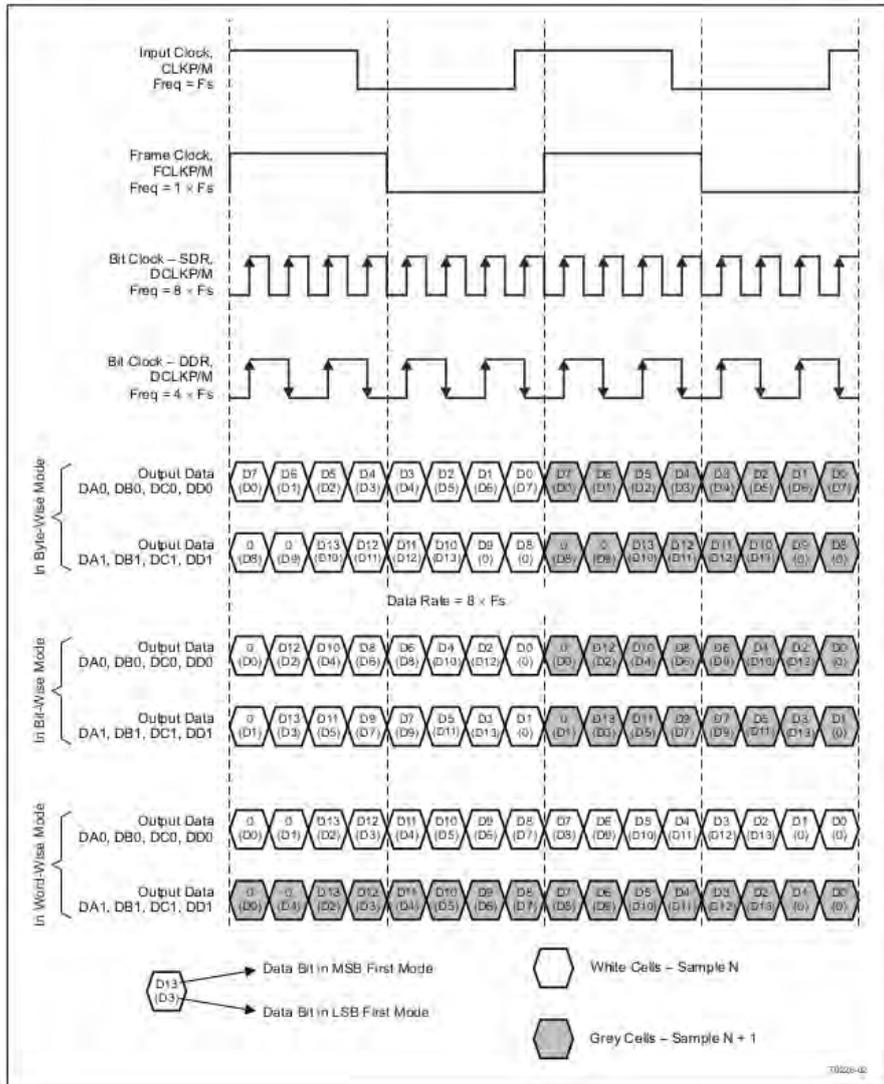


Figura 25: Señal de datos y de reloj para la captura de datos en la tarjeta ADC usando una interfaz con alambrado doble (2-wire) y una serialización de 16 bits. Tomado del manual [Texas Instruments \(2007b\)](#).

cada muestra capturada, rellenándose con cero los 2 bits más significativos restantes del arreglo de bits. La forma en que se van llenando los bits coincide con el arribo al estado alto o bajo por parte del reloj de bits. Como la señal de datos enviada por cada canal es de tipo diferencial, formada por una componente P y una componente N, los bits de datos de la señal capturada se obtienen a partir de ambas componentes cuando se alcanza respectivamente el estado alto (para una de las componentes) y el estado bajo (para la otra componente) del reloj de bits. La serialización de los datos se puede realizar bajo diferentes configuraciones, ya sea en modo *Byte*, *Bit* o *word* (palabra de 16 bits). En el modo *Byte* y *bit* cada muestra requiere de ocho bits por cada alambre (para un canal de doble alambrado), y el llenado de bits para el primer caso es de forma continua hasta llenar un byte por cada alambre, mientras que en el segundo caso el llenado de datos es bit a bit de manera alternada entre cada alambre. En el modo *word* se capturan 16 bits continuos en cada alambre, por lo que en dos ciclos del reloj de referencia se obtienen dos muestras consecutivas. El reloj de referencia determina el ciclo de captura de las muestras, mientras que el reloj de entrada es un reloj global del sistema.

Para comunicar las tarjetas ADC y FPGA se utiliza una tarjeta FMC-ADC-ADAPTER que desarrolla *Texas Instruments*. Esta es una tarjeta adaptadora que permite conectar de forma directa la salida LVDS de la tarjeta ADC con el conector FMC LPC⁷ de la tarjeta FPGA. Una imagen de la conexión de la tarjeta adaptadora con las tarjetas ADC y FPGA se muestra en la Figura 26. El uso de la tarjeta es necesario para conectar los pines de la señal de entrada y salida, y de la señal de reloj de la tarjeta ADC, con pines del conector FMC de la tarjeta FPGA para el control de las señales. La correspondencia entre los pines de los conectores ADC y FMC se puede encontrar en el diagrama esquemático de la tarjeta FMC-ADC-ADAPTER mostrado en la Figura 27. En la figura se hace corresponder a los pines usando el mismo nombre de las etiquetas en los conectores J1 (ASP-127797-01) y J2 (QSH-060-01-F-D-A). Las etiquetas de los pines (IO_0P, IO_0N, etc) en el conector FMC (J1) están asociadas con etiquetas que identifican a los mismos pines dentro de la tarjeta FPGA para su manejo con fines de programación de la tarjeta. Esta identificación corresponde con la localidad de los pines en la tarjeta FPGA, a la cual se hace referencia dentro de los programas para identificar la procedencia de las señales de entrada y salida, así como las señales de reloj. La asignación de la localidad de los pines en la tarjeta FPGA depende del banco (H, G, D o C) en el que se encuentren los pines. El mapeo de los pines en la tarjeta FPGA se muestra en la Figura 28.

Un resumen del mapeo de los pines de las señales de salida de la tarjeta ADC (canales de datos, reloj de datos y de referencia) hacia la

⁷ FPGA Mezzanine Card Low Pin Connector, por sus siglas en inglés

Tabla 5: Mapeo de las señales de salida de la tarjeta ADC hacia la tarjeta FPGA.

Señal ADC	Pin FPGA
DA0_P	H14
DA0_N	G15
DA1_P	C5
DA1_N	A5
DB0_P	D18
DB0_N	D19
DB1_P	R11
DB1_N	T11
DC0_P	R9
DC0_N	R8
DC1_P	V7
DC1_N	W8
DD0_P	V11
DD0_N	W11
DD1_P	AA14
DD1_N	AB14
DCLK_P	Y11
DCLK_N	AB11
FCLK_P	G9
FCLK_N	F10

tarjeta FPGA a través de la tarjeta adaptadora FMC-ADC-ADAPTER se muestra en la Tabla 5.

4.3.2 Descripción de la implementación de la tarjeta FPGA

El uso de instrumentación basada en la tecnología de FPGAs es de mucha utilidad para diseños donde se requiere manejar de forma rápida y eficiente señales de alta resolución. Una tarjeta FPGA es un dispositivo electrónico que cuenta con hasta millones de compuertas lógicas que se pueden interconectar entre sí o con otros dispositivos programables. Un FPGA se puede programar manipulando las señales que entran al dispositivo, a las cuales se les aplica operaciones lógicas de acuerdo con los propósitos perseguidos por el diseño. La programación de una tarjeta FPGA se realiza utilizando lenguajes especializados conocidos como *lenguajes de descripción de hardware*, como VHDL y Verilog por ejemplo. La selección del lenguaje depende de

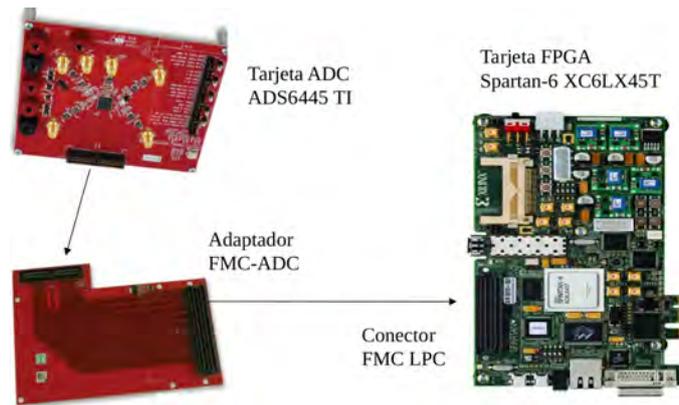


Figura 26: Conexión de las tarjetas ADC y FPGA mediante una tarjeta FMC-ADC-ADAPTER.

las preferencias personales del desarrollador, puesto que el modelado de hardware se puede implementar en ambos lenguajes bajo su respectiva sintaxis. Otra ventaja del uso de dispositivos FPGA es que el diseño para la manipulación de señales es más flexible y menos costoso ya que en caso de ser necesario, este puede ser modificado directamente por software sin requerir de modificaciones físicas de los dispositivos electrónicos involucrados en el diseño.

La tarjeta que usaremos es una tarjeta FPGA *Xilinx Spartan-6 SP605 (XC6LX45T, FGG484)*. Esta tarjeta presenta ventajas por su alto rendimiento en la transferencia de datos a través del puerto PCI Express x1, además de proporcionar conectividad serial con tasas de envío de bits por encima de 1 Gigabit/s. Una imagen con los componentes básicos de la tarjeta se muestra en la Figura 29. Para generar el tiempo de reloj la tarjeta cuenta con un oscilador diferencial LVDS de 200 MHz, un oscilador con terminación simple de 27 MHz, ambos integrados a la tarjeta, o bien soporta señales de reloj de alta precisión diferenciales GTP (Gigabit Transceivers) a través de conectores SMA de la tarjeta (Xilinx, 2012).

La implementación de la tarjeta FPGA se llevó a cabo en varias etapas. Su implementación requiere en principio de una licencia con permisos para el uso de las aplicaciones *Vivado* o *ISE Design Suite*, conformadas por un entorno gráfico con herramientas para desarrollo de diseños que utilicen productos de la compañía Xilinx. La solicitud y procedimiento para la instalación de la licencia se proporcionan en el sitio web de Xilinx. En particular, durante el proyecto se utilizó la aplicación *ISE Project Navigator Versión 14.7 (P.20131013)*. La aplicación permite compilar el programa y realizar procesos necesarios para generar un archivo *.bit* que se usa para programar la tarjeta. Una imagen de la aplicación se muestra en la Figura 30.

Existen diferentes maneras de establecer comunicación entre los puertos de la tarjeta FPGA y la computadora. Esta se puede establecer a

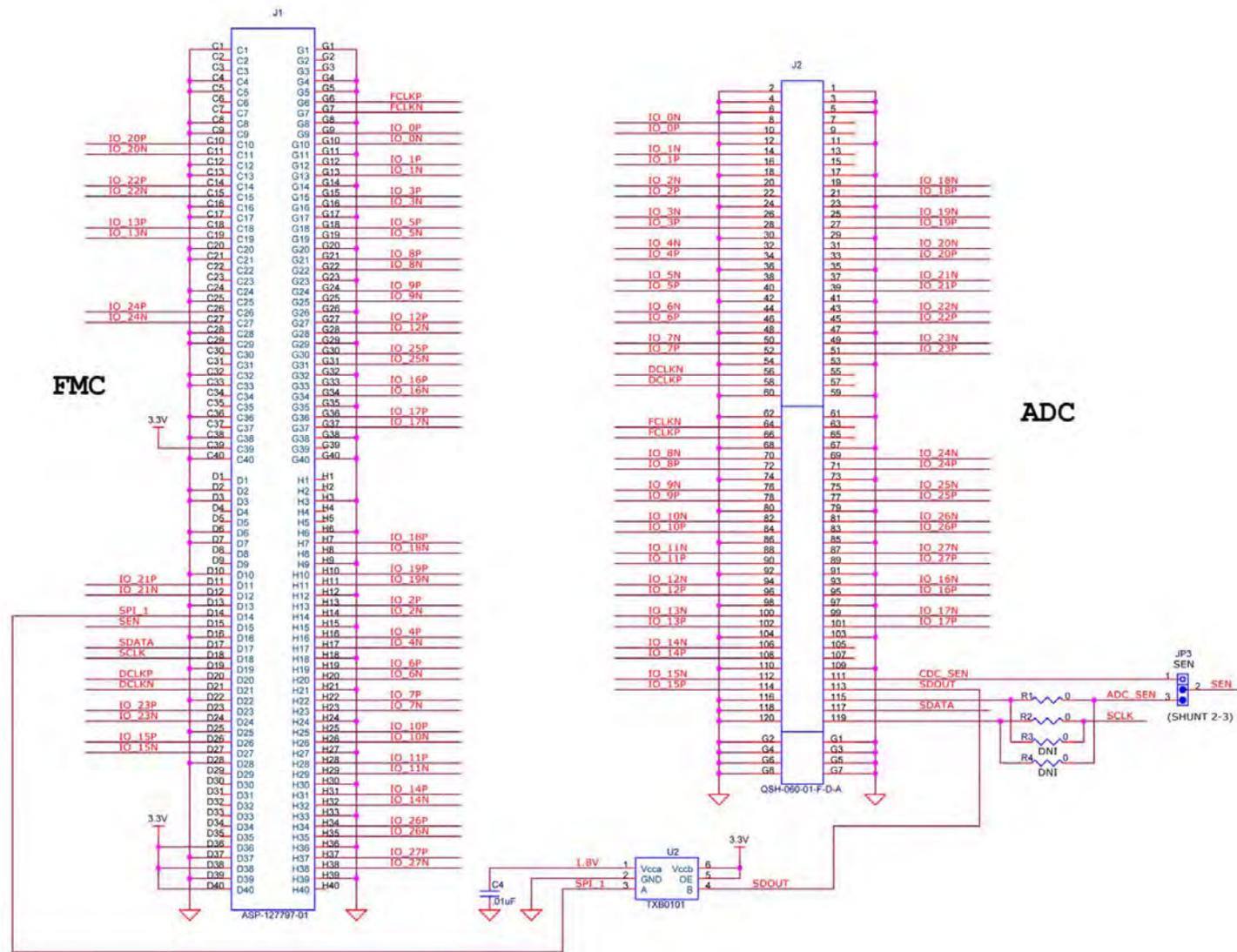


Figura 27: Esquema de conexión entre los pines de las tarjetas ADC y FPGA, a través del conector FMC-ADC-ADAPTER. Tomado del documento FMC-ADC-ADAPTER_C_SCH.pdf (Texas Instruments, 2010).

Figura 28: Asignación de la localidad de los pines de entrada, salida y de reloj dentro de la tarjeta FPGA. Tomado del documento *SP605 Hardware User Guide* (Xilinx, 2012).

	K	J	H	G	F	E	D	C	B	A
1	NC	NC	VBIF_A_DSC	GND	NC	NC	PG_C2M	GND	NC	NC
2	NC	NC	VBIF_VDD1	GND	NC	NC	GND	VBIF_C0M_P	NC	NC
3	NC	NC	GND	GND	NC	NC	GND	VBIF_C2M_N	NC	NC
4	NC	NC	GND	GND	NC	NC	VBIF_C0M_M03_P	GND	NC	NC
5	NC	NC	GND	GND	NC	NC	VBIF_C0M_M03_N	GND	NC	NC
6	NC	NC	GND	GND	NC	NC	GND	VBIF_C0M_P	NC	NC
7	NC	NC	LV02_P	LV00_N_CG	NC	NC	GND	VBIF_C0M_N	NC	NC
8	NC	NC	LV02_N	GND	NC	NC	LV01_P_CC	GND	NC	NC
9	NC	NC	GND	LV03_P	NC	NC	LV01_N_CC	GND	NC	NC
10	NC	NC	LV04_P	LV03_N	NC	NC	GND	LV06_P	NC	NC
11	NC	NC	LV04_N	GND	NC	NC	LV06_P	LV06_N	NC	NC
12	NC	NC	GND	LV08_P	NC	NC	LV05_N	GND	NC	NC
13	NC	NC	LV07_P	LV08_N	NC	NC	GND	GND	NC	NC
14	NC	NC	LV07_N	GND	NC	NC	LV09_P	LV10_P	NC	NC
15	NC	NC	GND	LV12_P	NC	NC	LV09_N	LV10_N	NC	NC
16	NC	NC	LV11_P	LV12_N	NC	NC	GND	GND	NC	NC
17	NC	NC	LV11_N	GND	NC	NC	LV13_P	GND	NC	NC
18	NC	NC	GND	LV16_P	NC	NC	LV13_N	LV14_P	NC	NC
19	NC	NC	LV15_P	LV16_N	NC	NC	GND	LV14_N	NC	NC
20	NC	NC	LV15_N	GND	NC	NC	LV17_P_CC	GND	NC	NC
21	NC	NC	GND	LV20_P	NC	NC	LV17_N_CC	GND	NC	NC
22	NC	NC	LV19_P	LV20_N	NC	NC	GND	LV18_P_CC	NC	NC
23	NC	NC	LV19_N	GND	NC	NC	LV23_P	LV18_N_CC	NC	NC
24	NC	NC	GND	LV22_P	NC	NC	LV23_N	GND	NC	NC
25	NC	NC	LV21_P	LV22_N	NC	NC	GND	GND	NC	NC
26	NC	NC	LV21_N	GND	NC	NC	LV26_P	LV27_P	NC	NC
27	NC	NC	GND	LV25_P	NC	NC	LV26_N	LV27_N	NC	NC
28	NC	NC	LV24_P	LV25_N	NC	NC	GND	GND	NC	NC
29	NC	NC	LV24_N	GND	NC	NC	TRM	GND	NC	NC
30	NC	NC	GND	LV29_P	NC	NC	TRM	9.C	NC	NC
31	NC	NC	LV28_P	LV29_N	NC	NC	TRM	8.J	NC	NC
32	NC	NC	LV28_N	GND	NC	NC	305VALDR	GND	NC	NC
33	NC	NC	GND	LV31_P	NC	NC	TRM	GND	NC	NC
34	NC	NC	LV30_P	LV31_N	NC	NC	IRST_L	LV30	NC	NC
35	NC	NC	LV30_N	GND	NC	NC	GAI	LV31	NC	NC
36	NC	NC	GND	LV33_P	NC	NC	SP3V	GND	NC	NC
37	NC	NC	LV32_P	LV33_N	NC	NC	GND	3P3V	NC	NC
38	NC	NC	LV32_N	GND	NC	NC	GND	GND	NC	NC
39	NC	NC	GND	GND	NC	NC	3P3V	3P3V	NC	NC
40	NC	NC	GND	GND	NC	NC	3P3V	GND	NC	NC

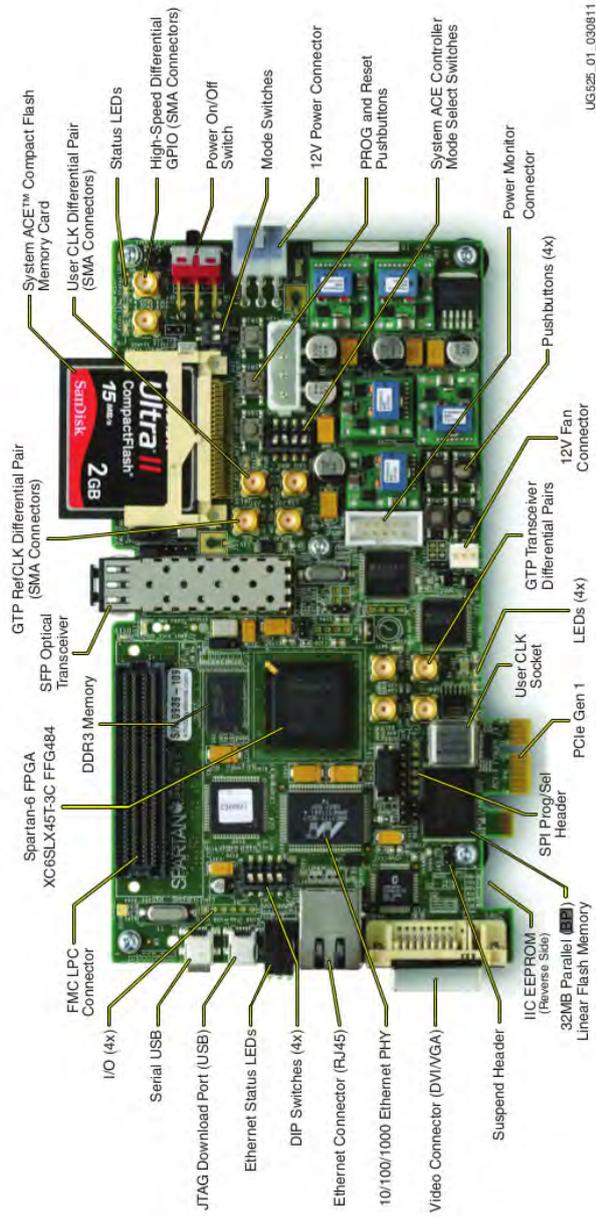


Figura 29: Componentes de la tarjeta FPGA. Tomado del manual de referencia SP605_Getting_Started_Guide_ug525.pdf (Xilinx, 2011).

través del puerto JTAG o bien del puerto UART de la tarjeta FPGA, conectados hacia el puerto USB de la PC mediante un cable externo con entradas USB *mini-B* y USB normal en cada extremo respectivamente. Otra forma es mediante el uso del puerto PCIe de la tarjeta FPGA, conectada directamente a la ranura PCIe de la tarjeta madre de la computadora. En ambos casos es imprescindible realizar algunas tareas de configuración e instalación de los respectivos controladores y programas para establecer comunicación entre los puertos.

Para establecer comunicación a través de los puertos JTAG y UART de la tarjeta FPGA con el puerto USB de la PC, es necesario que el sistema operativo reconozca los puertos como dispositivos del sistema. Los controladores y los procedimientos para su instalación bajo ambiente Linux se pueden descargar del sitio dado en la referencia ([Steven Wang, 2013](#)).

El código para programar la tarjeta FPGA se puede cargar a alguna de las memorias (*flash memory*) de la tarjeta: SPI, BPI o CF. Esto se hace inicializando la cadena que comunica al puerto JTAG de la tarjeta con el puerto USB de la computadora, a través de la aplicación *IMPACT* de Xilinx. Después de cargar el programa este se puede correr dentro del mismo entorno de la aplicación. Una imagen de la aplicación *IMPACT Versión 14.7* que se utilizó en el proyecto se muestra en la Figura 31. En caso de que se corra algún programa que use el puerto serial UART para transmitir datos en serie desde la tarjeta FPGA hacia la computadora, se debe conectar el puerto UART de la tarjeta al puerto USB de la PC. Adicionalmente, se puede analizar el comportamiento de los diseños mediante su simulación utilizando la aplicación *Isim Versión 14.7*; sin embargo, en nuestro caso no fue posible implementar la simulación ya que el diseño consume demasiados recursos de memoria. Una imagen de la aplicación *Isim* se muestra en la Figura 32.

En nuestro caso, la señal que entrará a la tarjeta FPGA vendrá de la tarjeta ADC. Esta señal entrará a la tarjeta FPGA a través de una tarjeta FMC-ADC-ADAPTER que comercializa la compañía *Texas Instruments* y que servirá de interfaz entre la salida LVDS de la tarjeta ADC y el conector FMC LPC de la tarjeta FPGA, como se muestra en la Figura 26. Luego, desde la tarjeta FPGA se transmitirá la señal a través del puerto PCIe hacia la computadora. La señal que se transmitirá a la computadora corresponde a los datos que serán capturados por la tarjeta ADC. Para manipular los datos de alta resolución recibidos, la tarjeta FPGA utilizará un reloj de 125 MHz. Esta frecuencia de reloj es suficiente para referenciar las operaciones de captura que se realizan en cada ciclo de reloj. Para la adquisición de datos hemos im-

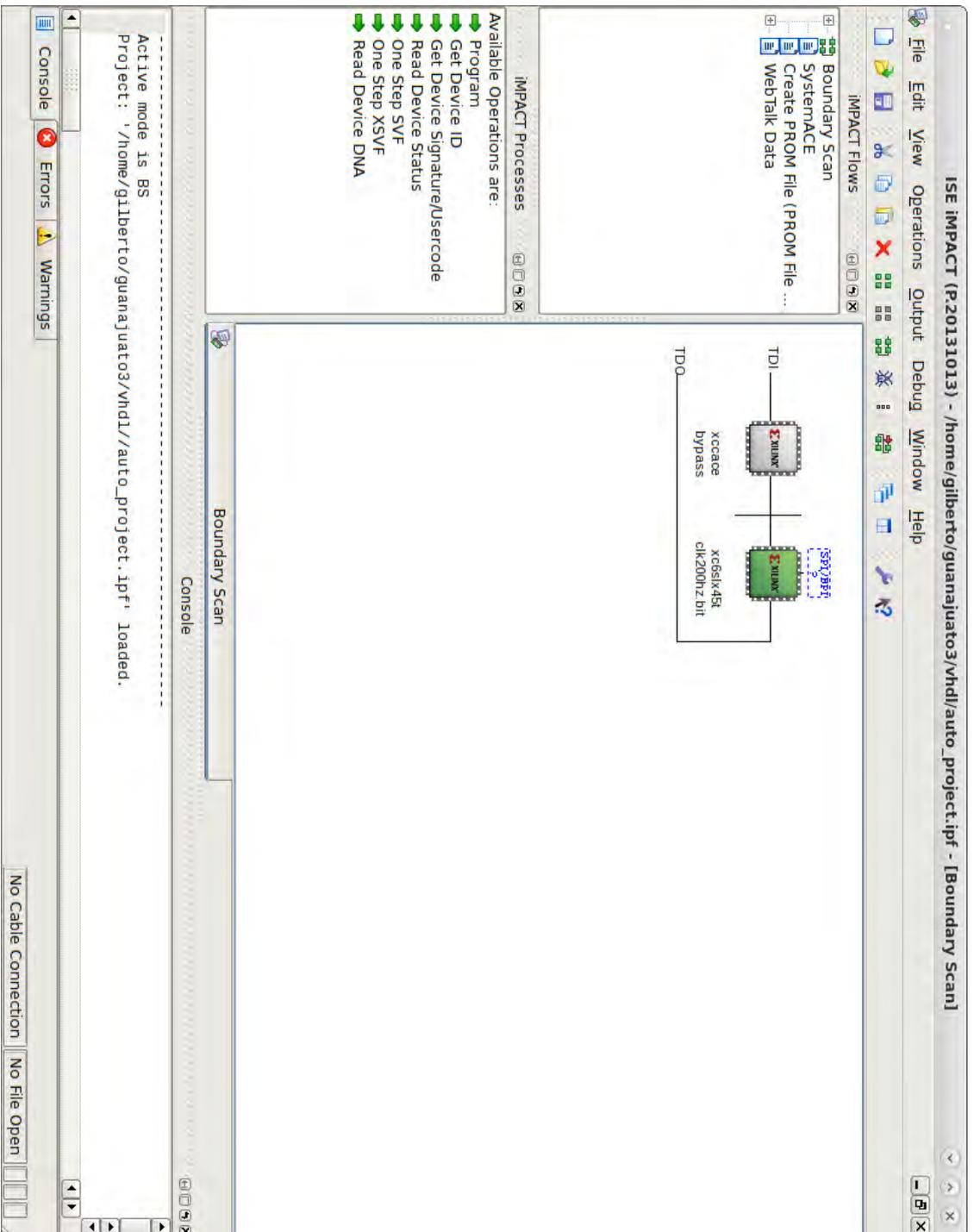


Figura 31: Entorno gráfico de la aplicación *IMPACT Versión 14.7* utilizada para almacenar y correr los programas en la tarjeta FPGA. La comunicación se realiza a través del puerto JTAG de la tarjeta y del puerto USB de la computadora.

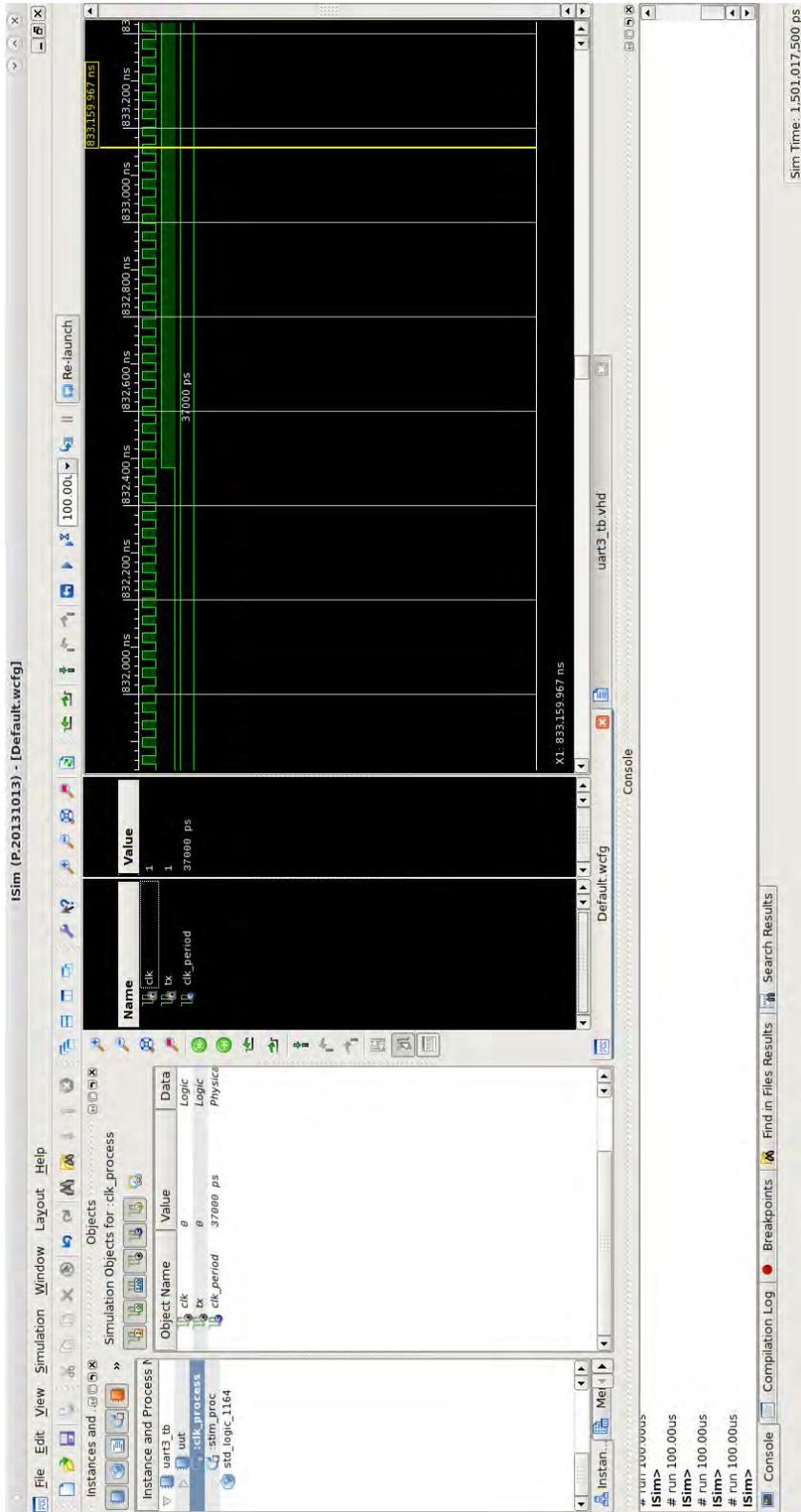


Figura 32: Entorno gráfico de la aplicación *Isim Versión 14.7*, utilizada para analizar el comportamiento de los diseños mediante su simulación.

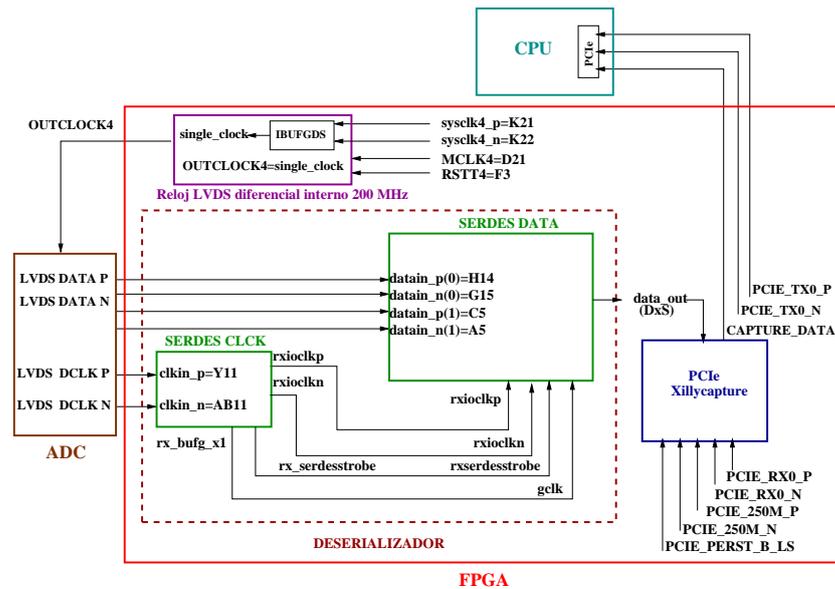


Figura 33: Diagrama de los bloques que conforman el diseño para la adquisición de datos con las tarjetas ADC y FPGA.

plementado un IPcore⁸ de *Xillybus* que permite utilizar el puerto PCIe del FPGA (*Xillybus*, 2010), en conjunto con diseños de Xilinx que se pueden usar para generar una señal de reloj y deserializar datos de una tarjeta ADC (*Nick Sawyer*, 2013). Con Xillybus se ha logrado detectar y enviar datos por el puerto PCIe a la computadora. Los datos obtenidos con Xillybus se almacenan en buffers los cuales, una vez llenos son vaciados a la computadora a través del puerto PCIe.

El diagrama de la estructura con los bloques que conforman la etapa de adquisición de datos se muestra en la Figura 33. De acuerdo con el diseño del programa de captura, la señal de reloj de bits y los datos serializados que sean capturados en la tarjeta ADC se enviarán por la salida LVDS hacia la tarjeta FPGA. En el diseño que se tiene pensado, se fijó como canal de envío de datos el canal C con doble alambrado. La localidad en la tarjeta FPGA de los pines diferenciales para este canal y la señal de reloj de bits se presentan en la Tabla 5. La inyección de una señal de reloj hacia la tarjeta ADC se hará desde la salida de reloj del conector P diferencial SMA de la tarjeta FPGA (localidad M20 en el FPGA). Esta señal será la señal de reloj simple (no diferencial) que se obtenga del reloj diferencial interno de 200 MHz en la tarjeta FPGA. Cuando la señal de reloj diferencial se declara como un tipo *IBUFGDS* con entradas de reloj diferencial, la señal de salida es una señal de reloj simple. En el diseño esta señal se mapea hacia el conector P diferencial SMA.

8 Intellectual Property (IP) core. Consiste en código preconfigurado que se genera con la utilidad *CORE GENERATOR* de Xilinx y que puede ser utilizado en los diseños en lenguaje *VHDL*.



Figura 34: Montaje de las antenas y ensamblado con los motores azimutal y de elevación. Tomado del manual *Assembly Instructions for CASSI Mount* (<http://www.cassicorp.com>).

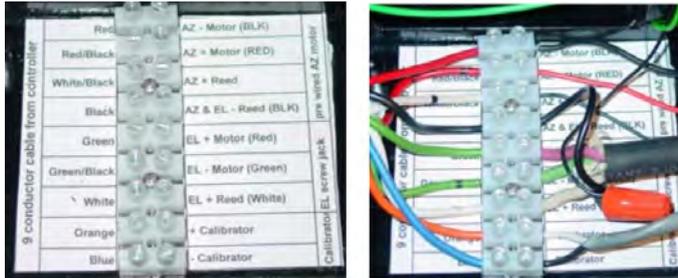


Figura 35: Configuración del cableado de los motores en el bloque de conexión dentro de la caja del motor azimutal. Tomado del manual *Assembly Instructions for CASSI Mount* (<http://www.cassicorp.com/CASSI Mount.pdf>)

4.4 MOTORES

Para que las antenas puedan apuntar y captar señales de un campo amplio del cielo es conveniente que tengan movimiento tanto en dirección azimutal como en elevación. Las antenas que se usarán en el proyecto cuentan con adecuaciones que permiten montarlas, cada una sobre una caja de acero, en cuyo interior se aloja el motor junto con el mecanismo de engranaje que dará movimiento en la dirección azimutal (ascensión recta). Por su parte, el actuador lineal que servirá para variar el ángulo de elevación (declinación) en cada antena consta de adecuaciones para ensamblarse tanto a la antena como a la caja del motor azimutal correspondiente como se muestra en la Figura 34.

Los motores que usarán cada una de las antenas son: *a)* un motor de rotación modelo VALEO 404854 para proporcionar el movimiento horizontal y *b)* un actuador lineal modelo BVRL 3024 para el movimiento vertical (elevación). Ambos motores cuentan con un sistema electrónico que incluye un dispositivo *reed switch*, cuya función es permitir la comunicación en ambas direcciones entre el motor y el controlador durante el envío de comandos para el posicionamiento de la antena.

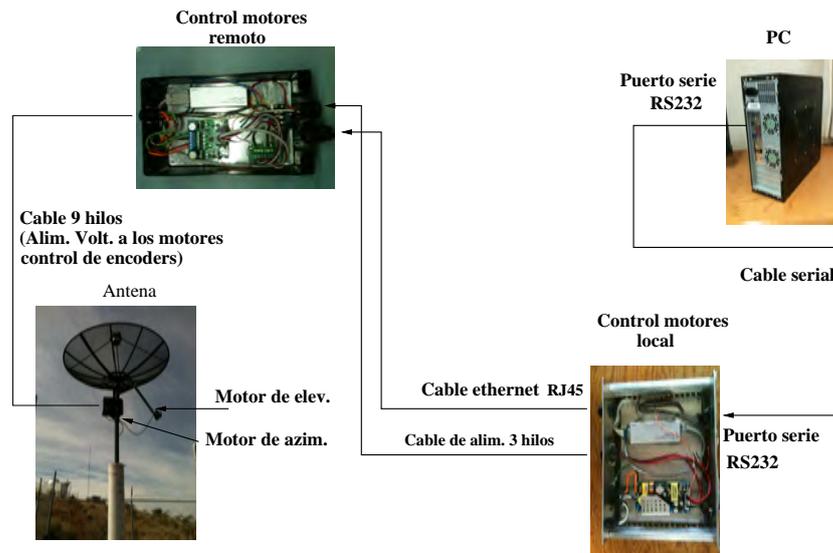


Figura 36: Diagrama de las conexiones y cableado para el control de motores.

4.4.1 Conexión de los motores

El cable de cada motor cuenta con hilos conductores que se usan para el suministro de energía eléctrica, control del motor y regreso de la señal del motor hacia el controlador para seguimiento de su posición a través del reed switch. El actuador lineal consta de un cable de 4 conductores que se conectan a un bloque dentro de la caja del motor azimutal, en donde ya vienen instaladas al mismo bloque las conexiones que corresponden al motor de elevación, como se muestra en la Figura 35. Del bloque salen 9 conductores que deben conectarse a la tarjeta controladora situada dentro de un pequeño gabinete que irá junto a su antena respectiva (control remoto de motores). De la caja de control remoto de los motores se tenderá un cable hacia una caja para control local de los motores, situada en el cuarto de control. De ahí se conectará hacia el puerto RS 232 de la PC a través de un cable serial DB 9 macho-hembra. Para que se pueda hacer el tendido del cableado se utilizaron extensores *RS232EXTC1* con entradas/salidas RS 232 y RJ 45 en los gabinetes de control remoto y local de los motores. Estos adaptadores permiten usar cable de ethernet como extensión para enlazar el controlador situado en las antenas y el puerto serie de la PC por medio del controlador local en el cuarto de control. El diagrama de las conexiones y cableado de los bloques utilizados para el control de motores se muestra en la Figura 36. Los diagramas detallados para cada uno de estos bloques local y remoto se muestran en las figuras 37 y 38 respectivamente.

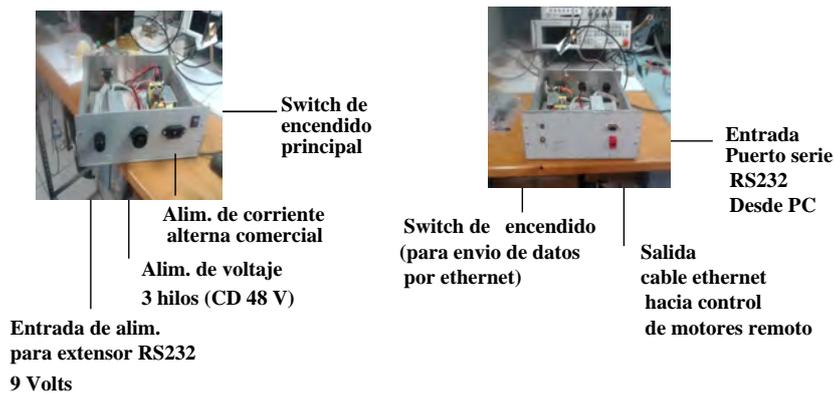


Figura 37: Diagrama de la sección de control local de motores. Las imágenes izquierda y derecha corresponden a la parte frontal y posterior de la caja de control local.



Figura 38: Diagrama de la sección de control remoto de motores.

4.4.2 Controlador de los motores

Para controlar el movimiento de los motores azimutal y de elevación se utilizará una tarjeta controladora modelo Roboteq *SDC2150* para cada antena. Actualmente se ha implementado una de las tarjetas. Esta se encuentra adaptada dentro de un gabinete de aluminio para protección de los componentes electrónicos y las conexiones del circuito. Una de las entradas del gabinete está adaptada con un conector circular, en donde se conectarán los cables de control, alimentación eléctrica y switch reed (encoder) de los motores de una de las antenas. Internamente, las conexiones del cableado siguen las especificaciones del diagrama de la tarjeta controladora (Roboteq, 2014, 2012) tal como se muestra en la Figura 39. La tarjeta controladora a su vez tiene que ser accesada desde una computadora para recibir comandos con las acciones de control que se deben ejecutar asociadas con el movimiento de las antenas.

El acceso a la tarjeta controladora se realiza por medio del puerto serie de la computadora usando un cable serial con dos conectores RS232, uno de 9 pins (DB9) hembra que va al puerto serie de la PC y otro de 15 pins (DB15) macho que se conecta en la tarjeta. La forma

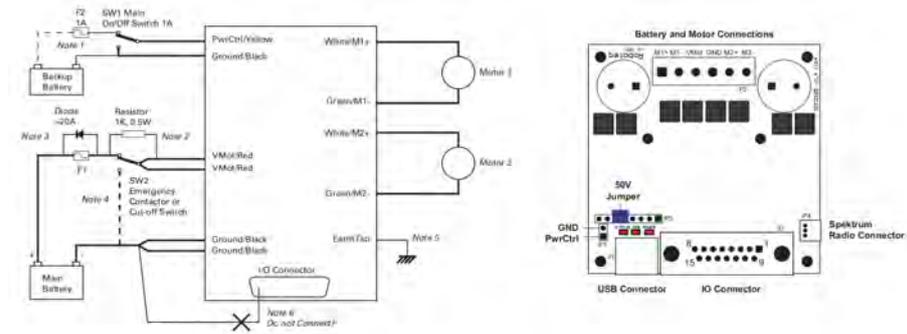


Figura 39: Diagrama del diseño de la tarjeta controladora Roboteq SDC250, con conexiones de la alimentación de energía y motores (izquierda), y conectores de la tarjeta (derecha). Tomadas del manual de usuario *Advanced Digital Motor Controllers* y del documento *datasheet SDC21xx* de Roboteq, respectivamente.

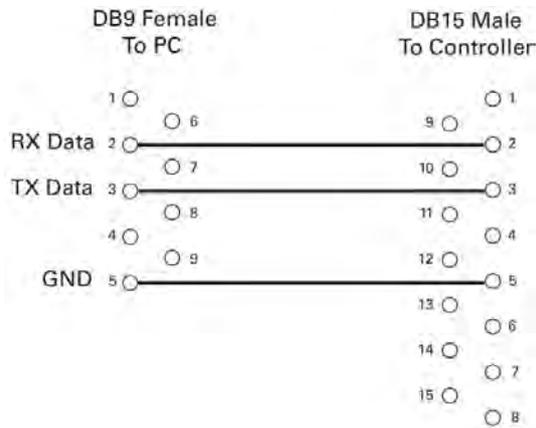


Figura 40: Diagrama del cableado con las conexiones hacia el conector DB9 de la PC y el conector DB15 de la tarjeta controladora de motores. Tomada del manual de usuario *Advanced Digital Motor Controllers* de Roboteq.

de ensamblar correctamente el cable serial con los conectores DB15 y DB9 se muestra en la Figura 40.

Por otro lado, la conexión del reed switch (encoders) de los motores azimutal y de elevación (RC Ch1 y RC Ch2) con el conector DB15 de la tarjeta controladora se muestra en la Figura 41. Aunque la tarjeta soporta un máximo de 50 Volts, en las pruebas que se realizaron con el motor de elevación se requirieron de sólo 8 Volts para encenderla, mientras que para darle movimiento al motor sin carga se necesitaron 24 Volts. El motor consume alrededor de 1 Ampere de corriente directa.

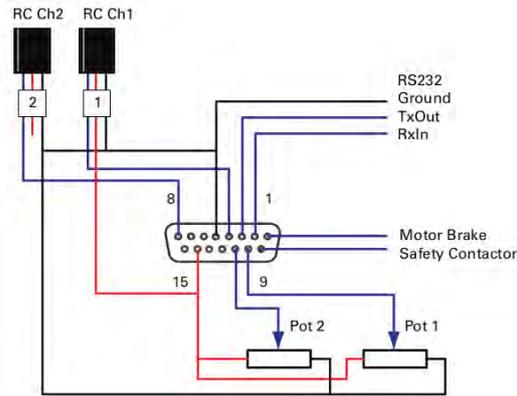


Figura 41: Asignación de pines en el conector DB15 de la tarjeta controladora de motores. Tomada del documento *datasheet SDC21xx* de Roboteq).

4.4.3 Software para control de los motores

El movimiento de los motores se controlará por medio de la tarjeta SDC2150 de Roboteq, la cual se accesa desde una computadora a través del puerto serie RS232. El proceso de control se lleva a cabo en dos etapas:

a) La primera parte usa un script que es el que se encarga de dar movimiento a los motores. Este script se carga directamente en la tarjeta y se aloja permanentemente usando la utilería *Roborun Plus*, una aplicación gráfica desarrollada por Roboteq para interactuar desde la PC con la tarjeta para su configuración y pruebas de operación. La herramienta *Roborun Plus* corre desde un ambiente Windows. El script utilizado está escrito en lenguaje *MicroBasic*, un lenguaje propio de Roboteq muy similar al lenguaje *Basic*, el cual, al ser compilado dentro de *Roboruns* es convertido a código *bytecode*, un código entendible por la tarjeta controladora.

b) En la segunda etapa se utiliza una interfaz de usuario bajo ambiente Linux, cuya función es enviar al script alojado en la tarjeta, los parámetros usados para fijar la posición de la antena. La interfaz se creó en lenguaje C++, utilizando un conjunto de subrutinas aportadas por Roboteq para la conexión de la PC y la tarjeta controladora a través del puerto serie. Con las pruebas de programación realizadas se logró dar movimiento al motor de elevación que se usará para mover una de las antenas, por medio de comandos enviados desde una computadora.

Parte III

SIMULACIONES NUMÉRICAS

El uso de simulaciones numéricas para el estudio de eventos transitorios rápidos en el Sol es una vía útil para conocer sobre los procesos físicos que ocurren en la corona solar. En esta parte se describe el trabajo de las simulaciones que se realizaron para estudiar la evolución de un pulso de un haz de electrones inyectados en la corona solar. La información que se presenta incluye una descripción de la metodología, modelo del problema físico estudiado, pruebas de validación del código y discusión de los resultados obtenidos con las simulaciones. También se plantean los trabajos a futuro en esta línea de investigación.

EVOLUCIÓN DE PULSOS EN LA CORONA SOLAR

El material presentado en este capítulo incluye la versión en español del artículo: Casillas-Pérez et al. (2016), *Evolution of electron beam pulses of short duration in the solar corona*, publicado originalmente en inglés en la revista *Advances in Space Research*. Adicionalmente se ha incluido la Sección 5.4 en donde se habla sobre la validación del código que se utilizó para hacer las simulaciones numéricas que se reportan en el artículo. También se incluye la Sección 5.8, en la que se plantean los puntos a considerar para continuar con el desarrollo de simulaciones numéricas orientadas al estudio de eventos transitorios rápidos.

5.1 RESUMEN

Se sabe que los estallidos de radio con ancho de banda angosto y duraciones del orden de milisegundos, conocidos como *picos*, están asociados a fulguraciones solares. Con el fin de entender el comportamiento que presentan haces de partículas y su papel como responsables del fenómeno de radio picos, se hizo un estudio de la evolución de un pulso de haces de electrones inyectados desde una región de una fulguración solar hacia la corona. Se realizaron simulaciones numéricas usando la ecuación de Fokker-Planck (FP) para seguir la evolución del pulso de un haz de electrones. Los resultados de las simulaciones demuestran que los pulsos de corta duración pierden la mayor parte de energía en un tiempo de aproximadamente 1 segundo durante su propagación. Se encontró también que el haz de electrones con una energía de corte pequeña es termalizado más rápidamente que el de uno con energía de corte mayor.

5.2 ANTECEDENTES

Los eventos explosivos que ocurren en el Sol producen radiación en un amplio rango del espectro electromagnético. En la banda de radio son de particular interés los eventos transitorios rápidos conocidos como radio picos. Estos son eventos con aumentos de emisión en radio (Vlasov et al., 2002; Krucker et al., 1997; Bouratzis et al., 2015), que superan la emisión solar en radio de un Sol quieto (Benz, 2009b). El estudio de los radio picos solares ha sido de interés desde hace algunas décadas, considerándose de importancia para entender los procesos

físicos que ocurren en la corona solar y su posible relación con otros eventos en donde se liberan grandes cantidades de energía como es el caso de las *fulguraciones solares* y las *eyecciones de masa coronal* (Chen et al., 2015; Aschwanden and Guedel, 1992; Dabrowski et al., 2003; Tan et al., 2012; Tan, 2013b; Dąbrowski et al., 2011b). Recientemente, se han observado estallidos de radio inusuales con duraciones de milisegundos que también se han asociado con fulguraciones solares (Oberoi et al., 2009).

Existen numerosas observaciones de radio picos solares en diferentes bandas de frecuencia (Guedel and Benz, 1990b; Fleishman et al., 2003; Vlasov et al., 2002; Magdalenic et al., 2006; Rozhansky et al., 2008; Dąbrowski et al., 2011b; Li, 1986; Shevchuk et al., 2016). Las observaciones de estos picos muestran una tasa de desplazamiento de frecuencia positiva, negativa o nula sobre un ancho de banda angosto, lo cual implica una fuente de extensión pequeña como origen de estos eventos. Los radio picos se han observado también en grupos conformados de decenas hasta miles de picos individuales dentro de un amplio ancho de banda en estallidos de radio tipo I, III y IV y acompañando a emisiones de estallidos de rayos X. Estas observaciones indican que las partículas responsables de los radio picos se originan durante eventos de reconexión magnética.

Con base en las altas temperaturas de brillo durante su emisión en radio (las cuales alcanzan valores de hasta $10^{13} - 10^{15}$ K o más (Benz, 1986; Dąbrowski et al., 2011b; Vlasov et al., 2002; Aschwanden, 1990)), los radio picos tienen que estar necesariamente asociados con mecanismos de emisión coherente no-térmica (Aschwanden and Guedel, 1992; Benz, 1986; Dąbrowski et al., 2011b; Vlasov et al., 2002). Los candidatos propuestos como posibles procesos de emisión en radio de este tipo son los mecanismos *electrón-ciclotrón tipo maser* (ECM, por sus siglas en inglés) y el mecanismo de *emisión de ondas de plasma*. En el caso del mecanismo de ondas de plasma, la intensidad del campo magnético no es un factor relevante que influya en la emisión de radio (Melrose, 1975; Zheleznyakov and Zlotnik, 1975). Muchas características de los radio picos se pueden explicar desde el enfoque de ondas de plasma (Warwick and Dulk, 1969; Melnik et al., 2014). En este caso se asume que la emisión en radio proveniente de los estallidos solares se inicia por inestabilidades en el plasma. Estas inestabilidades son las causantes de la generación de ondas de Langmuir (ondas longitudinales) que conllevan a la generación de emisiones en radio por medio de interacciones onda-onda (Tang and Wu, 2009; Li and Cairns, 2013; Tan, 2013b; Dabrowski et al., 2015). Por otra parte, el mecanismo ECM sugiere que la emisión en radio es producida por interacciones onda-partícula que surgen por inestabilidades en un cono de pérdida (Aschwanden, 2005). Para que ocurra emisión de tipo ECM se requiere de un campo magnético intenso que puede esperarse solamente en

regiones inhomogéneas densas (Fleishman et al., 2003; Kuijpers et al., 1981).

Independientemente del mecanismo de emisión, la propagación de haces de electrones es fundamental para la generación de radio picos. Los electrones son acelerados durante la reconexión o bien por choques propagándose en la región de una fulguración solar (Miller et al., 1997; Zharkova et al., 2011). La evolución de electrones inyectados hacia adentro de un bucle magnético ha sido estudiado numéricamente con el fin de entender el fenómeno de los radio picos [e.g., Aschwanden (1990)].

Por su parte, los electrones que se propagan alejándose del sitio de aceleración hacia afuera de la corona, y que producen emisiones intensas en radio con derivas en frecuencia conocidas como *estallidos de radio Tipo III* también han sido estudiados numéricamente (Ratcliffe et al., 2014; Reid and Kontar, 2013; Li et al., 2008, 2011c). Las simulaciones muestran que el inicio de la generación de ondas de Langmuir y su asociación con el comienzo de la emisión en radio depende de la duración de la inyección del haz de electrones, en donde los estallidos que se observan a frecuencias mayores que ≈ 1 GHz requieren de haces con duraciones de milisegundos o menos. En estas simulaciones se arroja un haz de electrones sobre una región amplia en el espacio, que se estima a partir de observaciones de estallidos tipo III. Sin embargo, con el fin de producir picos de corta duración, es necesario estudiar la evolución de pulsos de corta duración de un haz de electrones inyectado en una región más pequeña, tal como inhomogeneidades de densidad o microestructuras en la región de reconexión. Por lo tanto, en este trabajo se ha estudiado la evolución de un pulso de haz de electrones de corta duración en la corona solar, inyectado en una región pequeña del espacio. Para el trabajo hemos desarrollado un código numérico en Fortran para resolver la ecuación de FP dependiente del tiempo con base en la solución estratégica de Hamilton et al. (1990). Hemos utilizado este código para estudiar la evolución de un pulso de haz de electrones de corta duración. En la sección 5.3 se describe el modelo para la evolución de una función de distribución de electrones. En la sección 5.4 se describen las pruebas de implementación para la validación del código. En la sección 5.5 se especifican los parámetros del pulso del haz de electrones. En la sección 5.6 se presentan los resultados de las simulaciones. Las conclusiones del trabajo se presentan en la sección 5.7.

5.3 MODELO DE EVOLUCIÓN DEL PULSO DE HAZ DE ELECTRONES

En este modelo, la evolución de la función de distribución $f(E, \mu, s, t)$ del espacio fase, por unidad de volumen (cm^{-3}), unidad de energía (KeV) y unidad de coseno del ángulo de incidencia (μ), de haces de electrones propagándose en la corona solar es seguida en diferentes tiempos y posiciones. Los procesos dominantes que afectan la energía y el ángulo de inclinación de las partículas son las colisiones de Coulomb y los espejos magnéticos. Adicionalmente, los haces de electrones inducen un campo eléctrico junto con una corriente de retorno neutralizadora (McClements, 1992; Siversky and Zharkova, 2009).

La evolución de la función de distribución del espacio fase de la energía se puede describir con la ecuación de FP dependiente del tiempo con los siguientes términos (e.g., Lifshitz and Pitaevskii, 1981; Hamilton et al., 1990)

$$\begin{aligned} \frac{\partial f}{\partial t} + \mu c \beta \frac{\partial f}{\partial s} + \frac{\partial(\mu f)}{\partial \mu} + \frac{\partial(\dot{E}f)}{\partial E} - \frac{e\mathcal{E}}{m_e} \mu \frac{\partial f}{\partial v} - \frac{e\mathcal{E}}{m_e v} (1 - \mu^2) \frac{\partial f}{\partial \mu} \\ = \frac{\partial}{\partial \mu} \left(D_{\mu\mu} \frac{\partial f}{\partial \mu} \right) + \left(\frac{\partial f}{\partial t} \right)_{\text{mag-mirror}} + S(E, \mu, s, t) \end{aligned} \quad (34)$$

En la ecuación anterior E es la energía cinética de las partículas ($E = \gamma - 1$) expresada en términos de mc^2 , μ el coseno del ángulo de incidencia respecto al campo magnético, s es la posición desde el tope del bucle magnético de la corona y $\beta = v/c$. La función $S(s, E, \mu, t)$ describe la función de la fuente de electrones. La variable \mathcal{E} es el campo eléctrico inducido por el haz de electrones, e y m_e son la carga y masa del electrón respectivamente, c es la velocidad de la luz, $D_{\mu\mu}$ es el coeficiente de difusión debido a colisiones de Coulomb y v es la velocidad.

Sustituyendo los términos μ , \dot{E} y $D_{\mu\mu}$ correspondientes a los efectos de espejo magnético y colisiones de Coulomb descritos en Hamilton et al. (1990), la ecuación de arriba puede ser escrita en unidades escaladas como

$$\begin{aligned} \frac{\partial f}{\partial \tau} = -\mu\beta \frac{\partial f}{\partial \xi} + \frac{\beta}{2} \frac{d \ln B}{d \xi} \frac{\partial}{\partial \mu} [(1 - \mu^2) f] + \eta \ln \Lambda \frac{\partial}{\partial E} \left(\frac{f}{\beta} \right) \\ + \frac{\eta \ln \Lambda}{\beta^2 \gamma^2} \frac{\partial}{\partial \mu} \left[(1 - \mu^2) \frac{\partial f}{\partial \mu} \right] + \alpha \epsilon \mu \beta \frac{\partial f}{\partial E} + \alpha \frac{\epsilon (1 - \mu^2)}{\beta} \frac{\partial f}{\partial \mu} \\ + S(E, \mu, s, t) \end{aligned} \quad (35)$$

Aquí E es la energía cinética de las partículas, expresada en términos de la energía de la masa de los electrones en reposo. Las otras variables de escala se dan a continuación

$$\tau_c = 1/(4\pi n_0 c r_0^2) \quad \tau = t/\tau_c \quad \xi = s/(c\tau_c) \quad \eta = n/n_0 \quad \varepsilon = \mathcal{E}/\mathcal{E}_0$$

$$\alpha = \frac{e\mathcal{E}_0\tau_c}{m_e c} \quad \mathcal{E}_0 = \frac{m_e c^2}{2\pi e^3 n_0}$$

donde $\ln \Lambda$ es el logaritmo de Coulomb cuyo valor tomado fue ≈ 10 , r_0 es el radio clásico del electrón (2.82×10^{-13} cm), n_0 es la escala de densidad del ambiente y la variable n es la densidad del medio. Los esquemas numéricos implementados para los términos de la energía, posición y μ de la ecuación de FP se basan en la estrategia propuesta por [Hamilton et al. \(1990\)](#). El campo eléctrico \mathcal{E} se puede calcular usando la ecuación (3) de [Zharkova and Gordovskyy \(2006\)](#). Los resultados de las simulaciones reportadas en este trabajo no incluyen los efectos de la convergencia magnética ni los de campo eléctrico, los cuales corresponden a los términos que contienen las variables ε y B en el lado derecho de la ecuación 35.

5.4 PRUEBAS PARA VALIDACIÓN DEL CÓDIGO

En esta sección se reportan las pruebas de implementación del código que se desarrolló durante el proyecto, para estudiar la evolución de una función de distribución de electrones típica de un evento transitorio solar. Las pruebas que se realizaron tuvieron como finalidad llevar a cabo la validación del código, mediante la reproducción de resultados reportados previamente en el trabajo de [Hamilton et al. \(1990\)](#).

Tal como se explica en la sección 5.3, la evolución de la distribución de electrones $f(E, \mu, s, t)$ se puede describir mediante la ecuación de FP dada por la ecuación 35. El método que se utiliza para resolver numéricamente esta ecuación es una combinación de la técnica de diferencias finitas y la técnica de división de operadores ([Hamilton et al., 1990](#)). Utilizando estos métodos se obtienen ecuaciones diferenciales para cada término de la ecuación de FP. De este modo, las ecuaciones diferenciales que corresponden a los términos E , s y μ en la ecuación de FP son de la forma

$$\frac{\partial U(\mathbf{x}, t)}{\partial t} = -\frac{\partial}{\partial x_j} [V(\mathbf{x})U(\mathbf{x}, t)] \quad (36)$$

donde \mathbf{x} representa el vector de espacio fase y x_j toma el valor de las variables E , μ o s . Esta ecuación representa una ecuación de transporte en la cual la distribución de electrones se mueve con velocidad $V(\mathbf{x})$ en términos de posición, energía o ángulo de incidencia.

Tomando en cuenta el esquema de diferencias finitas propuesto por [Hamilton et al. \(1990\)](#) para la solución numérica de la ecuación 36 asociada con los terminos $V(E) = \dot{E}$ y $V(\mu) = \dot{\mu}$ y el esquema de ([Siversky and Zharkova, 2009](#)) para la solución que involucra el término de coeficiente de difusión $D_{\mu\mu}$, hemos desarrollado un código en *Fortran* 90 para encontrar la evolución de una distribución de electrones en el tiempo.

Los resultados que presentamos en esta sección corresponden a pruebas realizadas con términos individuales de la ecuación de FP que involucran por separado la energía (E), posición (s) y coseno del ángulo de incidencia (μ). Los términos de la ecuación de FP que hemos considerado en las pruebas comprenden sólo aquellos que están relacionados a procesos de espejo magnético y de colisiones coulombianas que intervienen en los cambios de E y μ . La forma que toman las expresiones para \dot{E} y $D_{\mu\mu}$ en la ecuación de FP bajo la influencia de colisiones coulombianas son

$$\dot{E} = -4\pi n c r_0^2 \ln \Lambda / \beta \text{ y}$$

$$D_{\mu\mu} = \frac{4\pi n c r_0^2 \ln \Lambda}{\beta^3 \gamma^2} (1 - \mu^2)$$

la forma de $\dot{\mu}$ bajo la influencia de espejos magnéticos es

$$\dot{\mu} = -\frac{1}{2} \beta c (1 - \mu^2) (d \ln B / ds)$$

Para realizar pruebas de la evolución de la distribución de electrones considerando el término de energía en la ecuación de FP, se utilizó una función de distribución inicial de la forma $f_0(E) = (E_0/E)^\delta$, en donde se tomó una energía de corte $E_0 = 20\text{KeV}$, con un índice $\delta = 3.0$. En la solución numérica se utilizó un cambio de variable dado por $y = ct/\lambda_0$, donde $\lambda_0 = 10^{24}/n \ln \Lambda$, $\ln \Lambda = 10$ y $n = 10^{10}\text{cm}^{-3}$. Con este cambio de variable la ecuación asociada a la evolución de energía tiene la forma

$$\frac{\partial f}{\partial y} = \frac{\partial}{\partial E} \left(\frac{f}{\beta} \right) \quad (37)$$

Los resultados de estas pruebas y los reportados en el trabajo de [Hamilton et al. \(1990\)](#) se muestran en las gráficas de la Figura 42, en

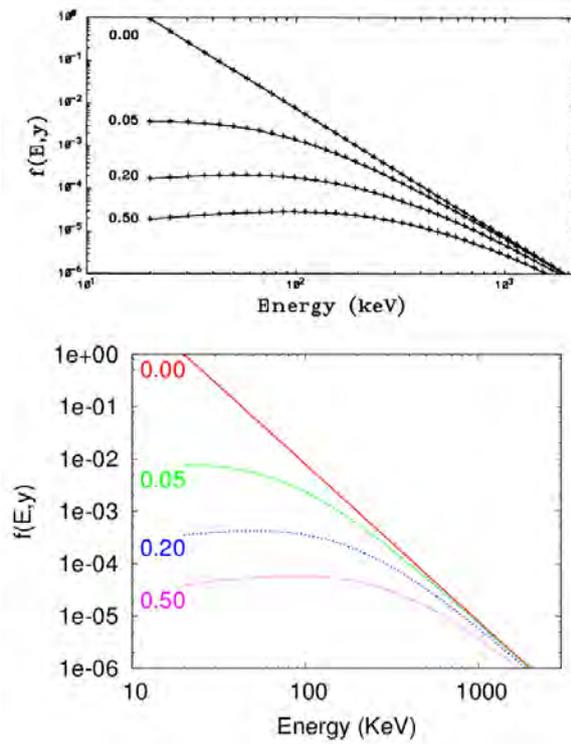


Figura 42: Simulaciones numéricas que muestran la evolución de la función de distribución de la energía, para diferentes valores de y ($= ct/\lambda_0$). El panel superior corresponde a resultados reportados por [Hamilton et al. \(1990\)](#) y el panel inferior a las pruebas de simulación de este trabajo.

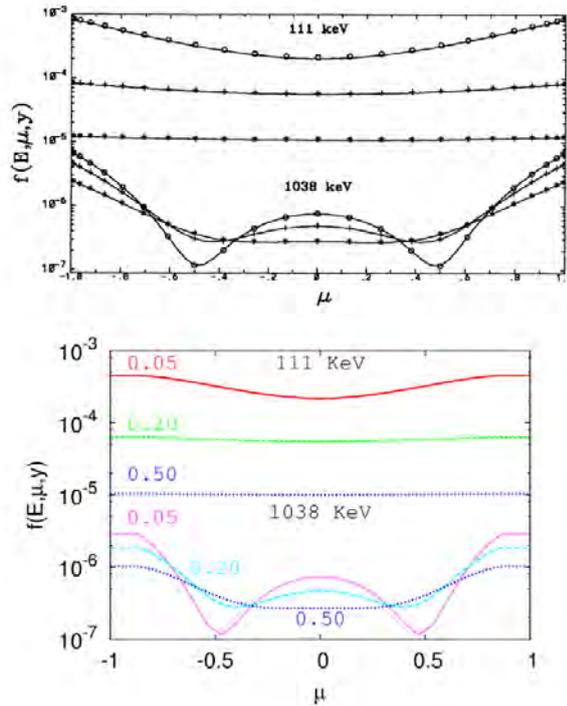


Figura 43: Simulaciones numéricas de la evolución de la distribución de μ , para diferentes valores de γ ($= ct/\lambda_0$). El panel superior corresponde a resultados reportados por [Hamilton et al. \(1990\)](#) y el panel inferior a las pruebas de las simulaciones de este trabajo.

donde se puede ver que los resultados de ambas gráficas son similares.

Por otro lado, para las simulaciones de prueba donde se involucra al término μ , se utilizó una función de distribución inicial de la forma $f(E, \mu) = (E_0/E)^\delta (2\mu^4 - \mu^2 + 1/8)$, con $E_0 = 20$ KeV y $\delta = 3.0$. Los resultados de estas pruebas junto con los reportados por [Hamilton et al. \(1990\)](#) se muestran respectivamente en las gráficas de los paneles inferior y superior de la Figura 43. Los resultados presentados toman en cuenta procesos asociados con colisiones de Coulomb, los cuales influyen en el término $D_{\mu\mu}$ de la ecuación FP. Como puede apreciarse, los resultados de ambos paneles son similares para todos los valores de γ que se consideraron, los cuales corresponden a diferentes tiempos en los que la función de distribución evoluciona.

Finalmente, para la prueba con el término de posición s se utilizó una función de distribución inicial de la forma $f_0(E) = E_0 \exp(-(s - s_{\max})^2/s_0^2)$, que corresponde a una función gaussiana centrada en s_{\max} , con un ancho $s_0 = 8 \times 10^7$ cm y una amplitud dada por la energía $E_0 = 1$ MeV, la cual corresponde a una velocidad $\mu\beta c = 0.941c$ en la dirección paralela al campo magnético, considerando que $\beta = v/c$ y $\beta = (1 - 1/(E + 1)^2)^{1/2}$. Los resultados de estas pruebas

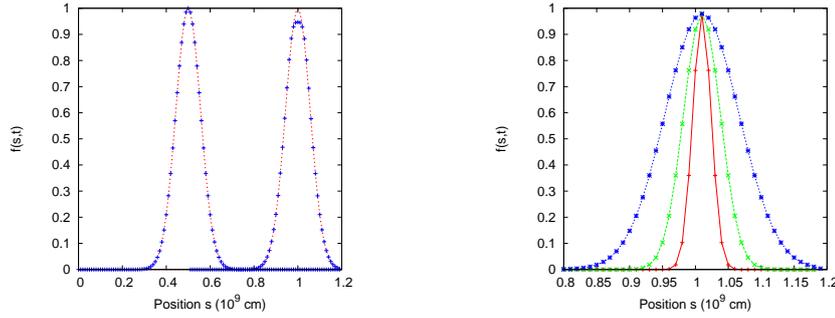


Figura 44: Resultados obtenidos con pruebas de simulaciones realizadas para una función de distribución gaussiana. En el panel izquierdo se muestra la evolución alcanzada en las posiciones $s=0.5 \times 10^9$ cm y 1.0×10^9 cm. La curva punteada corresponde a la solución analítica y la curva con símbolos '+' corresponde a las simulaciones de prueba. En el panel derecho se muestra la evolución a una distancia de 10^9 cm, para los valores $s_0 = 2 \times 10^7$ cm (símbolos '+'), $s_0 = 4 \times 10^7$ cm (símbolos 'x') y $s_0 = 8 \times 10^7$ cm (símbolos '*').

se muestran en la Figura 44, en cuyo panel izquierdo se muestra la evolución de la distribución alcanzada en los tiempos $t \approx 18$ ms y 36 ms, que es el tiempo que tarda el tope de la gaussiana en alcanzar las posiciones $s = 0.5 \times 10^9$ cm y 1.0×10^9 cm respectivamente. Las curvas punteadas y las marcadas con símbolos '+' corresponden respectivamente a la solución exacta y a la solución numérica con nuestras pruebas. En el panel derecho de la misma figura se presentan las curvas que corresponden a la evolución de la distribución que se logra alcanzar a una distancia de 1×10^9 cm, para los valores $s_0 = 2 \times 10^7$ cm (curva con símbolos '+'), $s_0 = 4 \times 10^7$ cm (símbolos 'x') y $s_0 = 8 \times 10^7$ cm (símbolos '*'). Por otro lado, en la Figura 45 se muestran resultados de las simulaciones numéricas reportadas por [Hamilton et al. \(1990\)](#). En este caso, en el panel superior se presentan los resultados para las simulaciones numéricas usando los métodos de transporte monotónico (símbolos '+'), upwind (círculos) y Lax-Wendroff (símbolos '*'), comparados con la solución exacta (línea continua), mientras que en el panel inferior se presentan simulaciones con el método de transporte monotónico usando los valores $s_0 = 2 \times 10^7$ cm (símbolos '*'), $s_0 = 4 \times 10^7$ cm (círculos) y $s_0 = 8 \times 10^7$ cm (símbolos '+'). La línea continua representa la solución analítica. Comparando las pruebas particulares mostradas en la Figura 44, con las curvas correspondientes en las gráficas de la Figura 45, observamos que en ambos casos los resultados son muy similares.

Las pruebas que hemos realizado y que se han presentado en esta sección demuestran que el código que utilizamos cumple satisfactoriamente el esquema propuesto por [Hamilton et al. \(1990\)](#) y [Siversky and Zharkova \(2009\)](#) para la solución de la ecuación de FP. Utilizando este código se han podido reproducir algunos resultados reportados

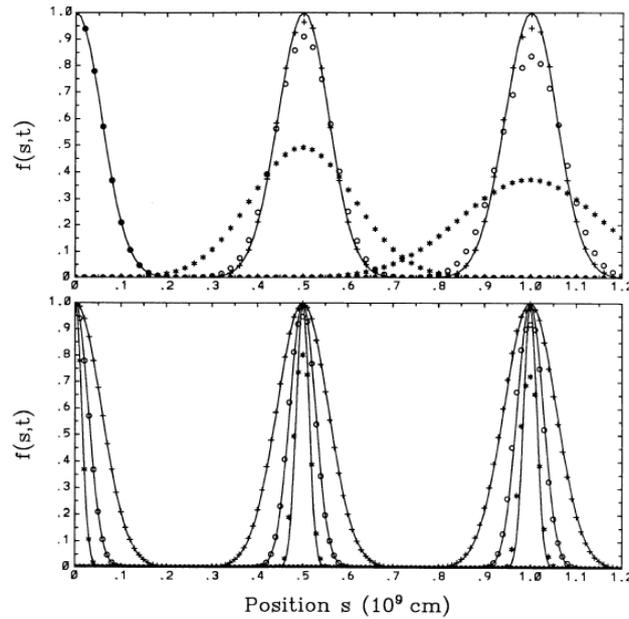


Figura 45: Simulaciones numéricas reportadas por [Hamilton et al. \(1990\)](#). El panel superior corresponde a la evolución de una función de distribución gaussiana como función de la posición usando los métodos de transporte monotónico (símbolos '+'), upwind (círculos) y Lax-Wendroff (símbolos '*'). El panel inferior corresponde a la solución analítica (línea continua) y la solución de transporte monotónico de la función de distribución para valores $s_0 = 2 \times 10^7$ cm (símbolos '*'), $s_0 = 4 \times 10^7$ cm (círculos) y $s_0 = 8 \times 10^7$ cm (símbolos '+').

por ([Hamilton et al., 1990](#)). En particular, se ha implementado el código para resolver la ecuación de FP que incluye los términos donde hay cambios en la energía, posición y ángulo de incidencia debidos a colisiones de Coulomb. Por lo tanto el uso del código que hemos desarrollado es confiable para su aplicación en el estudio de la evolución de una función de distribución de electrones para estudios relacionados con fenómenos solares como el caso de los radio picos.

5.5 SIMULACIÓN DE LA PROPAGACIÓN DE UN PULSO DE HAZ DE ELECTRONES

En este trabajo se estudia la evolución de un pulso de haz de electrones lanzando un pulso de corta duración desde el tope de un bucle magnético hacia la corona solar. Con base en las observaciones que se han hecho de la emisión de rayos X causada por la precipitación de haces de electrones, se sabe que la duración del pulso es del orden de 10^{-3} s ([Charikov et al., 2004](#); [Siversky and Zharkova, 2009](#)). El pulso es inyectado a una altura de 10^9 cm desde la fotosfera y su evolución es seguida hasta una distancia de alrededor de 3×10^{11} cm.

Tabla 6: Parámetros de las corridas de la simulación

Corrida	γ	E_0 (Kev)	n_b cm $^{-3}$
B1	3	16	1.75×10^7
B2	3	7	1.74×10^7
B3	7	16	2.87×10^7

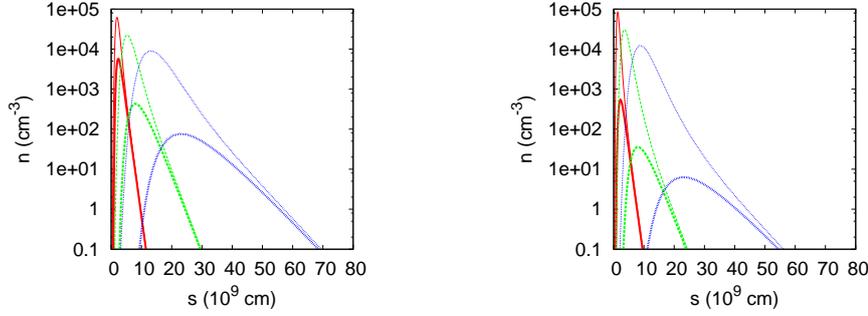


Figura 46: Gráfica de la densidad total n (cm $^{-3}$) como función de la posición para los tiempos $t = 0.282, 0.785$ y 1.968 s dados por las curvas sólida (rojo), discontinua (verde) y punteada (azul) respectivamente. Las líneas delgadas muestran resultados de la corrida cuyo modelo sólo toma en cuenta el término de advección de posición. Las líneas gruesas muestran el modelo que incluye colisiones de Coulomb. Los paneles izquierdo y derecho corresponden a las corridas del modelo B1 ($E_0 = 16$ Kev) y B2 ($E_0 = 7$ Kev) respectivamente.

El haz de electrones es inyectado en el límite inferior usando la condición de frontera para la función de distribución de electrones de la forma

$$f(E, \mu) = f_n \psi(\tau) \frac{(E/E_0)^{\delta-1}}{(E/E_0)^{\delta+\gamma} + 1} \exp\left(-\frac{(1-\mu)^2}{\Delta\mu^2}\right) \quad (38)$$

Donde $\delta = 10$ es el índice de ley de potencia para la distribución de electrones por debajo de la energía de corte E_0 , y $\gamma = 3$ es el valor del índice para energías por encima de E_0 , $\Delta\mu = 0.2$ es el ancho de la distribución Gaussiana del ángulo de incidencia. El rango de energía de la distribución es $E_{\min} = 1.2$ KeV y $E_{\max} = 384$ KeV, con una energía de corte de $E_0 = 16$ o 7 KeV. El perfil temporal $\psi(\tau)$ del haz se tomó como una función rectangular con un ancho de 0.2×10^{-3} s. La inyección de los haces se aplica en el límite inferior, y corresponde a un tamaño físico de alrededor de 100 Km a lo largo de la dirección de propagación para la resolución usada en las simulaciones.

La condición inicial de la distribución del haz de electrones es $f(\tau = 0, \xi, E, \mu) = 0$, y la condición de frontera superior es $f(\xi_{\max}, E, \mu) =$

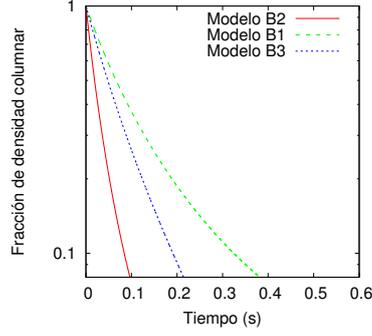


Figura 47: Tasa de densidad columnar de las corridas del modelo B con respecto al modelo A en función del tiempo. Las curvas discontinuas (verde), sólida (rojo) y punteada (azul) representan los modelos B1, B2 y B3 respectivamente. Se puede ver la pérdida de la población de electrones al disminuir la fracción con el paso del tiempo.

$f(\xi_{\max} - d\xi, E, \mu)$. El perfil de densidad del ambiente en la corona está descrito de la forma (p.ej. [Ratcliffe, 2013](#)),

$$n = n_0 \exp(-(s - s_0)/H_{\text{scale}}) \quad (39)$$

donde $n_0 = 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ es la densidad en el límite inferior y $H_{\text{scale}} = 10^{10} \text{ cm}$ es la escala de altura. Para el rango de distancias donde se sigue al haz de electrones la variación del campo magnético no es tan significativa. Además, el efecto del campo eléctrico inducido sobre la evolución de los pulsos de haz de electrones de corta duración es pequeño ([Siversky and Zharkova, 2009](#)). Por lo tanto, como primera aproximación, las simulaciones que se presentan aquí no incluyen los términos de convergencia magnética ni los de campo eléctrico. Las simulaciones se realizaron con una resolución de 100, 30 y 30 celdas para la posición, μ y energía respectivamente. Los ejes de la posición y energía fueron divididos usando una escala logarítmica. Las corridas de la simulación fueron realizadas para diferentes energías de corte (B1 y B2) y para un índice espectral de energía alto (B3). Para efectos de comparación se llevaron a cabo también simulaciones donde se excluyeron todos los términos que afectan a la distribución excepto los términos de posición (corridas A1, A2 y A3 respectivamente). La función de distribución está normalizada con un flujo $F_0 = 10^{12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ en el límite inferior. Los parámetros usados para las simulaciones y la densidad total efectiva están dados en la Tabla 6.

5.6 RESULTADOS Y DISCUSIÓN

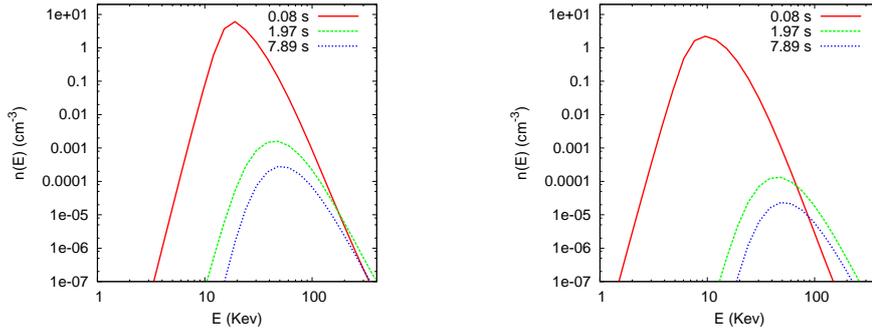


Figura 48: Gráfica del espectro en la posición donde ocurre el máximo del pulso para las corridas correspondientes al modelo B1 (panel izquierdo) y B2 (panel derecho). Las curvas sólida (roja), discontinua (verde) y punteada (azul) representan las corridas de los modelos para los tiempos 0.085, 1.97 y 7.89 s respectivamente. En tiempos mayores el máximo del espectro se desplaza hacia energías más altas debido a la pérdida de electrones de baja energía. Puesto que los electrones de alta energía se mueven más rápidamente, en una localidad dada el índice espectral para altas energías aparece más abrupto que el índice espectral de la inyección inicial.

5.6.1 Efectos colisionales en la propagación del pulso

En la Figura 46 se muestra la variación de la densidad de electrones con la posición. Durante su propagación el ancho del pulso se amplía debido a que los electrones con energías más altas se mueven más rápido que los electrones con menor energía, lo cual puede verse de forma más notable en las corridas del modelo sin efectos de colisión (curvas delgadas). En los modelos con términos colisionales la densidad decrece debido a colisiones del haz de partículas con el plasma del ambiente (curvas gruesas). Para un espectro de electrones con energía de corte alta los pulsos se ensanchan a causa de las velocidades más rápidas de los electrones. Los electrones del haz se termalizan debido a las colisiones y finalmente dejan la distribución. Por otro lado, en la Figura 47 la gráfica de la densidad columnar total de los electrones, integrada sobre el dominio de la simulación, muestra que alrededor del 90 % del haz de electrones se pierde en menos de un segundo debido a colisiones. Aunque el pulso del haz de electrones inyectado tiene un ancho de 160 km a lo largo de la dirección de propagación (0.2 milisegundos después de la inyección), el ancho del pulso se amplía al irse propagando. Sin embargo, el ancho de la región de emisión depende de las condiciones del medio ambiente, tales como el inicio de inestabilidades, así como de inhomogeneidades a pequeña escala de la densidad y del campo magnético (Vlasov et al., 2002; Rozhansky et al., 2008; Li et al., 2011b,a,c, 2012). En general, se espera que las escalas temporal y espacial de la emisión en radio sean

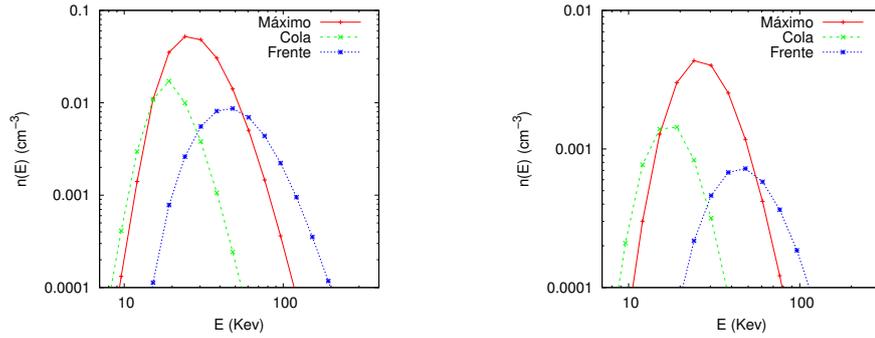


Figura 49: Gráficas del espectro en el máximo (sólido, rojo), borde frontal (punteado, azul) y borde trasero (discontinuo, verde) de un pulso para un tiempo de 0.489 s. Los paneles izquierdo y derecho corresponden a las corridas del modelo B1 y B2 respectivamente. El borde frontal del pulso contiene en su mayoría electrones de alta energía, mientras que el borde trasero contiene electrones de baja energía.

más pequeñas que las que se han visto en las simulaciones que se reportan aquí. Para comparar los resultados de las simulaciones con las duraciones de los picos observados, se requieren simulaciones que sigan la evolución de las ondas.

5.6.2 Evolución del espectro de electrones

En la Figura 48 se grafica el espectro promediado sobre el ángulo de incidencia, en la posición del máximo del pulso para diferentes tiempos. Los electrones de baja energía son removidos por colisiones, de manera que el máximo del espectro ocurre a energías más altas para tiempos posteriores. Los electrones que se mueven rápido forman la población del borde frontal del pulso, mientras que el borde trasero está poblado por electrones de baja energía tal como se muestra en la Figura 49. Esto puede crear una distribución con un abultamiento en la cola (*bump in tail*) donde $\partial f/\partial v > 0$ (Aschwanden, 2005). Sin embargo, para poder estimar la emisión de radio es necesario calcular la evolución de las ondas generadas por el haz de electrones, en conjunto con la evolución de la distribución de partículas.

5.7 CONCLUSIONES

En este trabajo se estudió la evolución de un pulso de haz de electrones inyectado desde el tope de un bucle magnético. Los electrones energéticos se propagan más rápido que los electrones de baja energía y pueblan el borde frontal del pulso. Es de esperar que tal configuración produzca emisión de radio por varios procesos inducidos por la

inestabilidad del haz. Gran parte de los electrones en un haz de corta duración son termalizados dentro de un segundo, en comparación con simulaciones de haces de electrones de mayor duración que se propagan hasta 1 UA (*Unidad Astronómica*). Para producir radio emisión con duración de milisegundos con un ancho de banda angosto, se requiere simular la propagación de pulsos de corta duración con bandas de energía estrechas acoplados con la dinámica de ondas.

5.8 TRABAJOS A FUTURO

El empleo de simulaciones numéricas para estudio de eventos transitorios rápidos en el Sol implica un trabajo que se puede extender ampliamente de acuerdo con la física del problema a investigar. En nuestro caso, existen diversas alternativas por considerar para dar continuidad al estudio en esta línea de investigación. Un caso importante es el desarrollo de simulaciones donde se estudien los efectos causados en la distribución de electrones debido a la presencia de un campo eléctrico y espejos magnéticos. Otro aspecto interesante reside en estudiar la evolución de la distribución tomando en cuenta diferentes valores de la densidad de electrones, y de la altura de la corona solar en la cual se aplica la inyección del pulso. Estos casos serán abordados en trabajos a futuro, con adaptaciones apropiadas al código para su reutilización en las simulaciones.

Parte IV

CONCLUSIONES

En esta parte se presentan las conclusiones del trabajo desarrollado en este proyecto y el trabajo a futuro que se plantea realizar para dar seguimiento al estudio de *eventos transitorios rápidos* en el Sol.

CONCLUSIONES

La región de la corona solar está conformada por diversas estructuras con inhomogeneidades en densidad y campo magnético, así como de partículas y ondas cuya interacción da como resultado la formación de inestabilidades en el plasma. Estas inestabilidades originan, mediante el mecanismo de *emisión de plasma* o el mecanismo de *electrón ciclotrón de tipo maser* (ECM), la formación de fenómenos dinámicos conocidos como *eventos transitorios rápidos*, que se manifiestan en forma de radiación electromagnética con altas intensidades de brillo y duraciones menores que un segundo. Apoyándonos en la nueva tecnología que permite observaciones de alta resolución, es de particular interés el estudio de eventos transitorios rápidos que ocurren en el Sol en la banda de radio, como el caso de los *radio picos* solares por ejemplo, cuyas duraciones son del orden de milisegundos. El estudio de estos eventos es importante ya que a partir de su análisis es posible proponer modelos de los mecanismos físicos de interacción que se llevan a cabo en la corona solar y su posible asociación con eventos solares donde se liberan grandes cantidades de energía.

La dinámica de los eventos transitorios rápidos puede ser entendida con el análisis de observaciones hechas con radiotelescopios, o bien mediante el uso de simulaciones numéricas. En este trabajo se han cubierto estos dos aspectos, donde el primero de ellos está relacionado con el desarrollo de instrumentación para la construcción de un espectrómetro digital de alta resolución temporal y espectral. El segundo, por su parte tiene que ver con el desarrollo de un código numérico para estudiar el comportamiento de la distribución de un pulso de haz de electrones inyectados en la corona solar y su evolución en el tiempo mediante la solución numérica de la ecuación de Fokker–Planck.

Respecto a la parte instrumental, es importante señalar que a pesar de que el proyecto requiere de componentes de bajo costo en comparación con proyectos más sofisticados de su tipo, el desarrollo de la instrumentación se ha visto afectado en ocasiones por limitaciones de presupuesto y de recursos humanos. Aún con estas limitantes, el avance del espectrómetro ha tenido grandes progresos, contándose en este momento con amplificadores de bajo ruido (LNA) y receptores, así como módulos para el control de motores, además de la infraestructura necesaria para el cableado y montaje de las antenas. Actualmente la parte de instrumentación se encuentra en una etapa

consolidada lista para iniciar la adquisición de datos y calibración del sistema electrónico. Los trabajos a futuro en esta parte involucran el seguimiento de la programación de la tarjeta FPGA para finalizar la etapa de adquisición de datos y para el procesamiento de las señales detectadas por la tarjeta ADC.

Para complementar las investigaciones que se harán con observaciones futuras del Sol una vez que se haya implementado el espectrómetro, se ha desarrollado adicionalmente un código que permite estudiar el comportamiento de un pulso de un haz de electrones inyectado en la corona solar, que simula la fuente de un evento transitorio rápido. Los resultados de las simulaciones realizadas para este trabajo demuestran que los electrones energéticos se propagan rápidamente poblando el frente del pulso, mientras que los electrones de baja energía quedan atrás formándose una distribución de abultamiento en la cola (*bump in tail*). Se piensa que este tipo de configuración puede producir emisión de radio por varios mecanismos ocasionados por la inestabilidad del haz. Gran parte de los electrones que conforman el haz son termalizados en un tiempo menor que un segundo y su efecto es más evidente al tomarse en cuenta colisiones coulombianas. Sin embargo, para una mejor comprensión de los procesos es apropiado estudiar también la evolución de las ondas generadas por el haz de electrones. Por otro lado, es importante mencionar que el contar con un código de base ofrece una gran ventaja para futuras investigaciones que incluyan los términos de campo eléctrico y espejos magnéticos, en donde las adaptaciones al código dependerán de la física del problema que se quiera estudiar. Las observaciones sistemáticas del Sol junto con el uso del código permitirán entender mejor los procesos físicos que se suceden en la corona solar.

Es importante recalcar también que el trabajo presentado en esta tesis es parte de un proyecto extenso que ha requerido de la integración de conocimientos en las áreas de *Física Espacial, Radio Astronomía, Electrónica y Ciencias de la Computación*, lo cual ha dado como resultado el desarrollo de instrumentación y herramientas de software propias que se utilizarán para el estudio de eventos transitorios rápidos en el Sol. La parte de instrumentación requirió, además de las bases en Radio Astronomía, del empleo unificado de conocimientos en el área de electrónica digital y programación a nivel de hardware. En esta parte se investigaron técnicas para configuración y uso de software para acceder dispositivos electrónicos desde los puertos de una computadora. En la parte de simulaciones se incursionó en el desarrollo de programación en lenguaje *Fortran 90*, donde se adquirieron habilidades en el diseño de código para la solución numérica de problemas científicos, propios del área de Física Espacial. Para el desarrollo del proyecto se ha obtenido apoyo del personal del *MEXART*¹, en Coeneo Michoacán,

¹ Mexican Array Telescope, por sus siglas en inglés

donde se cuenta con equipo de laboratorio adecuado para el desarrollo de la instrumentación.

El estudio de las simulaciones proporcionará resultados que permitirán investigar y complementar los modelos empleados en las simulaciones acorde a las observaciones que se obtengan. Finalmente, el estudio de eventos transitorios rápidos no se enfocará únicamente a eventos que ocurren en el Sol, sino también a los que se originan en otras fuentes, como el caso de los pulsares. La instrumentación en conjunto con el código que se ha desarrollado a lo largo de este proyecto cuentan con las características adecuadas para realizar investigaciones en este ámbito.

REFERENCIAS

- Aller, H. D., Aller, M. F., Latimer, G. E., and Hodge, P. E. (1985). Spectra and linear polarizations of extragalactic variable sources at centimeter wavelengths. *Astrophysical Journal, Supplement*, 59:513–768. (Citado en la página 38.)
- Alonso, M. and Finn, E. J. (1987). *Física, Volumen II: Campos y Ondas*. Addison-Wesley Iberoamericana, EUA, second edition. (Citado en las páginas 15 y 16.)
- Aschwanden, M. J. (1990). Relaxation of the loss-cone by quasi-linear diffusion of the electron-cyclotron maser instability in the solar corona. *A&AS*, 85:1141–1177. (Citado en las páginas 88 y 89.)
- Aschwanden, M. J. (2005). *Physics of the Solar Corona. An Introduction with Problems and Solutions*. 2nd. edn. Springer-Verlag, Berlin. (Citado en las páginas 88 y 100.)
- Aschwanden, M. J. and Benz, A. O. (1988). On the Electron-Cyclotron Maser Instability. II. Pulsations in the Quasi-stationary State. *ApJ*, 332:466. (Citado en la página 49.)
- Aschwanden, M. J. and Guedel, M. (1992). The coevolution of decimetric millisecond spikes and hard X-ray emission during solar flares. *ApJ*, 401:736–753. (Citado en la página 88.)
- Baade, W. and Zwicky, F. (1934). On Super-novae. *Proceedings of the National Academy of Science*, 20:254–259. (Citado en la página 7.)
- Balanis, C. A. (1997). *Antenna Theory, Analysis and Design*. John Wiley & Sons., Inc., Canada, second edition. (Citado en la página 21.)
- Bastian, T. S., Gary, D. E., White, S. M., and Hurford, G. J. (1998). Broadband microwave imaging spectroscopy with a solar-dedicated array. In Phillips, T. G., editor, *Advanced Technology MMW, Radio, and Terahertz Telescopes*, volume 3357 of *Proceedings of the SPIE*, pages 609–619. (Citado en la página 10.)
- Benz, A. O. (1985). Radio spikes and the fragmentation of flare energy release. *Solar Phys.*, 96:357–370. (Citado en la página 45.)
- Benz, A. O. (1986). Millisecond radio spikes. *Solar Phys.*, 104:99–110. (Citado en las páginas 34 y 88.)
- Benz, A. O. (2002). *Plasma Astrophysics: Kinetic Processes in Solar and Stellar Coronae*. Kluwer Academic, second edition. (Citado en las páginas 5 y 45.)

- Benz, A. O. (2009a). Radio Bursts of the Non-Thermal Sun. *Landolt Börnstein*, page 4128. (Citado en las páginas 10, 40, 41, 42, y 43.)
- Benz, A. O. (2009b). *Solar System*. Springer-Verlag, Berlin. (Citado en la página 87.)
- Berger, E., Ball, S., Becker, K. M., Clarke, M., Frail, D. A., Fukuda, T. A., Hoffman, I. M., Mellon, R., Momjian, E., Murphy, N. W., Teng, S. H., Woodruff, T., Zauderer, B. A., and Zavala, R. T. (2001). Discovery of radio emission from the brown dwarf LP944-20. *Nature*, 410:338–340. (Citado en la página 38.)
- Bhat, N. D. R. (2011). Searches for radio transients. *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 39:353–373. (Citado en las páginas 5, 8, 35, 37, 39, y 52.)
- Bloom, J. S., Sigurdsson, S., and Pols, O. R. (1999). The spatial distribution of coalescing neutron star binaries: implications for gamma-ray bursts. *Monthly Notices of the RAS*, 305:763–769. (Citado en la página 7.)
- Bouratzis, C., Hillaris, A., Alissandrakis, C. E., Preka-Papadema, P., Moussas, X., Caroubalos, C., Tsitsipis, P., and Kontogeorgos, A. (2015). Fine Structure of Metric Type IV Radio Bursts Observed with the ARTEMIS-IV Radio-Spectrograph: Association with Flares and Coronal Mass Ejections. *Solar Phys.*, 290:219–286. (Citado en la página 87.)
- Bower, G. C., Plambeck, R. L., Bolatto, A., McCrady, N., Graham, J. R., de Pater, I., Liu, M. C., and Baganoff, F. K. (2003). A Giant Outburst at Millimeter Wavelengths in the Orion Nebula. *ApJ*, 598:1140–1150. (Citado en las páginas 8, 35, y 36.)
- Bower, G. C., Roberts, D. A., Yusef-Zadeh, F., Backer, D. C., Cotton, W. D., Goss, W. M., Lang, C. C., and Lithwick, Y. (2005). A Radio Transient 0.1 Parsecs from Sagittarius A*. *ApJ*, 633:218–227. (Citado en la página 36.)
- Bower, G. C., Saul, D., Bloom, J. S., Bolatto, A., Filippenko, A. V., Foley, R. J., and Perley, D. (2007). Submillijansky Transients in Archival Radio Observations. *ApJ*, 666:346–360. (Citado en la página 8.)
- Bradley, R., Parashare, C., White, S. M., and Bastian, T. S. (2005). Instrument Development for the Green Bank Solar Radio Burst Spectrometer (GB/SRBS). In Kassim, N., Perez, M., Junor, W., and Henning, P., editors, *From Clark Lake to the Long Wavelength Array: Bill Erickson's Radio Science*, volume 345 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 357. (Citado en la página 54.)

- Burke-Spolaor, S. and Bailes, M. (2010). The millisecond radio sky: transients from a blind single-pulse search. *Monthly Notices of the RAS*, 402:855–866. (Citado en las páginas 6, 38, 52, y 54.)
- Casillas-Pérez, G. A., Jeyakumar, S., Pérez-Enríquez, H. R., and Trinidad, M. A. (2016). Evolution of electron beam pulses of short duration in the solar corona. *Adv. Space Res.*, doi: 10.1016/j.asr.2016.06.025. (Citado en la página viii.)
- Charikov, Y. E., Dmitriyev, P. B., Koudriavtsev, I. V., Lazutkov, V. P., Matveev, G. A., Savchenko, M. I., and Skorodumov, D. V. (2004). Solar flare hard X-rays measured by spectrometer "IRIS": spectral and temporal characteristics. In Stepanov, A. V., Benevolenskaya, E. E., and Kosovichev, A. G., editors, *Multi-Wavelength Investigations of Solar Activity*, volume 223 of *IAU Symposium*, pages 429–432. (Citado en la página 96.)
- Chen, B., Bastian, T. S., Shen, C., Gary, D. E., Krucker, S., and Gleaser, L. (2015). Particle acceleration by a solar flare termination shock. *Science*, 350:1238–1242. (Citado en la página 88.)
- Cheng, K. S. and Wang, J.-M. (1999). The Formation and Merger of Compact Objects in the Central Engine of Active Galactic Nuclei and Quasars: Gamma-Ray Burst and Gravitational Radiation. *ApJ*, 521:502–508. (Citado en la página 7.)
- Cohanin, B. E., Hewitt, J. N., and de Weck, O. (2004). The Design of Radio Telescope Array Configurations using Multiobjective Optimization: Imaging Performance versus Cable Length. *Astrophysical Journal, Supplement*, 154:705–719. (Citado en la página 53.)
- Colegate, T. M. and Clarke, N. (2011). Searching for Fast Radio Transients with SKA Phase 1. *Publications of the Astron. Soc. of Australia*, 28:299–316. (Citado en las páginas 51, 53, y 55.)
- Colgate, S. A. and Noerdlinger, P. D. (1971). Coherent Emission from Expanding Supernova Shells. *ApJ*, 165:509. (Citado en la página 6.)
- Collins, II, G. W., Claspy, W. P., and Martin, J. C. (1999). A Reinterpretation of Historical References to the Supernova of A.D. 1054. *Publications of the ASP*, 111:871–880. (Citado en la página 5.)
- Cordes, J. M. and McLaughlin, M. A. (2003). Searches for Fast Radio Transients. *ApJ*, 596:1142–1154. (Citado en las páginas 36, 37, y 54.)
- Cortiglioni, S., Mandolesi, N., Morigi, G., Ciapi, A., Inzani, P., and Sironi, G. (1981). A systematic search for radio pulses associated with gamma-ray bursts. *Astrophysics and Space Science*, 75:153–161. (Citado en la página 6.)

- Crya (2009a). *La Segunda Guerra Mundial y la Radio Astronomía*. Crya, unam, México. <http://www.crya.unam.mx/radiolab/historia-radar.html>. (Citado en la página 5.)
- Crya (2009b). *Pioneros de la Radio Astronomía*. Crya, unam, México. <http://www.crya.unam.mx/radiolab/pioneros.html>. (Citado en las páginas 4 y 5.)
- Crya (2009c). *Pre-Historia de la Radio Astronomía*. Crya, unam, México. <http://www.crya.unam.mx/radiolab/pre-historia.html>. (Citado en las páginas 4 y 5.)
- Csillaghy, A. and Benz, A. O. (1993). The bandwidth of millisecond radio spikes in solar flares. *A&A*, 274:487. (Citado en la página 34.)
- Dabrowski, B., Rompolt, B., Falewicz, R., Rudawy, P., and Siarkowski, M. (2003). Relationship between solar radio spikes observed at 1420 MHz and solar active phenomena. In Wilson, A., editor, *Solar Variability as an Input to the Earth's Environment*, volume 535 of *ESA Special Publication*, pages 491–494. (Citado en la página 88.)
- Dabrowski, B. P., Karlický, M., and Rudawy, P. (2015). Fourier Analysis of Radio Bursts Observed with Very High Time Resolution. *Solar Phys.*, 290:169–180. (Citado en la página 88.)
- Davies, R. D., Walsh, D., Browne, I. W. A., Edwards, M. R., and Noble, R. G. (1976). Transient radio source near the galactic centre. *Nature*, 261:476–478. (Citado en la página 36.)
- Dąbrowski, B. P., Rudawy, P., and Karlický, M. (2011a). Millisecond Radio Spikes in the Decimetric Band. *Solar Phys.*, 273:377–392. (Citado en la página 34.)
- Dąbrowski, B. P., Rudawy, P., and Karlický, M. (2011b). Millisecond Radio Spikes in the Decimetric Band. *Solar Phys.*, 273:377–392. (Citado en las páginas 40, 43, 45, y 88.)
- de Bruyn, A. G. (1973). A High-sensitivity Search for Radio Emission from Young Extragalactic Supernova Remnants at 1415 MHz. *A&A*, 26:105. (Citado en la página 35.)
- Ellingson, S. W., Taylor, G. B., Craig, J., Hartman, J., Dowell, J., Wolfe, C. N., Clarke, T. E., Hicks, B. C., Kassim, N. E., Ray, P. S., Rickard, L. J., Schinzel, F. K., and Weiler, K. W. (2013). The LWA1 Radio Telescope. *IEEE Transactions on Antennas and Propagation*, 61:2540–2549. (Citado en la página 51.)
- Fender, R. (2012). The Scientific Potential of LOFAR for Time Domain Astronomy. In Griffin, E., Hanisch, R., and Seaman, R., editors, *IAU Symposium*, volume 285 of *IAU Symposium*, pages 11–16. (Citado en la página 51.)

- Fender, R. P. and Bell, M. E. (2011). Radio transients: an antediluvian review. *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 39:315–332. (Citado en las páginas 35, 36, 37, y 52.)
- Fixsen, D. J. (2009). The Temperature of the Cosmic Microwave Background. *ApJ*, 707:916–920. (Citado en la página 30.)
- Fleishman, G. D. (2004). Effect of Random Inhomogeneities on Electron Cyclotron Maser Emission. *ApJ*, 601:559–564. (Citado en la página 46.)
- Fleishman, G. D., Gary, D. E., and Nita, G. M. (2003). Decimetric Spike Bursts versus Microwave Continuum. *ApJ*, 593:571–580. (Citado en las páginas 46, 88, y 89.)
- Fleishman, G. D. and Melnikov, V. F. (1999). Solar Millisecond Radio Spikes: Recent Progress, Current State, Problems for Future. In Wilson, A. and et al., editors, *Magnetic Fields and Solar Processes*, volume 448 of *ESA Special Publication*, page 1247. (Citado en la página 34.)
- Fleishman, G. D. and Melnikov, V. F. (2003). Optically Thick Gyrosynchrotron Emission from Anisotropic Electron Distributions. *ApJ*, 584:1071–1083. (Citado en la página 46.)
- Fokker, A. D. (1963). Type IV Solar Radio Emission. *Space Science Reviews*, 2:70–90. (Citado en la página 40.)
- Frail, D. A., Kulkarni, S. R., Berger, E., and Wieringa, M. H. (2003). A Complete Catalog of Radio Afterglows: The First Five Years. *Astronomical Journal*, 125:2299–2306. (Citado en la página 35.)
- Frail, D. A., Kulkarni, S. R., Nicastro, L., Feroci, M., and Taylor, G. B. (1997). The radio afterglow from the γ -ray burst of 8 May 1997. *Nature*, 389:261–263. (Citado en la página 36.)
- Frail, D. A., Kulkarni, S. R., Ofek, E. O., Bower, G. C., and Nakar, E. (2012). A Revised View of the Transient Radio Sky. *ApJ*, 747:70. (Citado en la página 37.)
- Fu, Q., Qin, Z., Ji, H., and Pei, L. (1995). A Broadband Spectrometer for Decimeter and Microwave Radio Bursts. *Solar Phys.*, 160:97–103. (Citado en las páginas 40 y 54.)
- Garipov, G. K., Khrenov, B. A., Klimov, P. A., Klimenko, V. V., Mareev, E. A., Martines, O., Morozenko, V. S., Panasyuk, M. I., Park, I. H., Ponce, E., Salazar, H., Tulupov, V. I., Vedenkin, N. N., and Yashin, I. V. (2011). Global Transients in ultraviolet and red-infrared ranges from data of the "Universitetsky-Tatiana-2" satellite. *ArXiv e-prints*. (Citado en la página 8.)

- Gehrels, N. (1986). Confidence limits for small numbers of events in astrophysical data. *ApJ*, 303:336–346. (Citado en la página 37.)
- Grechnev, V. V., Lesovoi, S. V., Smolkov, G. Y., Krissinel, B. B., Zandarov, V. G., Altyntsev, A. T., Kardapolova, N. N., Sergeev, R. Y., Uralov, A. M., Maksimov, V. P., and Lubyshev, B. I. (2003). The Siberian Solar Radio Telescope: the current state of the instrument, observations, and data. *Solar Phys.*, 216:239–272. (Citado en la página 10.)
- Guedel, M. and Benz, A. O. (1990a). Time profiles of solar radio spikes. *A&A*, 231:202–212. (Citado en la página 46.)
- Guedel, M. and Benz, A. O. (1990b). Time profiles of solar radio spikes. *A&A*, 231:202–212. (Citado en la página 88.)
- Hamilton, R. J., Lu, E. T., and Petrosian, V. (1990). Numerical solution of the time-dependent kinetic equation for electrons in magnetized plasma. *ApJ*, 354:726–734. (Citado en las páginas xxiii, xxiv, 89, 90, 91, 92, 93, 94, 95, y 96.)
- Hankins, T. H., Kern, J. S., Weatherall, J. C., and Eilek, J. A. (2003). Nanosecond radio bursts from strong plasma turbulence in the Crab pulsar. *Nature*, 422:141–143. (Citado en las páginas 5, 35, 36, y 37.)
- Hewish, A., Bell, S. J., Pilkington, J. D. H., Scott, P. F., and Collins, R. A. (1968). Observation of a Rapidly Pulsating Radio Source. *Nature*, 217:709–713. (Citado en las páginas 6 y 35.)
- Hewitt, R. G. and Melrose, D. B. (1986). Plasma and radiation processes (Invited review). *Astrophysics and Space Science*, 118:183–193. (Citado en las páginas 36 y 40.)
- Hillaris, A., Bouratzis, C., and Nindos, A. (2016). Interplanetary Type IV Bursts. *Solar Phys.*, 291:2049–2069. (Citado en la página 40.)
- Hirasima, Y., Okudaira, K., and Yamagami, T. (1970). Solar gamma ray burst observed on 27 Sept. 1968. *International Cosmic Ray Conference*, 2:683. (Citado en la página 7.)
- Hughes, P. A., Aller, H. D., and Aller, M. F. (1992). The University of Michigan radio astronomy data base. I - Structure function analysis and the relation between BL Lacertae objects and quasi-stellar objects. *ApJ*, 396:469–486. (Citado en la página 36.)
- J., N. G. and B., M. D. (1966). *Solar radiophysics: Studies of emission from the sun at metre wavelengths*. Cambridge Univ. Press, Cambridge, first edition. (Citado en la página 40.)
- Jackson, P. D., Kundu, M. R., and White, S. M. (1989). Quiescent and flaring radio emission from the flare stars AD Leonis, EQ Pegasi,

- UV Ceti, Wolf 630, YY Geminorum and YZ Canis Minoris. *A&A*, 210:284–294. (Citado en la página 38.)
- Jester, S. and Falcke, H. (2009). Science with a lunar low-frequency array: From the dark ages of the Universe to nearby exoplanets. *New Astronomy Review*, 53:1–26. (Citado en las páginas 9 y 39.)
- Joshi, B. C. and Ramakrishna, S. (2006). A software baseband receiver for pulsar astronomy at GMRT. *Bulletin of the Astronomical Society of India*, 34:401. (Citado en la página 9.)
- Katz, C. A., Hewitt, J. N., Corey, B. E., and Moore, C. B. (2003). A Survey for Transient Astronomical Radio Emission at 611 MHz. *Publications of the ASP*, 115:675–687. (Citado en las páginas 9 y 36.)
- Keane, E. F. (2010). *The Transient Radio Sky*. PhD thesis, University of Manchester. (Citado en la página 9.)
- Keane, E. F., Stappers, B. W., Kramer, M., and Lyne, A. G. (2012). On the origin of a highly dispersed coherent radio burst. *Monthly Notices of the RAS*, 425:L71–L75. (Citado en la página 38.)
- Klein Wolt, M., Aminaei, A., Zarka, P., Schrader, J.-R., Boonstra, A.-J., and Falcke, H. (2012). Radio astronomy with the European Lunar Lander: Opening up the last unexplored frequency regime. *Planetary Space Science*, 74:167–178. (Citado en la página 39.)
- Kraus, J. D. (1966). *Radio Astronomy*. McGraw Hill, USA, second edition. (Citado en las páginas 4, 5, 14, 25, 26, y 28.)
- Krucker, S., Benz, A. O., and Aschwanden, M. J. (1997). YOHKOH observation of the source regions of solar narrowband, millisecond spike events. *A&A*, 317:569–579. (Citado en la página 87.)
- Kuijpers, J., van der Post, P., and Slottje, C. (1981). Runaway acceleration in a radio flare. *A&A*, 103:331–338. (Citado en la página 89.)
- Kulkarni, S. R. (2012). Cosmic Explosions (Optical). In Griffin, E., Hanisch, R., and Seaman, R., editors, *New Horizons in Time Domain Astronomy*, volume 285 of *IAU Symposium*, pages 55–61. (Citado en la página 7.)
- Kuznetsov, A. A. and Vlasov, V. G. (2012). Kinetic simulation of the electron-cyclotron maser instability: effect of a finite source size. *A&A*, 539:A141. (Citado en la página 49.)
- Law, C. J. and Bower, G. C. (2014). VLA Surveys for Millisecond Radio Transients at 1 TB/hour. In *Exascale Radio Astronomy*, page 20303. (Citado en la página 51.)

- Li, B. and Cairns, I. H. (2013). Type III Radio Bursts in Coronal Plasmas with Kappa Particle Distributions. *Astrophysical Journal, Letters*, 763:L34. (Citado en la página 88.)
- Li, B., Cairns, I. H., and Robinson, P. A. (2008). Simulations of coronal type III solar radio bursts: 1. Simulation model. *Journal of Geophysical Research (Space Physics)*, 113:A06104. (Citado en la página 89.)
- Li, B., Cairns, I. H., and Robinson, P. A. (2011a). Effects of Spatial Variations in Coronal Electron and Ion Temperatures on Type III Bursts. II. Variations in Ion Temperature. *ApJ*, 730:21. (Citado en la página 99.)
- Li, B., Cairns, I. H., and Robinson, P. A. (2011b). Effects of Spatial Variations in Coronal Temperatures on Type III Bursts. I. Variations in Electron Temperature. *ApJ*, 730:20. (Citado en la página 99.)
- Li, B., Cairns, I. H., and Robinson, P. A. (2012). Frequency Fine Structures of Type III Bursts Due to Localized Medium-Scale Density Structures Along Paths of Type III Beams. *Solar Phys.*, 279:173–196. (Citado en la página 99.)
- Li, B., Cairns, I. H., Yan, Y. H., and Robinson, P. A. (2011c). Decimetric Type III Bursts: Generation and Propagation. *Astrophysical Journal, Letters*, 738:L9. (Citado en las páginas 89 y 99.)
- Li, H. W. (1986). Hollow beam distribution of energetic electrons and higher harmonics of electron cyclotron maser. *Solar Phys.*, 104:131–136. (Citado en las páginas 51 y 88.)
- Lifshitz, E. H. and Pitaevskii, L. P. (1981). *Physical Kinetics*. Pergamon Press, Oxford. (Citado en la página 90.)
- Loeb, A., Shvartzvald, Y., and Maoz, D. (2013). Fast radio bursts may originate from nearby flaring stars. *ArXiv e-prints*. (Citado en la página 39.)
- Lonsdale, C. J., Cappallo, R. J., Morales, M. F., Briggs, F. H., Benkevitch, L., Bowman, J. D., Bunton, J. D., Burns, S., Corey, B. E., Desouza, L., Doleman, S. S., Derome, M., Deshpande, A., Gopala, M. R., Greenhill, L. J., Herne, D. E., Hewitt, J. N., Kamini, P. A., Kasper, J. C., Kincaid, B. B., Kocz, J., Kowald, E., Kratzenberg, E., Kumar, D., Lynch, M. J., Madhavi, S., Matejek, M., Mitchell, D. A., Morgan, E., Oberoi, D., Ord, S., Pathikulangara, J., Prabu, T., Rogers, A., Roshi, A., Salah, J. E., Sault, R. J., Shankar, N. U., Srivani, K. S., Stevens, J., Tingay, S., Vaccarella, A., Waterson, M., Wayth, R. B., Webster, R. L., Whitney, A. R., Williams, A., and Williams, C. (2009). The Murchison Widefield Array: Design Overview. *IEEE Proceedings*, 97:1497–1506. (Citado en la página 54.)

- Lorimer, D. R., Bailes, M., McLaughlin, M. A., Narkevic, D. J., and Crawford, F. (2007). A Bright Millisecond Radio Burst of Extragalactic Origin. *Science*, 318:777. (Citado en las páginas 6, 37, y 38.)
- Macquart, J.-P. (2011). Detection Rates for Surveys for Fast Transients with Next Generation Radio Arrays. *ApJ*, 734:20. (Citado en la página 51.)
- Magdaleníć, J., Vršnak, B., Zlobec, P., Hillaris, A., and Messerotti, M. (2006). Classification and Properties of Supershort Solar Radio Bursts. *Astrophysical Journal, Letters*, 642:L77–L80. (Citado en las páginas 8 y 88.)
- McClaning, K. and Vito, T. (2000). *Radio Receiver Design*. Noble Publishing Corporation, first edition. (Citado en la página 26.)
- McClements, K. G. (1992). The simultaneous effects of collisions, reverse currents and magnetic trapping on the temporal evolution of energetic electrons in a flaring coronal loop. *A&A*, 258:542–548. (Citado en la página 90.)
- McLaughlin, M. A., Lyne, A. G., Keane, E. F., Kramer, M., Miller, J. J., Lorimer, D. R., Manchester, R. N., Camilo, F., and Stairs, I. H. (2009). Timing observations of rotating radio transients. *Monthly Notices of the RAS*, 400:1431–1438. (Citado en la página 6.)
- McLaughlin, M. A., Lyne, A. G., Lorimer, D. R., Kramer, M., Faulkner, A. J., Manchester, R. N., Cordes, J. M., Camilo, F., Possenti, A., Stairs, I. H., Hobbs, G., D’Amico, N., Burgay, M., and O’Brien, J. T. (2006). Transient radio bursts from rotating neutron stars. *Nature*, 439:817–820. (Citado en la página 6.)
- McMahon, P. L. (2011). Adventures in Radio Astronomy Instrumentation and Signal Processing. *ArXiv e-prints*. (Citado en la página 9.)
- Melnik, V. N., Shevchuk, N. V., Konovalenko, A. A., Rucker, H. O., Dorovskyy, V. V., Poedts, S., and Lecacheux, A. (2014). Solar Decimeter Spikes. *Solar Phys.*, 289:1701–1714. (Citado en la página 88.)
- Melrose, D. B. (1975). Small-scale inhomogeneities in the solar corona - Evidence from meter-wavelength radio bursts. *Solar Phys.*, 43:79–86. (Citado en la página 88.)
- Melrose, D. B. and Dulk, G. A. (1982). Electron-cyclotron masers as the source of certain solar and stellar radio bursts. *ApJ*, 259:844–858. (Citado en las páginas 48, 49, y 51.)
- Messmer, P. and Benz, A. O. (2000). The Minimum bandwidth of narrowband spikes in solar flare decimetric radio waves. *A&A*, 354:287–295. (Citado en la página 34.)

- Miller, J. A., Cargill, P. J., Emslie, A. G., Holman, G. D., Dennis, B. R., LaRosa, T. N., Winglee, R. M., Benka, S. G., and Tsuneta, S. (1997). Critical issues for understanding particle acceleration in impulsive solar flares. *Journal of Geophysical Research*, 102:14631–14660. (Citado en la página 89.)
- MIT (2012). *Antenna description*. MIT Haystack Observatory. http://www.haystack.mit.edu/edu/undergrad/srt/antenna/antenna_info.html. (Citado en la página 60.)
- Nick Sawyer (2013). *Source-Synchronous Serialization and Deserialization (up to 1050 Mb/s)*. Xilinx XAPP1064,(v1.2), USA. (Citado en la página 78.)
- NRAO (2001). *Pre-Historia de la Radio Astronomía*. NRAO, Green Bank, West Virginia. http://www.aoc.nrao.edu/epo/puente/prehistory/hist_prehist-s.shtml. (Citado en la página 5.)
- Oberoi, D., Evarts, E. R., and Rogers, A. E. E. (2009). High Temporal and Spectral Resolution Interferometric Observations of Unusual Solar Radio Bursts. *Solar Phys.*, 260:389–400. (Citado en la página 88.)
- Ofek, E. O., Breslauer, B., Gal-Yam, A., Frail, D., Kasliwal, M. M., Kulkarni, S. R., and Waxman, E. (2010). Long-duration Radio Transients Lacking Optical Counterparts are Possibly Galactic Neutron Stars. *ApJ*, 711:517–531. (Citado en la página 37.)
- Palaniswamy, D., Wayth, R. B., Trott, C. M., McCallum, J. N., Tingay, S. J., and Reynolds, C. (2014). A Search for Fast Radio Bursts Associated with Gamma-Ray Bursts. *ArXiv e-prints*. (Citado en la página 55.)
- PARTNeR (2009). *Conceptos técnicos de un radiotelescopio y de la radiación recibida*. Proyecto Académico con el Radio Telescopio de NASA en Robledo, CAB and LAEFF, España. http://partner.cab.inta-csic.es/index.php?Section=Curso_Iniciacion_Capitulo_5. (Citado en la página 27.)
- Penprase, B. E. (2010). *The Power of Stars: How Celestial Observations Have Shaped Civilization*. Springer, first edition. (Citado en la página 5.)
- Peterson, L. E. and Winckler, J. R. (1959). Gamma-Ray Burst from a Solar Flare. *Journal of Geophysical Research*, 64:697–707. (Citado en la página 7.)
- Ratcliffe, H. (2013). *Electron beam evolution and radio emission in the inhomogeneous solar corona*. PhD thesis, University of Glasgow (United Kingdom). (Citado en la página 98.)

- Ratcliffe, H., Kontar, E. P., and Reid, H. A. S. (2014). Large-scale simulations of solar type III radio bursts: flux density, drift rate, duration, and bandwidth. *A&A*, 572:A111. (Citado en la página 89.)
- Reid, H. A. S. and Kontar, E. P. (2013). Evolution of the Solar Flare Energetic Electrons in the Inhomogeneous Inner Heliosphere. *Solar Phys.*, 285:217–232. (Citado en la página 89.)
- Roboteq (2012). *Advanced Digital Motor Controllers User Manual*. Roboteq, User Manual (v1.3), USA. (Citado en la página 81.)
- Roboteq (2014). *SDC21xx, 2x20A or 1x40A High Performance Dual Channel Brushed DC Motor Controller with USB and CAN Interface*. Roboteq, SDC21xx (v1.3), USA. (Citado en la página 81.)
- Rozhansky, I. V., Fleishman, G. D., and Huang, G.-L. (2008). Millisecond Microwave Spikes: Statistical Study and Application for Plasma Diagnostics. *ApJ*, 681:1688–1697. (Citado en las páginas xxii, 46, 47, 48, 88, y 99.)
- Safonova, M., Sivaram, C., and Murthy, J. (2008). Prospects for observations of transient UV Events with the TAUVEV UV observatory. *Astrophysics and Space Science*, 318:1–12. (Citado en las páginas 7 y 8.)
- Schilling, G. (2002). *Flash! The hunt for the biggest explosions in the universe*. Cambridge University Press, first edition. (Citado en la página 7.)
- Shevchuk, N. V., Melnik, V. N., Poedts, S., Dorovskyy, V. V., Magdalenic, J., Konovalenko, A. A., Brazhenko, A. I., Briand, C., Frantsuzenko, A. V., Rucker, H. O., and Zarka, P. (2016). The Storm of Decameter Spikes During the Event of 14 June 2012. *Solar Phys.*, 291:211–228. (Citado en la página 88.)
- Siversky, T. V. and Zharkova, V. V. (2009). Stationary and impulsive injection of electron beams in converging magnetic field. *A&A*, 504:1057–1070. (Citado en las páginas 90, 92, 95, 96, y 98.)
- Smith, F. G. (1950). Origin of the Fluctuations in the Intensity of Radio Waves from Galactic Sources: Cambridge Observations. *Nature*, 165:422–423. (Citado en la página 6.)
- Staelin, D. H. and Reifenstein, III, E. C. (1968). Pulsating Radio Sources near the Crab Nebula. *Science*, 162:1481–1483. (Citado en la página 6.)
- Stern, S. A. (1994). The detectability of extrasolar terrestrial and giant planets during their luminous final accretion. *Astronomical Journal*, 108:2312–2317. (Citado en la página 7.)

- Steven Wang (2013). *Xilinx Driver Installation in Fedora 19*. LightTomorrow, China. <https://lighttomorrow.wordpress.com/2013/09/11/xilinx-driver-installation-in-fedora-19>. (Citado en la página 75.)
- Tan, B. (2013a). Small-scale Microwave Bursts in Long-duration Solar Flares. *ApJ*, 773:165. (Citado en las páginas 8 y 49.)
- Tan, B. (2013b). Small-scale Microwave Bursts in Long-duration Solar Flares. *ApJ*, 773:165. (Citado en la página 88.)
- Tan, B., Yan, Y., Tan, C., Sych, R., and Gao, G. (2012). Microwave Zebra Pattern Structures in the X2.2 Solar Flare on 2011 February 15. *ApJ*, 744:166. (Citado en la página 88.)
- Tang, J. F. and Wu, D. J. (2009). Electron-cyclotron maser emission by power-law electrons in coronal loops. *A&A*, 493:623–628. (Citado en la página 88.)
- Taylor, J. H., Huguenin, G. R., and Hirsch, R. M. (1972). Search for Pulsed Radio Emission from Scorpius X-1 and Cygnus X-1. *Astrophysical Journal, Letters*, 172:L17. (Citado en la página 6.)
- Texas Instruments (2007a). *ADS64XX EVM User's Guide*. Texas Instruments, USA. (Citado en la página 66.)
- Texas Instruments (2007b). *QUAD CHANNEL, 14-BIT, 125/105/80/65 MSPS ADC WITH SERIAL LVDS OUTPUTS*. Texas Instruments, USA. (Citado en las páginas xxii, 66, y 67.)
- Texas Instruments (2010). *FMC-ADC-ADAPTER*. Texas Instruments, USA. <http://www.ti.com/tool/FMC-ADC-Adapter>. (Citado en las páginas xxii y 71.)
- Thornton, D., Stappers, B., Bailes, M., Barsdell, B., Bates, S., Bhat, N. D. R., Burgay, M., Burke-Spolaor, S., Champion, D. J., Coster, P., D'Amico, N., Jameson, A., Johnston, S., Keith, M., Kramer, M., Levin, L., Milia, S., Ng, C., Possenti, A., and van Straten, W. (2013). A Population of Fast Radio Bursts at Cosmological Distances. *Science*, 341:53–56. (Citado en la página 38.)
- Trott, C. M., Tingay, S. J., and Wayth, R. B. (2013). Prospects for the Detection of Fast Radio Bursts with the Murchison Widefield Array. *Astrophysical Journal, Letters*, 776:L16. (Citado en las páginas 38 y 53.)
- Vlasov, V. G., Kuznetsov, A. A., and Altyntsev, A. T. (2002). The maser mechanism for solar millisecond spike generation in inhomogeneous plasma. *A&A*, 382:1061–1069. (Citado en las páginas 49, 87, 88, y 99.)

- Warwick, J. W. and Dulk, G. A. (1969). Spectrum and Polarization of Solar Radio Bursts on a 10-MILLISECOND Time Scale. *Astrophysical Journal, Letters*, 158:L123–L125. (Citado en la página 88.)
- Weiler, K. W., Panagia, N., Sramek, R. A., Van Dyk, S. D., Stockdale, C. J., and Williams, C. L. (2010). Radio emission from supernovae. *Mem. Societa Astronomica Italiana*, 81:374. (Citado en la página 37.)
- Wilson, T. L. (2011). Techniques of Radio Astronomy. *ArXiv e-prints*. (Citado en las páginas 4 y 9.)
- Wilson, T. L., Rohlfs, K., and Hüttemeister, S. (2009). *Tools in Radio Astronomy*. Springer-Verlag, fifth edition. (Citado en las páginas 18, 24, 26, y 30.)
- Xilinx (2011). *Getting Started with the Xilinx Spartan-6 FPGA SP605 Evaluation Kit*. UG525 (v1.3), Xilinx, USA. (Citado en las páginas xxii y 73.)
- Xilinx (2012). *SP605 Hardware User Guide*. UG526 (v1.7), Xilinx, USA. (Citado en las páginas xxii, 70, y 72.)
- Xillybus (2010). *An FPGA IP core for easy DMA over PCIe with Windows and Linux*. Xillybus, Israel. <http://xillybus.com/>. (Citado en la página 78.)
- Zarka, P., Farrell, W., Fischer, G., and Konovalenko, A. (2008). Ground-Based and Space-Based Radio Observations of Planetary Lightning. *Space Science Reviews*, 137:257–269. (Citado en la página 39.)
- Zhang, B. and Sigurdsson, S. (2003). Electromagnetic Signals from Planetary Collisions. *Astrophysical Journal, Letters*, 596:L95–L98. (Citado en la página 8.)
- Zharkova, V. V., Arzner, K., Benz, A. O., Browning, P., Dauphin, C., Emslie, A. G., Fletcher, L., Kontar, E. P., Mann, G., Onofri, M., Petrosian, V., Turkmani, R., Vilmer, N., and Vlahos, L. (2011). Recent Advances in Understanding Particle Acceleration Processes in Solar Flares. *Space Science Reviews*, 159:357–420. (Citado en la página 89.)
- Zharkova, V. V. and Gordovskyy, M. (2006). The Effect of the Electric Field Induced by Precipitating Electron Beams on Hard X-Ray Photon and Mean Electron Spectra. *ApJ*, 651:553–565. (Citado en la página 91.)
- Zheleznyakov, V. V. and Zlotnik, E. Y. (1975). Cyclotron wave instability in the corona and origin of solar radio emission with fine structure. III. Origin of zebra-pattern. *Solar Phys.*, 44:461–470. (Citado en la página 88.)

- Zlobec, P. and Karlický, M. (1998). Narrowband dm-SPIKES Observed during the 15 June 1991 Flare. *Solar Phys.* , 182:477–496. (Citado en la página 51.)
- Zucca, P., Carley, E. P., McCauley, J., Gallagher, P. T., Monstein, C., and McAteer, R. T. J. (2012). Observations of Low Frequency Solar Radio Bursts from the Rosse Solar-Terrestrial Observatory. *Solar Phys.* , 280:591–602. (Citado en las páginas xxi, 9, 40, 41, 42, y 54.)
- Zurita, C., Corral-Santana, J. M., and Casares, J. (2015). The Historical X-ray Transient KY TrA in quiescence. *Monthly Notices of the RAS*, 454:3351–3356. (Citado en la página 7.)

Este documento fue escrito usando la plantilla `classicthesis` desarrollada por André Miede. El estilo fue inspirado por el libro trascendental sobre tipografía de Robert Bringhurst, titulado "*The Elements of Typographic Style*". La plantilla `classicthesis` está disponible para L^AT_EX y L^AXen la siguiente dirección electrónica:

<https://bitbucket.org/amiede/classicthesis/>

DECLARACIÓN

Declaro conocer el Código de Ética de la Universidad Nacional Autónoma de México, plasmado en la Legislación Universitaria. Con base en las definiciones de integridad y honestidad ahí especificadas, aseguro mediante mi firma al calce que el presente trabajo es original y enteramente de mi autoría. Todas las citas de, o referencias a, la obra de otros autores aparecen debida y adecuadamente señaladas, así como acreditadas mediante los recursos editoriales convencionales.

México, noviembre 2016

Gilberto Armando Casillas Pérez