

Universidad del Valle de Guatemala

FACULTAD DE CIENCIAS Y HUMANIDADES
DEPARTAMENTO DE FÍSICA



Reconstrucción de la curva de rotación y mapeo de nuestra galaxia con el radiotelescopio SALSA a 1420 MHz

TRABAJO DE GRADUACIÓN PRESENTADO POR
DAVID JOSÉ GABRIEL MASELLI
PARA OPTAR AL GRADO ACADÉMICO
DE LICENCIADO EN FÍSICA

GUATEMALA

2013

**Reconstrucción de la curva de rotación y mapeo
de nuestra galaxia con el radiotelescopio SALSA a 1420 MHz**

Universidad del Valle de Guatemala

FACULTAD DE CIENCIAS Y HUMANIDADES
DEPARTAMENTO DE FÍSICA



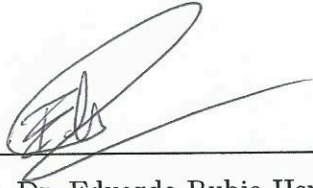
Reconstrucción de la curva de rotación y mapeo de nuestra galaxia con el radiotelescopio SALSA a 1420 MHz

TRABAJO DE GRADUACIÓN PRESENTADO POR
DAVID JOSÉ GABRIEL MASELLI
PARA OPTAR AL GRADO ACADÉMICO
DE LICENCIADO EN FÍSICA

GUATEMALA

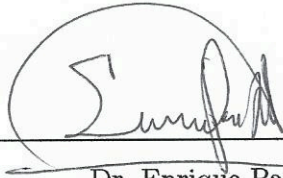
2013

Vo. Bo.



Dr. Eduardo Rubio-Herrera

Tribunal examinador:



Dr. Enrique Pazos Ávalos



MSc. Zaida del Rosario Urrutia del Cid



Dr. Eduardo Rubio-Herrera

Aprobación:

Guatemala, 21 de noviembre de 2013

PREFACIO

Haber llegado hasta este punto en mi carrera fue algo de lo más difícil que he enfrentado. Esto lo digo debido no únicamente por la dificultad de algunas materias, sino también por la incertidumbre de mis oportunidades para trabajar luego de haberme graduado. Esta clase de dudas se presentan a cualquier estudiante de física en Guatemala y por un momento me tentaron a abandonar mi carrera. Sin embargo, logré llegar hasta la etapa en donde debía elaborar mi trabajo de graduación.

Seleccionar un tema para mi trabajo de graduación fue un desafío, ya que buscaba un tema que fuera original. Mi primera propuesta constaba en investigar las aplicaciones que podría tener en la vida real el cálculo fraccional. No fue posible desarrollar dicho trabajo debido a que fui incapaz de encontrar a un asesor apto para este tema. Le comuniqué esta noticia a mi directora de departamento, y ella me contó sobre una propuesta para utilizar un radiotelescopio. Ella sabía que la Astronomía era un área de la ciencia de especial interés para mí. Me puso en contacto con M.A.A. Yvelice Castillo, de la Universidad Autónoma de Honduras, quien me propuso utilizar un radiotelescopio ubicado en Suecia, para estudiar la galaxia. Este radiotelescopio posee la capacidad de ser operado remotamente a través de internet, algo que nunca había escuchado antes. Ella propuso ser mi asesora; sin embargo luego de un tiempo, me vi obligado a cambiar de asesor, ya que ella vive en Honduras y yo en Guatemala, y la distancia representó muchos problemas de comunicación. No obstante, le debo agradecer a ella por haberme introducido a la radioastronomía y por su servicio durante los primeros meses. Se presentó el Dr. Eduardo Rubio, y ofreció ser mi nuevo asesor. Con él realizamos mejoras, hasta llegar al presente trabajo.

Durante la elaboración de este trabajo, me presentaron al Ing. Rolando Paz, quien me habló sobre una propuesta para la construcción de un arreglo de radiotelescopios en Centroamérica. Fue en ese momento cuando comprendí la utilidad que tendría mi conocimiento, y la utilidad que tiene haber estudiado esta carrera.

A lo largo de la elaboración de este trabajo, se presentaron muchas personas que me proporcionaron su ayuda. Quiero comenzar agradeciéndole a mi directora, MSc. Zaida Urrutia, por todo, tanto durante la elaboración de este trabajo, como durante mis estudios.

Obviamente, quiero agradecerle a mi asesor, el Dr. Eduardo Rubio, por su asesoría, por su paciencia y por ser tan riguroso. Gracias a él obtuve un trabajo de mejor calidad.

Hay otras personas que debo mencionar, ya que hicieron posible mi trabajo por medio de su asistencia. Comienzo con los encargados del radiotelescopio del observatorio de Onsala, Suecia: Cathy Horellou, Daniel Dahlin y Mitra Hajoghli. Les agradezco por sus asistencia en el análisis de datos y por proporcionar un uso gratuito y sencillo de su radiotelescopio. También le agradezco al Ing. Rolando Paz por su asistencia en la introducción a los radiotelescopios y al Lic. Adrián Licht por su asistencia en el desarrollo de la explicación teórica de la línea espectral del hidrógeno. Agradezco también al Lic. José Carlos Bonilla, quien me ayudó a formalizar la presentación de este trabajo.

Debo agradecerle a Dios, por haberme proporcionado la vida y la capacidad para elaborar este trabajo.

Finalmente, quiero expresarle mi agradecimiento a mis amigos y a mi familia, por su apoyo incondicional, especialmente mi señora madre, quien me hizo compañía durante las largas horas de trabajo.

CONTENIDO

PREFACIO	v
LISTA DE FIGURAS	ix
LISTA DE CUADROS	xi
RESUMEN	xii
I. INTRODUCCIÓN	1
1. Breve historia de la radioastronomía	1
1.1. Radioastronomía en el Siglo XXI.	7
2. Radiotelescopios	9
2.1. Tipos	10
2.2. Componentes.	11
2.3. Propiedades	12
II. LA LÍNEA DE 21 CENTÍMETROS	16
1. El origen de la línea de hidrógeno	16
2. ¿Cómo nos ayuda la línea de hidrógeno a estudiar nuestra galaxia? . . .	22
2.1. El efecto Doppler.	22
2.2. Geometría de nuestra galaxia.	24
III. OBSERVACIONES	28
1. El radiotelescopio SALSA	28
2. Las mediciones	29
IV. ANÁLISIS DE DATOS Y RESULTADOS	34
1. Corrección horizontal	34
2. ImageJ	35
3. Corrección vertical	37
4. Refinando datos	39
4.1. La línea de base.	39
4.2. Modelación de líneas espectrales.	42
5. Curva de rotación galáctica	46
6. Mapa de la galaxia	48
7. Mapa de contorno de la galaxia	50
8. Resultados obtenidos	52

v.	NUESTROS RESULTADOS EN EL CONTEXTO DE LA DINÁMICA DE LA GALAXIA	57
1.	Curva de rotación externa	57
2.	Materia oscura	57
2.1.	Distribución de masa en la vía láctea.	59
2.2.	Las curvas de rotación.	63
2.3.	Modelación de la curva de rotación.	65
2.4.	Fracción bariónica.	67
3.	Dinámica modificada de Newton	67
4.	La estructura espiral de la galaxia	70
vi.	CONCLUSIONES	77
vii.	RECOMENDACIONES	79
viii.	BIBLIOGRAFÍA	80
ix.	APÉNDICES	89
A.	Sistema de coordenadas galácticas	89
B.	Manual de uso del radiotelescopio	92
i.	Procedimiento inicial.	92
ii.	NX.	92
iii.	Reservando un espacio.	92
iv.	Observando por primera vez.	93
v.	Qradio.	94
vi.	KStars.	96

LISTA DE FIGURAS

1. Sistema de coordenadas polares logarítmico	14
2. Corrimiento de frecuencia a causa del efecto Doppler	23
3. Transformación de un espectro	24
4. La velocidad de una nube y su proyección en la línea de visión	25
5. Geometría de la galaxia	26
6. Radiotelescopio SALSa	30
7. Mediciones para curva de rotación galáctica	32
8. Mediciones para el mapa del plano galáctico	33
9. Ejemplo de tabla de longitudes y velocidades	35
10. Ejemplo de un «Montage»	36
11. Valores de la intensidad máxima y mínima para cada longitud galáctica	38
12. Tabla obtenida después de la corrección vertical	38
13. Corrimiento del nivel de referencia	39
14. Menú lateral	41
15. Ajustando la parábola como nivel de referencia	42
16. Espectro luego de realizar la resta de la línea de base	43
17. Espectro modelado por distribuciones de Lorentz	44
18. Curvas que componen un espectro	44
19. Fórmula de la cuarta columna	45
20. Espectros utilizados para elaboración de la curva de rotación galáctica	47
21. Ubicación del componente máximo	48
22. Puntos con solución única.	50
23. Curva de rotación galáctica.	53
24. Mapa del plano galáctico.	54
25. Mapa de contorno del plano galáctico	55
26. Mapa de contorno del plano galáctico elaborado por Levine, Blitz y Heiles (2006)	56
27. Curva de rotación de Sofue	58
28. Distribución de la masa del bulbo galáctico	61
29. Distribución de la masa del disco galáctico	62
30. Distribución de masa del halo de materia oscura	63
31. Velocidad de rotación del bulbo galáctico	64
32. Curva de rotación del disco galáctico	66
33. Curva de rotación del halo de materia oscura	67
34. Curva de rotación unificada	73
35. Distribución de masa y fracción bariónica	74
36. Curva de rotación predicha por la MOND	75
37. Modelo de la galaxia NGC 1365	76

38. Logitud galáctica	90
39. Latitud galáctica	91
40. Sistema de coordenadas galácticas	91
41. Configuración de NX	93
42. Interfaz de Qradio	95
43. Resultados de un espectro	96
44. Encontrando la frecuencia máxima	97
45. Tabulación de la intensidad mínima y máxima	98
46. Programa KStars	98

LISTA DE CUADROS

1.	Cuadro de parámetros para mediciones	31
2.	Cuadro de observaciones para curva de rotación galáctica	31
3.	Cuadro de observaciones para mapa del plano galáctico	32
4.	Muestra de tabla de resultados	37

RESUMEN

En el presente trabajo se presenta una reconstrucción de la curva de rotación de nuestra galaxia. Con los resultados de esta curva de rotación, fue posible elaborar un mapa del primer y segundo cuadrantes de la galaxia. Este mapa nos indica cómo está distribuido el hidrógeno en la Vía Láctea. Las observaciones se realizaron a una frecuencia de 1420.4 MHz debido a que esta corresponde a la frecuencia de la línea espectral del hidrógeno neutro, el cual es abundante en el Universo. Para llevar a cabo las mediciones respectivas, se utilizó de manera remota el radiotelescopio SALSA, del observatorio de Onsala, Suecia.

Juntos con los resultados, se presenta una breve explicación del origen de la línea de hidrógeno y cómo utilizarla para estudiar la estructura y cinemática de nuestra galaxia. También se explica a detalle los métodos utilizados para el análisis de resultados, y finalmente, se incluye un capítulo que se dedica a explicar las teorías que surgen a partir de los resultados, principalmente debido a que el comportamiento de nuestra galaxia difiere mucho del comportamiento esperado.

I. INTRODUCCIÓN

En este trabajo se busca determinar la curva de rotación y la distribución de masa de la galaxia. Estos resultados pueden apreciarse en el Capítulo IV. Algunas de las teorías que surgen a partir de estos resultados se explican en el Capítulo V. Este capítulo cumple la función de introducir al lector a la radioastronomía en general. En el Capítulo II se explica lo que es la línea de hidrógeno y cómo utilizarla para obtener la curva de rotación y el mapa de distribución de masa. Finalmente, en el Capítulo III se proporcionan datos sobre los parámetros utilizados en las mediciones que se realizaron para obtener los resultados que se publican al final del Capítulo IV.

A continuación se presenta una breve historia de la radioastronomía, basada principalmente en el libro de J.D. Kraus (1986) y el artículo de Gart Westerhout (1972), con el objetivo que el lector comprenda la relevancia de la radioastronomía gracias a los descubrimientos que se han hecho con el paso del tiempo y las ventajas que esta tiene por encima de otras ramas de la astronomía. Luego, se explicará un poco el funcionamiento básico de un radiotelescopio y se mencionan algunas de sus propiedades elementales.

1 BREVE HISTORIA DE LA RADIOASTRONOMÍA

Uno de los eventos que pudieron marcar el inicio de la radioastronomía fue cuando Thomas Edison dedujo la posibilidad que el Sol irradiara también en radio frecuencias. En 1890, él planeó crear un anillo de cables telefónicos alrededor de un campo de mineral de hierro en Nueva Jersey, para que este se magnetizara por las perturbaciones electromagnéticas del Sol. Esto causaría una corriente de inducción en los cables telefónicos, lo cual a la vez podría ser escuchado. Los postes para el cable, en efecto llegaron al lugar; sin embargo, no hay evidencia que el experimento se haya llevado a cabo.

Un poco más adelante, hubo varios intentos por detectar ondas de radio que provinieran del Sol. Dos asociados de Hertz, Wilsing y Scheiner, intentaron detectarlas en 1896 (Verschuur 2007). Entre 1894 y 1900, Oliver Lodge, intentó lo mismo; sin embargo la interferencia eléctrica de la ciudad que habitaba, Liverpool, era demasiado fuerte, e hizo que él abandonara su experimento. En 1901, Nordmann intentó también captar alguna emisión de radio del Sol, ya que creía que estas emisiones variaban con el ciclo solar (Verschuur 2007). Desafortunadamente, él se rindió en el primer intento, aunque un factor que probablemente

afectó, era que en 1901 era el mínimo solar. De haber esperado al máximo solar, es posible que hubiera tenido éxito.

Luego de estos primeros intentos, no hubo grandes descubrimientos sino hasta 1930. Esto en parte podría ser por la teoría de Planck para la radiación, publicada en 1902. Esta establecía que la radiación del Sol debería de ser radiación de cuerpo negro.

En 1930 es cuando sucede lo que muchos consideran como el inicio de la radioastronomía. En ese año Karl Jansky, un trabajador de la Compañía Telefónica Bell, instaló un sistema de antena con capacidad de rotar, con el propósito de estudiar el ruido de radio en función de la dirección y del tiempo (Sullivan III 2009). Esto le permitió descubrir algunas tormentas eléctricas, incluso a largas distancias. Con el tiempo, descubrió un ruido estable, que variaba con la dirección y que no provenía de su receptor. Mas adelante, eliminó el Sol como posible fuente, y luego de captar información por varios meses, dedujo que la señal tenía origen fuera del Sistema Solar. Luego de un año de realizar observaciones, pudo ubicar el origen de este ruido con algunos grados de error. En 1933 presentó su papel (Kraus 1986) ante la Unión Científica de Radio Internacional, lo cual fue uno de los eventos mas importantes de la radioastronomía. Jansky continuó con sus observaciones y publicó su último documento en 1935 (Sullivan III 2009).

Uno de los hallazgos de Jansky, fue que las características del ruido eran similares a las de las cargas eléctricas en un resistor. Esto lo llevo a sugerir que la radiación provenía de partículas cargadas muy calientes en el medio interestelar (Kraus 1986). La publicación de Jansky fue presentada en Detroit, en la junta del Instituto de Radio Ingenieros, en donde solo asistieron 20 personas (Westerhout 1972).

Luego de Jansky, la situación se complicó por el hecho que la industria de comunicación por radio creció rápidamente y era difícil encontrar una frecuencia que no estuviera ocupada por alguna compañía de comunicaciones. No solo sucedió eso, sino que tampoco hubo grandes avances en los años subsiguientes. Sin embargo, aquí aparece Grote Reber. Luego de varios intentos fallidos, Reber, intentó detectar señales con una longitud de onda de 187 cm. Durante la primavera de 1939, Reber logró ubicar la Vía Láctea. Poco a poco fue refinando su equipo mapeando el cielo punto por punto. Los primeros resultados fueron publicados ante la comunidad astronómica en 1940. Un segundo documento fue publicado en 1944, en el cual se presentaba un mapa completo (Kraus 1986, Verschuur 2007). En ese mismo documento, se mencionaba que el tránsito del Sol también causaba la recepción de ondas de radio y si el origen de estas ondas fuera térmico, entonces el Sol tendría una

temperatura de un millón de grados. En 1946, también descubrió fuertes emisiones del Sol en longitud de onda de 62 cm, a las cuales en un principio confundió con interferencia de automóviles, pero luego de varias pruebas, confirmó su origen solar.

En 1942, J. S. Hey, un investigador de radar en tiempos de la Segunda Guerra Mundial, descubrió que el Sol era una fuente de ondas de radio muy variable y muy poderosa. Hey no solo logró describir la radiación del Sol, sino también inició una forma de investigar los meteoros, al descubrir que estos producían ecos de radar. Lo que es probablemente su descubrimiento más famoso es la fuente extra galáctica de ondas de radio Cygnus A (una galaxia), la cual es muy conocida en la comunidad de radioastronomía en la actualidad.

Por otro lado, en Australia, Kerr intentó observar la Vía Láctea en 1944; sin embargo su intento no pudo concretarse debido a investigaciones para la guerra. Al año siguiente, J. L. Pawsey, junto con algunos colegas, innovaron un artefacto exótico. Construyeron un interferómetro, el cual utilizaba una antena que fue montada en una colina que daba hacia el mar. El propósito de esto era recibir los rayos directamente de la fuente y recibir aquellos que eran reflejados por el mar, los cuales seguían una trayectoria más larga. Esto le proporcionó una alta resolución angular, la cual les permitió localizar perturbaciones en una gran mancha solar que había aparecido solo unos días antes. Más adelante, en Inglaterra, Martin Ryle y su grupo, construyeron un interferómetro y estudiaron el Sol en 1946. Este trabajo llevó a desarrollos en la radio interferometría, lo cual a su vez llevó a la conclusión que con este método se alcanzarían las resoluciones más altas posibles.

Regresando a Australia, J. C. Bolton y Gordon Stanley identificaron la fuente Cygnus A, utilizando el interferómetro construido por Pawsey, y descubrieron que la fuente tenía menos de siete minutos de arco de diámetro. También descubrieron otras fuentes de radio e hicieron un avance significativo al ser los primeros en identificar una fuente de radio que también era un objeto visible. Este objeto era la nebulosa del cangrejo, que es lo que queda de una supernova que explotó en el año 1054.

En otra parte, Oort le hizo una sugerencia a Van de Hulst, su estudiante, el cual calculó como distinguir entre un Universo estático y uno en expansión utilizando radio frecuencias. Utilizando la información obtenida ya en ese entonces, él pudo eliminar la teoría del Universo estático. Con esto se le dio inicio a la radio cosmología. La otra contribución de Van de Hulst, fue calcular que la transición de espín en el átomo de hidrógeno neutro debería de emitir una onda con longitud de onda de 21 cm. Esta línea podría utilizarse para estudiar la cinemática y dinámica de la galaxia (explicamos esto detalladamente en el

Capítulo II).

Esta línea fue detectada hasta 1951 por Ewen y Purcell. En 1952, en un documento elaborado por Van de Hulst, Oort y Muller, aparece por primera vez un diagrama rústico de la estructura en espiral (Westerhout 1972).

Tal como se puede apreciar, muchos países han realizado esfuerzos, unos individuales, otros en conjunto, con el fin de desarrollar la radioastronomía, siendo los principales: Inglaterra, Australia, Holanda, Estados Unidos y otros.

En 1952, en Inglaterra, Robert Hanbury Brown y Cyril Hazard tenían estudiadas 23 fuentes y para 1955 el grupo de Jodrell Bank había elaborado un pequeño catálogo de fuentes de radio (Sullivan III 2009). Después del gran éxito de la parábola de 218 pies de Jodrel Bank¹ (Verschuur 2007), construyen en 1957 el radiotelescopio Mark I, una parábola dirigible de 250 pies (76.25 metros).

En esa época, la resolución angular² era muy limitada. Martin Ryle³ desarrolló como una solución a ese problema, la radio interferometría, mediante el ensamble de dos o más radiotelescopios, con una línea de base⁴ variable que puede ser de pocos, hasta miles de kilómetros, que observan simultáneamente la misma fuente. Otro aporte de Ryle fue el desarrollo de la síntesis de apertura (Verschuur 2007), la cual, mediante la utilización de la rotación de la Tierra, permite la toma de datos a diferentes tiempos, para obtener mediciones con distintas líneas de base.

Para 1962, en Cambridge, se construye el telescopio One-Mile, con alta resolución y mayor sensibilidad, permitiéndole a Ryle elaborar los primeros mapas reales de distribución de brillo de fuentes discretas como Cygnus A y Cassiopea A (Verschuur 2007).

El desarrollo de la interferometría ha permitido descubrir algunas de las fuentes de radio que son invisibles en los telescopios ópticos. También en Holanda se realizan investigaciones, tras la predicción de Van de Hulst de la existencia de la radiación a 21 centímetros, por lo que en 1956 los holandeses construyen el radiotelescopio de Dwingeloo, de 25 metros, el que permitió a varios científicos, como Jan Oort hacer observaciones en la estructura galáctica,

¹fundado por Bernard Lovell y P. M. S. Blackett en 1945 originalmente para la detección de rayos cósmicos, pero, por su característica de poseer un mástil central inclinable, fue utilizado para escanear el cielo y estudiar «radio estrellas»

² razón entre la longitud de onda de observación y el diámetro de la antena

³ quien ganó el Nobel de Física en 1974 junto con Anthony Hewish

⁴ separación entre las antenas.

hacer como el desarrollo de un mapa de la distribución espacial del hidrógeno neutro en la Vía Láctea, que detalla la estructura espiral de la Galaxia, todo esto, en colaboración con el CSIRO de Sydney.

Simultáneamente, en Australia también se desarrolla la radioastronomía, y al igual que en Inglaterra, existen dos grupos rivales, con distintos intereses.

Los dos grandes grupos rivales de Australia son el perteneciente a la Universidad de Sydney y el del Commonwealth Science and Industrial Research Organization- CSIRO, ambos con líneas de investigación propias, por lo que el grupo de la Universidad de Sydney desarrolla en 1954 el interferómetro Mills-Cross, construido en dos filas de paraboloides cilíndricas y 250 dipolos sintonizados a 3.5 metros de longitud de onda, en forma de cruz, y con una gran resolución angular, y en 1967 construyen en New Mills-Cross.

En 1959 se construye el Radiotelescopio Parkes de 210 pies, el cual transmitió al mundo entero la caminata lunar de los tripulantes del Apollo 11.

Por su parte, el CSIRO construyó un observatorio con 96 antenas colocadas en un círculo de 3 kilómetros de diámetro, en 1967, para el estudio de la atmosfera, vientos y explosiones solares, entre otros.

A pesar de la tendencia por su estudio del Sol, se atribuye a radio astrónomos australianos el descubrimiento de al menos 550 cuásares y el establecimiento de Sagitario A como el centro de la Vía Láctea.

Se ha mencionado que fueron varios los países que simultáneamente realizaron esfuerzos por el desarrollo de la radio astronomía, siendo otro de ellos, Estados Unidos, donde varias instituciones «compitieron» por las observaciones celestiales, tal es el caso del Instituto Tecnológico de California CALTECH, que en 1957 construye, bajo la dirección de Bolton, un interferómetro de dos monturas ecuatoriales de reflectores de 90 pies, en Owens Valley, conocido como ORVO por sus siglas en ingles; por su parte, en 1962 bajo la dirección de J. D. Kraus de la Universidad de Ohio, se construye el radiotelescopio Big Ear, de dos reflectores; mientras que en 1963, la Universidad de Cornell, construyó en Arecibo, Puerto Rico (Vershuur 2007), en una depresión natural, un radio telescopio de mil pies, con una resolución espacial de 3 segundos de arco, a 21 centímetros, considerado a la fecha, como el más grande del mundo. En dicho observatorio Joseph H. Taylor, físico y astrónomo de Harvard (ahora en Princeton) en 1974 descubrió, junto a su alumno Russell A. Hulse, un

púlsar binario, de un sistema estelar doble, uno de cuyos cuerpos no emite radioseñales. Una vez medidas las pulsaciones y el movimiento del sistema descubierto, comprobaron la disminución de su periodo orbital. Este hecho permite concluir la existencia de ondas gravitatorias, como predijo Einstein en su teoría de la relatividad. Por este descubrimiento fueron galardonados en 1993 con el Nobel de Física (Ekers 2010).

Por su parte, en 1964, utilizando un reflector gigante tipo corneta, Penzias y Wilson detectaron la radiación de fondo a 2.7 kilómetros, proveyendo evidencias de la Teoría del Big Bang, trabajo que les valió el galardón del Nobel en Física en 1978 (Ekers 2010).

Entre 1964 y 1967 se construye el principal radio telescopio de la National Radio Astronomy NRAO el interferómetro Green Bank (Verschuur 2007) de tres elementos, con una resolución espacial de 2 segundos de arco, lo que permite, entre otros, la medición de cuásares y pulsares. Se utilizó el radio telescopio Tatel como el elemento fijo de dicho interferómetro. Debido a que en 1988, en pleno uso y sin causa aparente, se desplomó, el telescopio Robert C. Byrd Green Bank -GBT-, fue construido y puesto en funcionamiento en el año 2000, para reemplazar a su antecesor. Es actualmente considerado como el mayor radiotelescopio móvil del mundo, capaz, debido a sus características, de escuchar finos murmullos de cuásares, de obtener imágenes nítidas de la superficie de Venus, y de investigar ondas de radio emitidas desde cometas, planetas, pulsares o galaxias distantes (www.nrao.com).

En 1970 se construye el interferómetro de arreglo de síntesis Westerbork, operado por la Netherlands Foundation for Radio Astronomy -NFRA-, utilizado principalmente para el estudio de fuentes extra galácticas. Ahora se le llama ASTRON.

El radiotelescopio de 100 metros de diámetro de Bad Münstereifel-Effelsberg lleva funcionando satisfactoriamente desde agosto de 1972, y se le atribuyen observaciones a las pequeñas longitudes de onda de 3.5mm debido a la precisión en su superficie parabólica, siendo las principales funciones de este radiotelescopio: Observaciones de radio en espectro continuo; investigación de objetos galácticos y extra galácticos a distintas longitudes de onda, incluyendo la línea de 21 cm del hidrógeno neutro (HI); investigaciones espectroscópicas de fuentes galácticas y extragalácticas; investigación de la radiación de los púlsares en radiofrecuencia con gran resolución temporal e Interferometría de Muy Larga Línea de Base (Very Long Baseline Interferometry, VLBI) (Instituto Max Planck para Radioastronomía), proporcionando una magnífica resolución angular.

En 1975 comenzó a operar el radiotelescopio RATAN-600 (Radio Astronomy Telescope

of Academy Nauk), ubicado en el Observatorio Astrofísico Espacial cerca de Zelenchukskaya, en el sur de Rusia, que posee un diseño en forma de anillo de 576 metros de diámetro, compuesto de 895 paneles reflectores ajustables, de 7.4 metros de altura, que pueden variar su ángulo para redirigir las ondas de radio a un punto central del anillo, soportado sobre rieles (Special Astrophysics Observatory).

En 1980 se finaliza el proyecto Very Large Array -VLA-, en Socorro, Nuevo México a 2124 metros sobre el nivel del mar, conformado por 27 antenas móviles, cada una de 25 metros de diámetro, y distribuidas en forma de Y, siendo cada brazo de 21 kilómetros de longitud, iniciando actividades en 1981. Entre los usos que se le pueden atribuir al VLA están: descubrir agua en el planeta Mercurio, coronas radio-brillantes alrededor de estrellas ordinarias, micro-cuásares en nuestra Galaxia, lentes gravitacionales de Einstein alrededor de galaxias distantes, entre otros.

Además de Rusia, también India ha mostrado interés en el desarrollo de la radioastronomía, y es por ello, que ha construido en 1995 el Giant Metrewave Radio Telescope (GMRT), ubicado a unos 80 km al norte de Pune, constando de 30 gigantescas antenas parabólicas orientables, de 45 metros de diámetro cada una, cuyo número y configuración se ha optimizado para satisfacer objetivos astrofísicos que requieran sensibilidad a una alta resolución angular, de tal manera que catorce de las treinta antenas se encuentran más o menos al azar en una matriz compacta en el centro de una región de aproximadamente 1 kilómetro cuadrado y las dieciséis restantes se reparten a lo largo de los 3 brazos de una configuración en forma de Y aproximadamente sobre una región más grande, con la línea de base más larga de cerca de 25 km. Dadas las características de este radio telescopio, la resolución angular más alta alcanzable estará en el rango de cerca de 60 segundos de arco en las frecuencias más bajas hasta cerca de 2 segundos de arco a 1.4 GHz. Uno de sus objetivos más importantes es la búsqueda de la radiación en la línea de 21 cm de las nubes primordiales de hidrógeno neutro para determinar la época de la formación de galaxias en el Universo (Tata Institute of Fundamental Research).

1.1 Radioastronomía en el Siglo XXI. En noviembre de 2006 se inauguró el Gran Telescopio Milimétrico -GTM- o Large Millimeter Telescope -LMT- construido a 4,581 metros sobre el nivel del mar en la cima del Volcán Sierra Negra, Puebla, en colaboración del Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica -INAOE-, de México, y de la Universidad de Massachusetts, de Estados Unidos, diseñado específicamente para operar en longitudes de onda que van del rango de 0.85 a 4 milímetros, conformado por una antena parabólica de 50 metros de diámetro, y desarrollado para la exploración de la

formación y evolución de los sistemas planetarios, estrellas, agujeros negros y galaxias a lo largo de 13,700 millones años de historia del Universo (Large Millimeter Telescope).

Hasta finales del Siglo XX, las antenas parabólicas dominaron la radio astronomía, en las amplitudes de onda de centímetros, milímetros y sub-milímetros, y debido a que la versatilidad de las mismas les permite abarcar frecuencias más altas, logran obtener mediciones de mejor resolución, y más confiabilidad que los arreglos de apertura.

Sin embargo, en el ASTRON de Holanda, se pensó en la posibilidad con construir un enorme radio telescopio, con un área de recolección de cerca de un kilómetro cuadrado y para ello, utilizar arreglos de apertura, lo que condujo a desarrollar proyectos como el Adaptive Antenna Demonstrator -AAD-, One Square Metre Array -OSMA-, Thousand Element Array -THEA- y el EMBRACE, como parte del proyecto FPP6 SKADS (www.skads-eu.org).

Los arreglos de apertura se han podido utilizar, debido a que a partir del Siglo XXI, se cuenta con tecnología más sofisticada y más adecuada a las funciones de los radiotelescopios, tales como sistemas electrónicos digitales, de computación y almacenamiento de datos, procesamiento de señales, que han permitido la creación de una nueva generación de telescopios de arreglo de apertura y la construcción o proyección de telescopios como Low Frequency Array -LOFAR-, Murchison Widefield Array -MWA- proyecto internacional de Estados Unidos, Australia e India, Precision Array for Probing the Epoch of Reionization -PAPER- en Sudafrica (Verschuur 2007) y Long Wavelength Array -LWA-.

LOFAR es el primer telescopio que utiliza un conjunto de antenas omni-direccionales simples en lugar de una antena parabólica. Las señales electrónicas de las antenas se digitalizan, se transportan a un procesador digital central, y se combinan en el software para emular una antena convencional. Las antenas son lo suficientemente simples, pero hay muchas de ellas - cerca de 7000 en el diseño completo LOFAR.

De acuerdo al sitio oficial (www.lofar.org), para hacer fotografías de radio del cielo con la nitidez adecuada, estas antenas deben estar dispuestas en racimos que se extienden a lo largo de una superficie de 100 km de diámetro en los Países Bajos y más de 1500 kilómetros en toda Europa, donde se construirán estaciones en Alemania (5), Suecia (1), Reino Unido (1) y Francia (1).

Finalmente, en un futuro cercano se planea construir el Square Kilometer Array -SKA- el cual es un proyecto científico multinacional que involucra veinte países entre los que están:

Australia, Canadá, China, Alemania, Italia, Sudáfrica, Holanda, Nueva Zelanda, Suecia, y otros y al menos 67 organizaciones (www.skads-eu.org). El telescopio estará integrado por 3,000 antenas parabólicas, de 15 metros de diámetro cada una (www.skatelescope.org), que formarán un único instrumento gigante. Aunque en su conjunto, la superficie de todas las antenas será de un kilómetro cuadrado, la mitad de las mismas estarán ubicadas en una zona central de 5 km de ancho, y el resto se extenderá en cinco brazos espirales alineados y extendiéndose sobre un área que excede los 3,000 km de ancho.

Complementarán los platos, otros dos tipos de receptores de radio, antenas de apertura y de alcance, para tener una cobertura de frecuencia continua de 70 MHz a 10 GHz. Cada plato de telescopio estará complementado por matrices de apertura de alta, media y baja frecuencia, capaces detectar las ondas de radio que penetran la atmósfera de la Tierra, emitidas por estrellas, galaxias y cuásares.

De acuerdo con el Observatorio Nacional de Radio Astronomía (NRAO), el esquema actual del Programa SKA gira en torno a tres conceptos:

- El SKA-bajo cubrirá un rango de frecuencia de aproximadamente 0.07 a 0.3 GHz; así el componente de frecuencia baja de este programa investigará el Universo inicial y las fuentes transitorias.
- El SKA-medio, cubrirá un rango de frecuencia de aproximadamente 0.5 GHz a 3 GHz o superior; su componente de frecuencia media permitirá que sea esencialmente un instrumento para explorar la evolución de las galaxias, la energía oscura, las fuentes transitorias y el campo de gravedad fuerte. Finalmente,
- El SKA-alto contempla un rango de frecuencia de entre 3 GHz a 25-50 GHz o mayor, siendo fundamentalmente un instrumento importante para explorar la formación de estrellas y planetas, la gravedad fuerte y la posible existencia de inteligencia extraterrestre.

2 RADIOTELESCOPIOS

Según Arnau y Silla (1991)⁵, un radiotelescopio es «una muy especial antena parabólica de enormes dimensiones, dirigida al firmamento, para detectar parte de las radiaciones que

⁵Arnau A., Silla E. 1991. *El Medio Interestelar*. España: Universitat de Valencia.

nos llegan de él». Es el instrumento utilizado para captar las ondas electromagnéticas, en el rango de radio, emitidas por cuerpos celestes.

Son los instrumentos fundamentales que permiten hacer observaciones de objetos celestes, mediante la captación de ondas de radio, operando en frecuencias considerablemente bajas, desde 5 MHz hasta 300 GHz (llamada radiación de radiofrecuencia RF), debido a que en estas frecuencias, existe una ventana que permite el paso de estas señales sin que las absorba la atmósfera.

Al ser detectadas las ondas de radio se producen sobre la antena corrientes eléctricas, que deben ser amplificadas por los circuitos del receptor y posteriormente deben ser analizadas.

A continuación, se describen algunos de los tipos más comunes de radiotelescopios.

2.1 Tipos

2.1.1 Antena de alambre. Son las más comunes y su principal característica es que están construídas con hilos conductores, que pueden ser rectos, en cuyo caso la antena es llamada dipolo; circulares, para la antena de anillo; cuadrados, para las antenas de cuadro; o helicoidales, para las llamadas hélices (Cardama et al. 2002).

2.1.2 Antena de apertura. En la mayor parte, estas antenas consisten en secciones abiertas de una guía de onda, y pueden ser de varias formas, como corneta piramidal, corneta cónica, apertura rectangular, etc. En este tipo de antenas se tiene la relación $D \gg \lambda$.

2.1.3 Reflectora. Conocida popularmente como plato parabólico, es en la que la superficie actúa como un espejo, de forma que las señales que son recogidas por la antena se reflejan en ella, y son canalizadas en el punto focal del reflector, donde se encuentra un alimentador (feed), encargado de recibir la señal. Este tipo de antenas pueden poseer distintas formas, como de esquina, esférica o Cassegrain. Esta última forma es la más utilizada en los radiotelescopios más grandes, que cuentan con varios receptores para captar varias bandas, y contiene dos reflectores: cóncavo y convexo. El segundo reflector, o reflector secundario, se ubica en el lugar del foco primario, el que a su vez recibe las ondas reflejadas por el reflector primario.

En el estudio de la radiación del Universo, para frecuencias del orden de los GHz, se

usan antenas parabólicas.

2.1.4 Interferómetros. Los interferómetros son arreglos de antenas que, alineadas en fase respecto a las señales detectadas, pueden mejorar la sensibilidad y resolución angular de un solo radiotelescopio. Son grupos de «antenas que funcionan al unísono, combinando las señales recibidas en cada una de ellas mediante un *correlator*», simulando así un «instrumento de mucha mayor envergadura que un radiotelescopio convencional» (Bachiller 2009).

Los interferómetros, junto con los demás radiotelescopios, necesitan dos componentes principales para funcionar. A continuación, explicaremos el funcionamiento básico de ambos.

2.2 Componentes. Los radiotelescopios están conformados por dos partes principales, el Front-End y el Back-End. El primero se conforma por toda la instrumentación analógica necesaria para la recepción de las señales, incluyendo el feed, filtros, LNAs, guía de onda⁶ y mezclador.

El segundo comprende el receptor digital (de acuerdo a los avances de la tecnología), el sistema de almacenamiento de datos y el sistema de procesamiento de datos.

Dependiendo del tipo de antena y de la frecuencia que está establecida para que la misma funcione, así serán los componentes y materiales que conformarán el radiotelescopio.

2.2.1 Antena o sistema de antena. La función de antena que interesa para la radioastronomía es la receptora, por lo que la antena colecta las ondas provenientes del espacio, o sea, la energía de la radiofrecuencia, y la transforma en corriente eléctrica, la cual es guiada a través de una línea de transmisión hasta llegar al receptor, para que posteriormente pueda ser medida.

El tipo de antena que se utilice, en cuanto a su forma, tamaño y material empleado, dependerá de la radiofrecuencia que se pretenda captar, por lo que si el radiotelescopio está destinado a recibir ondas (de longitud de onda) largas, el material que se emplee debe ser rústico/burdo, como un entrelazado de alambres; mientras que para la captación de ondas cortas, el material que se emplee deberá ser sólido, tal como los platos parabólicos.

El tamaño de los platos, determinara la cantidad de radiación que puede ser recolectada;

⁶Es un tubo o conducto por el que viaja una onda electromagnética (Blake 2001).

así que a mayor superficie de área recolectora, más débiles son las fuentes que pueden ser detectadas y por lo tanto mejor será la resolución. Para un radiotelescopio compuesto por una sola antena parabólica, el tamaño del plato también determina el campo de visión. Debido a que la antena tiene la capacidad de captar distintas frecuencias, dependiendo del ancho de banda a usar, ésta debe ser sintonizada.

2.2.2 Sistema receptor. El sistema receptor tiene la función principal de amplificar la señal en factores de millones de veces, debido a que las señales detectadas son muy débiles. Pero además de ésta, realiza otras funciones secundarias tales como la reducción del ruido (interior), la separación de la interferencia presente en el canal de comunicación, y la desmodulación y amplificación de la señal a un nivel de potencia suficiente que permita la medición de la misma. El receptor debe cumplir con tres criterios principales:

- Selectividad: está determinada por un filtro, y consiste en la capacidad del receptor de aceptar una banda de frecuencia (Tomasi 2003) y rechazar señales no deseadas, a frecuencias distintas a la de la señal requerida. Se refiere a la capacidad de discriminar entre señales de diferentes frecuencias (González Cabrera 2001).
- Sensibilidad: una medida de intensidad de señal requerida para obtener una relación de señal a ruido; es el nivel mínimo de señal de RF que es capaz de detectar con la calidad deseada (Blake 2001), y producir una señal útil (Tomasi 2003). Se refiere a la capacidad de responder a pequeños voltajes inducidos en la antena (González Cabrera 2001).
- Fidelidad y amplificación: capacidad de recibir y demodular, o reproducir a la salida una réplica exacta de la información de la fuente original (Tomasi 2003), considerando distorsión lineal y no lineal, señales espurias, demodulación, etc. La amplificación se cumple cuando al recibir una señal débil, luego de pasar por el receptor, sale una señal suficientemente fuerte y sin distorsiones. La fidelidad es la capacidad de reproducir sin distorsión todas las frecuencias en la señal transmitida (González Cabrera 2001).

Los radiotelescopio poseen toda una gama de propiedades útiles. En la siguiente sección procederemos a enumerar algunas de las mas importantes.

2.3 Propiedades

2.3.1 Patrón de antena. Esta propiedad también se denomina *sensitividad*, y consiste en la habilidad de medir fuentes débiles de radio que emitan ondas electromagnéticas. Esta representa la intensidad del campo eléctrico E o la densidad de potencia

P , que es proporcional al cuadrado del módulo del campo eléctrico (Cardama *et al.* 2002), como función de la posición angular en relación con una antena, en función de las coordenadas esféricas θ y ϕ ; o sea, que describen la intensidad relativa del campo radiado en varias direcciones desde la antena a una distancia constante. El patrón de radiación, es también de recepción, porque también describe las propiedades de recepción de la antena.

Si el patrón de radiación se traza en términos de la intensidad del campo eléctrico E o de la densidad de potencia P , se llama patrón de radiación absoluto (potencia fija y distancia variable). Si se traza la intensidad del campo o la densidad de potencia en relación al valor en un punto de referencia, se llama patrón de radiación relativa (Potencia variable y distancia fija), como se puede ver en Tomasi (2003).

La sensibilidad del radiotelescopio depende del área y la eficiencia de la antena, de la sensibilidad del radio receptor, del ancho de la banda del receptor, así como de la duración de la observación. La radiación en cualquier dirección está especificada por los ángulos θ y ϕ , donde θ es el ángulo medido fuera del eje z , y ϕ es el ángulo medido en sentido anti-horario del eje x .

El patrón de potencia normalizado P_n (Hernández 2009) está expresado en términos del *Vector de Poynting* $S(\theta, \phi)$, que representa la forma en que se distribuye la potencia electromagnética alrededor de la antena. Está dado por:

$$P_n(\theta, \phi) = \frac{S(\theta, \phi)}{\max [S(\theta, \phi)]} \quad (1.1)$$

Se puede decir entonces, que los patrones de antena o de radiación describen la intensidad relativa del campo radiado en varias direcciones desde la antena a una distancia constante⁷. En el análisis de los patrones de antenas, se presentan 3 casos (Hernández 1998), que son:

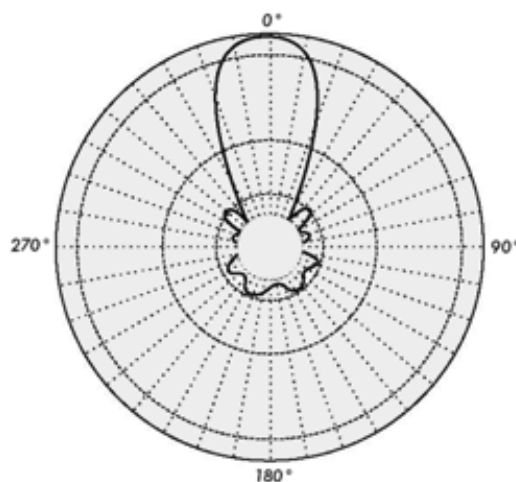
- Patrón isotrópico: aquel en el cual una antena (hipotética) sin pérdidas, irradia igual energía hacia todas las direcciones.
- Patrón direccional: la energía puede depender de la dirección angular del plano azimutal, en el plano de elevación o en ambos planos.
- Patrón omnidireccional: presenta dos patrones, siendo uno de ellos no direccional en un plano y direccional en el otro.

⁷ Hernández R. 1998. *Antenas: Principios básicos, Análisis y diseño*. Universidad Autónoma de Baja California. Mexicali.

Además, se acostumbra representar el patrón de antena mediante diagramas bidimensionales de dos maneras distintas, que son:

- 1) En coordenadas cartesianas.
- 2) En coordenadas polares⁸. ésta a su vez se subdivide en dos tipos:
 - a) Lineal.
 - b) Logarítmico (ver Figura 1).

Figura 1



Sistema de coordenadas polares logarítmico. Esta gráfica es una de las más utilizadas para representar el patrón de antena. La intensidad comúnmente se representa en decibeles, una escala logarítmica. Los decibeles comúnmente se utilizan para medir intensidad o potencia. En el caso del patrón de antena, podemos representar la definición de un decibel con $G = 10 \cdot \log_{10}(I_1/I_0)$, en donde G es el valor de intensidad en decibeles y I_1/I_0 es la razón entre un valor de intensidad y un valor de referencia.

Fuente: http://www.vias.org/wirelessnetw/wndw_06_05_05.html

Además de las formas bidimensionales, el patrón de la antena también puede ser representado en forma tridimensional, usualmente haciendo uso de coordenadas esféricas.

2.3.2 Ancho de banda. Es el rango de frecuencias determinado por una frecuencia baja y una alta, entre las cuales, las radioemisiones son observadas por los ins-

⁸Para ubicar un punto en el plano polar, se toma como referencia un polo (punto fijo) y un eje polar (eje), que pasa por el polo. Para ubicar un punto, se emplean dos coordenadas: la primera representa la distancia del punto al polo, y la segunda representa el ángulo formado entre el eje polar y la recta que une el polo con el punto.

trumentos. El ancho de banda de una antena se refiere al rango de frecuencias en el cual se considera que funciona en forma aceptable; o sea, que la antena tiene un desempeño correcto (Gil *et al.* 2010). Una mayor amplitud del rango de frecuencias de una banda, otorgará una mayor amplitud del ancho de banda de la antena.

Según Hernández Rueda (1998), éste se define como la banda de frecuencia en la cual la ganancia se mantiene dentro de los 3 dB del valor máximo, pero afirma que existen otras formas para definirlo. Una de las formas más comunes de medir el ancho de banda de una antena suele ser en términos de la relación de onda estacionaria (ROE)⁹, debido a que este parámetro permite definir la eficiencia en la transferencia de potencia entre la línea de transmisión y la antena, por lo que el ancho de banda de la antena se puede definir como el rango de frecuencias en que el valor de la relación de onda estacionaria no excede un cierto valor máximo predeterminado¹⁰.

2.3.3 Resolución angular. Conocida también como *resolución espacial* o *poder de resolución*. Corresponde a la distancia mínima, expresada en unidades angulares, entre dos objetos cercanos, que pueden ser detectados por separado, a través de instrumentos. Esto significa, que las imágenes de dos objetos superpuestos parcialmente se pueden resolver, si son distinguibles individualmente. De acuerdo al criterio de Rayleigh, las estrellas son resolubles cuando el centro de un disco de Airy¹¹ cae en el primer mínimo del patrón de Airy de la otra estrella.

Para obtener el mínimo de resolución se aplica el criterio de Rayleigh: el radio angular θ del primer anillo oscuro, viene dado por

$$\text{sen } \theta \approx 1.22 \frac{\lambda}{D}, \quad (1.2)$$

donde λ es la longitud de onda y D es el diámetro del *colector* o abertura (Wilson & Buffa 2003). Si contamos con $\theta \ll 1$, podemos simplificar la ecuación anterior al realizar la expansión $\text{sen } \theta = \theta - \frac{\theta^3}{3!} + \frac{\theta^5}{5!} - \frac{\theta^7}{7!} + \dots$ y asumir que $\theta^n \approx 0$ para $n > 1$. Con esto, la ecuación anterior se convierte en:

$$\theta \approx 1.22 \frac{\lambda}{D} \quad (1.3)$$

⁹Tomasi (2003) la define como la relación del voltaje máximo al voltaje mínimo, o de la corriente máxima entre la corriente mínima, de una onda estacionaria en una línea de transmisión.

¹⁰Pérez, C., Zamanillo, J.M., Casanueva, A. 2007. *Sistemas de Telecomunicación*. Universidad de Cantabria. España.

¹¹El disco de Airy es el disco central de máxima intensidad en el diagrama de difracción que aparece como una serie de círculos concéntricos claros y oscuros.

II. LA LÍNEA DE 21 CENTÍMETROS

La línea de 21 centímetros, también conocida como la línea de hidrógeno, es la línea espectral producida por el hidrógeno neutro, la cual radía con una longitud de onda de 21 centímetros, que corresponde a una frecuencia de 1,420.4 Megahertz. A esta frecuencia/logitud de onda, la onda electromagnética producida, se clasifica en el espectro electromagnético como onda de radio. La radiación emitida por el hidrógeno neutro ha probado ser una herramienta valiosa en la radioastronomía, debido a la gran abundancia de este elemento en el universo.

Este capítulo está dedicado a tratar el origen y el uso de dicha línea. Usando la mecánica cuántica se demostrará la predicción teórica de la frecuencia de dicha línea. Luego se describirá detalladamente el procedimiento para convertirla en una herramienta observacional que nos permita estudiar nuestra galaxia.

1 EL ORIGEN DE LA LÍNEA DE HIDRÓGENO

La radiación electromagnética, con longitud de onda de 21 cm que emite el hidrógeno neutro se ha medido experimentalmente; sin embargo deseamos predecirla teóricamente. Para esto contaremos con la teoría de perturbaciones de la mecánica cuántica. Nuestro objetivo es calcular la diferencia en la energía que hay entre espines paralelos y antiparalelos en el estado fundamental del hidrógeno. La emisión de la onda de radio ocurre cuando hay una transición de espín. Al haber un cambio en el nivel de energía se produce la emisión de un fotón.

A continuación se desarrolla el cálculo, basado en (Griffiths 2005). Para llevar a cabo esta predicción, iniciamos con un electrón en un campo magnético. Una partícula cargada que gira es un dipolo magnético, la cual tiene un momento dipolar magnético $\boldsymbol{\mu}$, que es proporcional al momento angular de espín, \mathbf{S} , es decir:

$$\boldsymbol{\mu} = \gamma \mathbf{S} \tag{2.1}$$

donde γ es una constante de proporcionalidad llamada razón giromagnética. Cuando se cuenta con la presencia de un campo magnético \mathbf{B} , se genera un torque, el cual a la vez

lleva una energía asociada, que es representada por el siguiente Hamiltoniano:

$$H = -\boldsymbol{\mu} \cdot \mathbf{B} \quad (2.2)$$

Nos interesa encontrar el momento dipolar magnético del electrón. Si consideramos una carga q distribuida en un aro de radio r , que rota en su eje con un período T , podemos obtener el momento dipolar magnético cuya magnitud se define como el producto entre la corriente y el área:

$$\mu = \frac{q}{T} \pi r^2 \quad (2.3)$$

Si la masa del aro es m , tenemos que la magnitud del momento angular es el producto entre la magnitud del momento de inercia y la velocidad angular, es decir:

$$S = \frac{2\pi}{T} m r^2 \quad (2.4)$$

Aquí podemos deducir fácilmente que la razón giromagnética es $q/2m$. Sin embargo, el lector puede preguntarse qué sucede con objetos de otra forma, como una esfera. Una esfera se puede pensar como la superposición de anillos, combinando la contribución de cada uno. Si la carga y la masa tienen una distribución uniforme, el resultado será el mismo que el anterior. En base a eso, podemos concluir:

$$\boldsymbol{\mu} = \frac{q}{2m} \mathbf{S} \quad (2.5)$$

No hay que olvidar que el electrón tiene carga negativa y, por lo tanto, debemos agregar un signo negativo a la hora de calcular el valor.

A pesar de haber hecho los cálculos anteriores, el verdadero valor del momento dipolar magnético del electrón es el doble del predicho por la teoría clásica (Griffiths, 2005):

$$\boldsymbol{\mu}_e = -\frac{e}{m_e} \mathbf{S}_e \quad (2.6)$$

Esto se debe a que hay que tomar en cuenta la teoría relativista del electrón, desarrollada por Dirac. Entonces podemos reescribir la ecuación para el momento dipolar magnético de la siguiente forma:

$$\boldsymbol{\mu} = g \frac{q}{2m} \mathbf{S} \quad (2.7)$$

que también se puede expresar en términos del magnetón de Bohr:

$$\boldsymbol{\mu} = g \frac{\mu_B}{\hbar} \mathbf{S} \quad (2.8)$$

en donde g es una constante que se le conoce como factor- g , el cual sirve para explicar la desviación del valor de expectación de la teoría clásica. En la teoría de Dirac tenemos $g_e = 2$. En el caso de un protón, la razón giromagnética no es tan sencilla, ya que éste es una estructura compuesta por tres quarks, por lo cual expresaremos su razón giromagnética como $\gamma_p = g_p \frac{e}{2m_p}$, en donde a g_p se le ha medido un valor de 5.59, el cual tiene un gran contraste con el valor del electrón.

En resumen, tenemos que los valores del momento dipolar magnético para el electrón y el protón son:

$$\boldsymbol{\mu}_p = \frac{g_p e}{2m_p} \mathbf{S}_p, \quad \boldsymbol{\mu}_e = -\frac{e}{m_e} \mathbf{S}_e \quad (2.9)$$

Ahora, la teoría clásica de electrodinámica establece que un momento dipolar magnético, $\boldsymbol{\mu}$, con una configuración en forma de esfera infinitesimal, genera un campo magnético (Griffiths 2005 & Jackson 1999):

$$\mathbf{B} = \frac{\mu_0}{4\pi r^3} [3(\boldsymbol{\mu} \cdot \hat{\mathbf{r}})\hat{\mathbf{r}} - \boldsymbol{\mu}] + \frac{2\mu_0}{3} \boldsymbol{\mu} \delta^3(\mathbf{r}) \quad (2.10)$$

Por lo que el Hamiltoniano del electrón en el campo magnético causado por el momento dipolar magnético del protón es:

$$H' = \frac{\mu_0 g_p e^2}{8\pi m_p m_e} \left[\frac{3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{\mathbf{r}})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{\mathbf{r}}) - \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e}{r^3} \right] + \frac{\mu_0 g_p e^2}{3m_p m_e} (\mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e) \delta^3(\mathbf{r}) \quad (2.11)$$

en donde H' es una perturbación, de tal forma que $H = H^0 + \lambda H'$, para la cual el subíndice cero denota una cantidad sin perturbación y λ es una constante pequeña (que eventualmente será eliminada). Nótese que en la ecuación anterior, se utilizó H' en lugar de H , ya que asumimos que los dos posibles estados son en efecto perturbaciones de un estado base.

Es importante mencionar una serie de procedimientos que se utilizan para poder avanzar. La primera es recordar que se debe satisfacer la ecuación de Schrödinger; es decir,

$$H\psi_n = E_n\psi_n \quad (2.12)$$

Ahora, se procede con expandir E_n y ψ_n en series de potencias de λ (esto es una aproximación):

$$\begin{aligned} E_n &= E_n^0 + \lambda E_n^1 + \lambda^2 E_n^2 + \dots \\ \psi_n &= \psi_n^0 + \lambda \psi_n^1 + \lambda^2 \psi_n^2 + \dots \end{aligned} \quad (2.13)$$

En la teoría de perturbaciones de primer orden, solo se considera la corrección de primer orden (solo se llega a utilizar la primera potencia de λ y no se considera λ^2 , λ^3 , etc.), lo

cual significa que las ecuaciones anteriores se convierten en:

$$\begin{aligned} E_n &= E_n^0 + \lambda E_n^1 \\ \psi_n &= \psi_n^0 + \lambda \psi_n^1 \end{aligned} \quad (2.14)$$

Al sustituir estos valores en la ecuación de Schrödinger, y expresando el Hamiltoniano como $H^0 + \lambda H'$ obtenemos:

$$(H^0 + \lambda H')(\psi_n^0 + \lambda \psi_n^1) = (E_n^0 + \lambda E_n^1)(\psi_n^0 + \lambda \psi_n^1) \quad (2.15)$$

que podemos reescribir como:

$$H^0 \psi_n^0 + \lambda(H^0 \psi_n^1 + H' \psi_n^0) + \lambda^2 H' \psi_n^1 = E_n^0 \psi_n^0 + \lambda(E_n^0 \psi_n^1 + E_n^1 \psi_n^0) + \lambda^2 E_n^1 \psi_n^1 \quad (2.16)$$

Ya que sólo estamos considerando el primer orden, los términos con λ^2 pueden descartarse. La ecuación resultante nos lleva a dos conclusiones, la primera es $H^0 \psi_n^0 = E_n^0 \psi_n^0$, lo cual no es nada nuevo, ya que esto es la ecuación de Schrödinger sin perturbar. La segunda conclusión es:

$$\lambda(H^0 \psi_n^1 + H' \psi_n^0) = \lambda(E_n^0 \psi_n^1 + E_n^1 \psi_n^0) \quad (2.17)$$

Nótese que se elimina λ , tal como se había mencionado anteriormente. Si multiplicamos la ecuación anterior por $\langle \psi_n^0 |$, esta se convierte en:

$$\langle \psi_n^0 | H^0 | \psi_n^1 \rangle + \langle \psi_n^0 | H' | \psi_n^0 \rangle = E_n^0 \langle \psi_n^0 | \psi_n^1 \rangle + E_n^1 \langle \psi_n^0 | \psi_n^0 \rangle \quad (2.18)$$

Que luego de simplificar se convierte en:

$$\langle \psi_n^0 | H^0 | \psi_n^1 \rangle + \langle \psi_n^0 | H' | \psi_n^0 \rangle = E_n^1 \quad (2.19)$$

Sin embargo, H^0 es hermítico, lo que significa que lo podemos mover a la izquierda de ψ_n^0 , y además, siempre se satisface la ecuación de Schrödinger, lo que implica que podemos reemplazar $\langle H^0 \psi_n^0 |$ por $E_n^0 \langle \psi_n^0 |$, lo que significa que $\langle \psi_n^0 | H^0 | \psi_n^1 \rangle = E_n^0 \langle \psi_n^0 | \psi_n^1 \rangle = 0$. Por lo que obtenemos como resultado final:

$$E_n^1 = \langle \psi_n^0 | H' | \psi_n^0 \rangle \quad (2.20)$$

En pocas palabras, lo que este resultado quiere decirnos es que la corrección de primer orden de la energía es el valor esperado de la perturbación del Hamiltoniano en el estado no perturbado. Retornando al Hamiltoniano del electrón en el campo magnético causado por

el momento dipolar magnético del protón, utilizando el resultado anterior, tenemos que la energía de la perturbación es:

$$E^1 = \frac{\mu_0 g_p e^2}{8\pi m_p m_e} \left\langle \frac{3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r}) - \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e}{r^3} \right\rangle + \frac{\mu_0 g_p e^2}{3m_p m_e} \langle \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e \rangle \int \psi_{100}^*(\mathbf{r}) \delta^3(\mathbf{r}) \psi_{100}(\mathbf{r}) d\mathbf{r} \quad (2.21)$$

que equivale a

$$E^1 = \frac{\mu_0 g_p e^2}{8\pi m_p m_e} \left\langle \frac{3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r}) - \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e}{r^3} \right\rangle + \frac{\mu_0 g_p e^2}{3m_p m_e} \langle \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e \rangle |\psi_{100}(\mathbf{0})|^2 \quad (2.22)$$

Nótese que en el estado fundamental ψ_{100} , tenemos una simetría esférica, lo cual explica porqué la función de onda sólo está en función del radio. En base a esta simetría se puede demostrar que el primer valor esperado es cero. Esta demostración es relativamente sencilla. Tenemos que:

$$\left\langle \frac{3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r}) - \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e}{r^3} \right\rangle = \int \psi_{100}^*(r) \left(\frac{3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r}) - \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e}{r^3} \right) \psi_{100}(r) dV \quad (2.23)$$

Para coordenadas esféricas, tenemos que $dV = r^2 \sin \theta d\theta d\phi dr$ es el diferencial de volumen, lo cual implica que:

$$\begin{aligned} & \left\langle \frac{3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r}) - \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e}{r^3} \right\rangle = \\ & \int_0^\infty \int_0^{2\pi} \int_0^\pi |\psi_{100}(r)|^2 \left(\frac{3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r}) - \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e}{r^3} \right) r^2 \sin \theta d\theta d\phi dr = \quad (2.24) \\ & \left[\int_0^\infty \frac{r^2 |\psi_{100}(r)|^2}{r^3} dr \right] \left[\int_0^{2\pi} \int_0^\pi 3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r}) \sin \theta d\theta d\phi - (\mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e) \int_0^{2\pi} \int_0^\pi \sin \theta d\theta d\phi \right] \end{aligned}$$

Hay que mencionar que cuando el radio tiende a cero, la función de onda tiende a una constante, lo cual significa que el término de la izquierda de la expresión anterior es divergente de forma logarítmica. La única forma de solucionar eso, es que el término de la derecha sea cero. Para empezar, simplificaremos un poco el término de la derecha de la expresión anterior, por lo que nos quedamos con:

$$\int_0^{2\pi} \int_0^\pi 3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r}) \sin \theta d\theta d\phi - 4\pi(\mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e) \quad (2.25)$$

además, sabemos lo siguiente:

$$\begin{cases} \mathbf{S}_p &= (S_{pi}, S_{pj}, S_{pk}) \\ \mathbf{S}_e &= (S_{ei}, S_{ej}, S_{ek}) \\ \hat{r} &= \sin \theta \cos \phi \hat{i} + \sin \theta \sin \phi \hat{j} + \cos \theta \hat{k} \end{cases} \quad (2.26)$$

Podemos utilizarlas para expandir los productos $(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})$, $(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r})$ que aparecen en la expresión (2.25), respecto de las componentes, con lo cual obtenemos:

$$\begin{aligned}\mathbf{S}_p \cdot \hat{r} &= S_{p\hat{i}} \sin \theta \cos \phi + S_{p\hat{j}} \sin \theta \sin \phi + S_{p\hat{k}} \cos \theta \\ \mathbf{S}_e \cdot \hat{r} &= S_{e\hat{i}} \sin \theta \cos \phi + S_{e\hat{j}} \sin \theta \sin \phi + S_{e\hat{k}} \cos \theta\end{aligned}\quad (2.27)$$

Sustituyéndolas en (2.25) y operando resulta:

$$\begin{aligned}\int_0^{2\pi} \int_0^\pi 3(\mathbf{S}_p \cdot \hat{r})(\mathbf{S}_e \cdot \hat{r}) \sin \theta d\theta d\phi - 4\pi(\mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e) &= \\ 3\left(\frac{4\pi}{3}\right)(S_{p\hat{i}}S_{e\hat{i}} + S_{p\hat{j}}S_{e\hat{j}} + S_{p\hat{k}}S_{e\hat{k}}) - 4\pi(\mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e) &= \\ 4\pi(\mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e) - 4\pi(\mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e) &= 0\end{aligned}\quad (2.28)$$

Vemos que se cancela, como habíamos dicho anteriormente. Ahora nos quedamos sólo con el segundo término de la energía, para el cual tenemos:

$$\psi_{100}(r, \theta, \phi) = R_{10}(r)Y_0^0(\theta, \phi) = \frac{1}{\sqrt{\pi a^3}} e^{-r/a} \quad (2.29)$$

donde a $R_{nl}(r)$ se le conoce como función de onda radial y a $Y_l^m(\theta, \phi)$ se le conoce como *armónicos esféricos*. Luego de evaluar, nos quedamos con $|\psi_{100}(0)|^2 = 1/(\pi a^3)$, en donde a es el radio de Bohr. Al simplificar obtenemos como resultado:

$$E^1 = \frac{\mu_0 g_p e^2}{3\pi m_p m_e a^3} \langle \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e \rangle \quad (2.30)$$

cuando se está en el estado fundamental. Ya que se tiene el producto interno de dos espines, a esto se le llama acoplamiento espín-espín. Es entonces el momento indicado de introducir el momento angular total:

$$\mathbf{S} = \mathbf{S}_p + \mathbf{S}_e \quad (2.31)$$

Ahora bien, al utilizar esto, junto con la ley de cosenos y la definición de producto interno, es fácil llegar a:

$$\mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e = \frac{1}{2}(S^2 - S_p^2 - S_e^2) \quad (2.32)$$

Se sabe que el espín del electrón y del protón sólo puede ser de 1/2, por lo que el espín total sólo puede tener valor de 1 ó 0 (tres configuraciones, $|\uparrow\uparrow\rangle$, $|\downarrow\downarrow\rangle$ y $1/\sqrt{2}(|\uparrow\downarrow\rangle + |\downarrow\uparrow\rangle)$, resultan en 1 y una, $1/\sqrt{2}(|\uparrow\downarrow\rangle - |\downarrow\uparrow\rangle)$, en 0. Esto le da origen al nombre tripleta y singlete respectivamente). También sabemos que para un espín s , se satisface:

$$S^2|sm\rangle = \hbar s(s+1)|sm\rangle, \quad (2.33)$$

lo cual nos lleva a que $S_p^2 = S_e^2 = \frac{3}{4}\hbar^2$, y que en el primer caso $S^2 = 2\hbar^2$ y $S^2 = 0$ en el segundo caso. Con esto, tenemos información suficiente para calcular $\langle \mathbf{S}_p \cdot \mathbf{S}_e \rangle$, que vale $\frac{1}{4}$ en el primer caso, y $-\frac{3}{4}$ en el segundo. Notamos entonces que hay una diferencia en energía, la cual puede ser calculada. Esta diferencia de energía es:

$$\Delta E = \frac{4g_p\hbar^4}{3m_p m_e^2 c^2 a^4} \approx 5.88 \times 10^{-6} \text{ eV} \quad (2.34)$$

La transición entre estados implica entonces la emisión de un fotón, ya que hay un cambio de energía. La frecuencia de dicho fotón es:

$$\nu = \frac{\Delta E}{h} = 1420.4 \text{ MHz} \quad (2.35)$$

A la cual le corresponde una longitud de onda $\lambda = \frac{c}{\nu} \approx 21 \text{ cm}$. Ahora, calcular la probabilidad de emisión espontánea es algo mucho más complicado, y no lo haremos aquí. Si desea una explicación más detallada de cómo realizar este cálculo, se sugiere leer los capítulos 23 a 28 de *The physics of Astrophysics volume I (radiation)*, de Frank H. Shu. De acuerdo a este autor dicha probabilidad de emisión es:

$$A_{10} = \frac{g_e^2}{12} \left(1 + \frac{g_p m_e}{g_e m_p}\right)^2 \left(\frac{2\pi\nu e^2}{m_e c^3}\right) \left(\frac{2\pi\hbar\nu}{m_e c^2}\right) 2\pi\nu \approx 2.85 \times 10^{-15} \text{ s}^{-1} \quad (2.36)$$

en donde a A_{10} se le conoce como el coeficiente A de Einstein, y representa la probabilidad de emisión espontánea del nivel de energía E_1 al nivel E_0 .

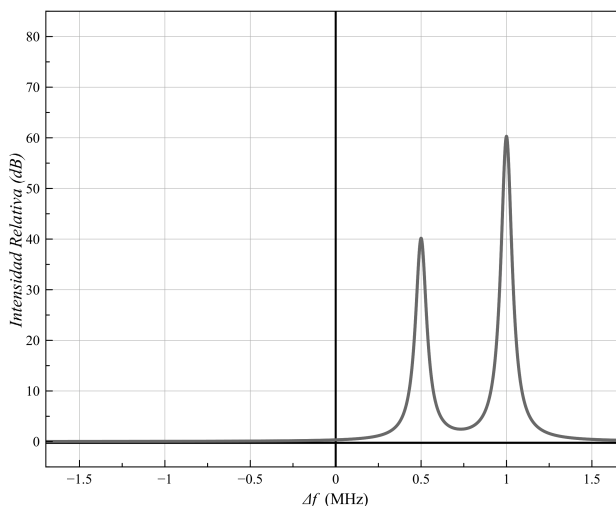
La probabilidad de emisión espontánea es muy pequeña; sin embargo, la masa de hidrógeno neutro en una galaxia como la nuestra es de aproximadamente $10^{10} M_\odot$ (Davies *et al.* 2001), por lo que se puede asumir que se tiene una emisión constante. A continuación discutiremos la aplicación de la línea de 21 centímetros en el estudio de nuestra galaxia.

2 ¿ CÓMO NOS AYUDA LA LÍNEA DE HIDRÓGENO A ESTUDIAR NUESTRA GALAXIA?

2.1 El efecto Doppler. La línea de 21 centímetros siempre será emitida a la misma frecuencia; sin embargo es posible que un radiotelescopio detecte esta línea a una frecuencia levemente distinta. Esto se debe a que el material del origen de la onda se está desplazando en relación al radiotelescopio que la detecta. Este fenómeno se conoce como efecto Doppler. En este efecto, el corrimiento en la frecuencia de la onda depende de la velocidad relativa entre la fuente y el observador (se puede apreciar un ejemplo de

este corrimiento en la Figura 2). Ya que sabemos cuál es la frecuencia a la que se emite la onda de radio, entonces en base a la frecuencia que detecte el radiotelescopio se puede determinar el corrimiento. Con la ayuda de una ecuación, se puede determinar la velocidad relativa entre la fuente y nosotros. La forma de nuestra galaxia fue encontrada al utilizar el efecto Doppler en la línea de 21 cm.

Figura 2

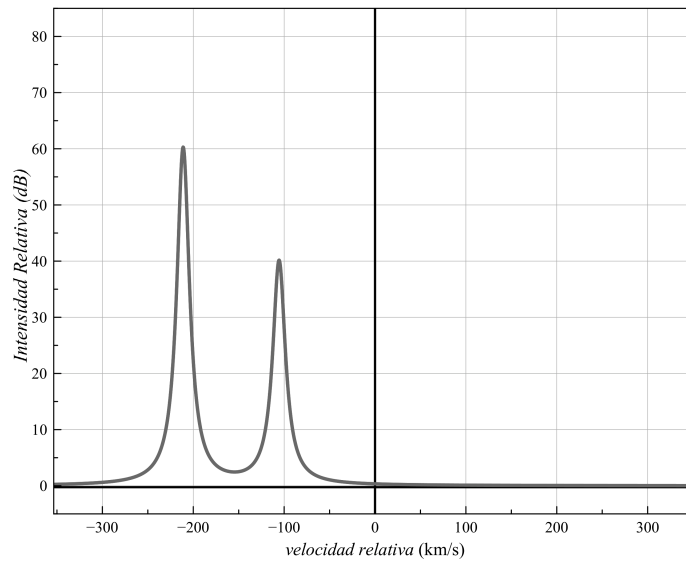


Ejemplo del corrimiento de la frecuencia esperada para un espectro a causa del efecto Doppler. En esta imagen se aprecian dos líneas espectrales. Se asume que ambas son de la misma frecuencia, pero que el corrimiento se observa porque las fuentes se desplazan a distintas velocidades.

Utilizando la fórmula del efecto Doppler, $\frac{\Delta f}{f_0} = -\frac{v}{c}$, se puede transformar un espectro que tenga la frecuencia como dominio en un espectro que tenga la velocidad relativa como dominio. (Figura 3)

Los espectros observados en las figuras 2 y 3 serán el punto de partida en el análisis de datos (Capítulo IV). Sin embargo, no nos interesa saber la velocidad relativa entre un objeto y nosotros, sino que nos interesa saber la velocidad relativa de un objeto cualquiera de la galaxia en relación a su distancia al centro de esta. A esto que se busca se le conoce como curva de rotación galáctica. Al asumir que nuestra galaxia obedece ciertas propiedades intrínsecas en la distribución de la materia que la compone (ver siguiente sección), se puede llegar a esta curva de rotación. Entonces, con estos datos es posible elaborar un mapa del

Figura 3



Esta gráfica se obtiene al aplicar la ecuación del efecto Doppler a la figura 2, utilizando $f_0 = 1,420.4$ MHz. Nótese que se conserva la forma; Sin embargo, se invierte horizontalmente.

plano galáctico a partir de los resultados de la curva de rotación.

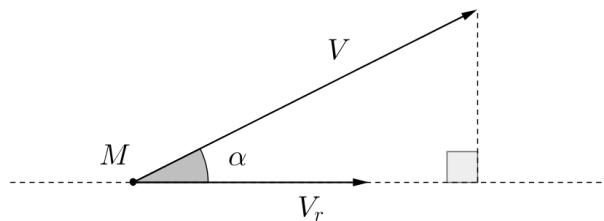
2.2 Geometría de nuestra galaxia. Esta sección tiene como objetivo establecer las premisas de naturaleza geométrica que se toman en cuenta para poder generar una curva de rotación galáctica y un mapa del plano galáctico.

La primera de todas las suposiciones, es que nuestra galaxia gira con una rotación diferencial, lo cual quiere decir que todos los objetos a la misma distancia del centro, orbitan a la misma velocidad.

Una manera de observar esto consiste en apuntar el radiotelescopio hacia alguna nube de gas en la galaxia. En las figuras 4 y 5 podemos notar que, de hecho, la velocidad de la nube (V) forma un ángulo con la línea de visión. Por lo tanto, lo que se medirá será una proyección de la velocidad de la nube en la línea de visión.

Podemos obtener la velocidad radial, V_r , que es la diferencia entre la proyección de

Figura 4



La velocidad de una nube y su proyección en la línea de visión.

la velocidad de la nube en la línea de visión y la velocidad del Sol en la línea de visión. Utilizando la Figura 5 se puede obtener:

$$V_r = V \cos \alpha - V_0 \sin \delta \quad (2.37)$$

El ángulo ℓ es conocido como *longitud galáctica*. En la Figura 5, observando el triángulo superior, fácilmente se llega a la conclusión de que $\delta = \ell$.

También sabemos que $\beta + \gamma + 90^\circ = 180^\circ$, y que $\alpha + \gamma = 90^\circ$, de lo cual se deduce inmediatamente que $\alpha = \beta$, por lo que la ecuación (2.37) se convierte en:

$$V_r = V \cos \beta - V_0 \sin \ell \quad (2.38)$$

En este momento es conveniente reemplazar β por otras variables que sean más conocidas dentro del experimento. Regresando a la Figura 5, notamos que es posible medir la distancia entre el centro (C) y el punto tangencial (T) de dos formas distintas:

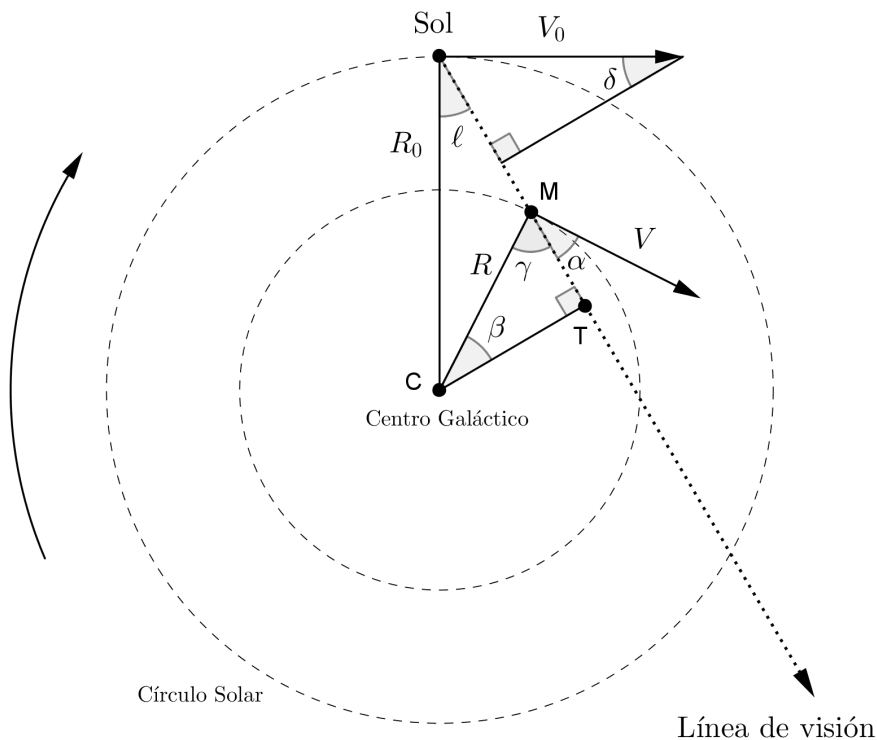
$$\overline{CT} = R_0 \sin \ell = R \cos \beta \quad (2.39)$$

Despejando $\cos \beta$ de la ecuación (2.39) y sustituyéndolo en (2.38) se obtiene:

$$V_r = \frac{VR_0}{R} \sin \ell - V_0 \sin \ell = \left(\frac{VR_0 - V_0R}{R} \right) \sin \ell \quad (2.40)$$

Con esto, se tiene la intención de generar una curva de rotación galáctica $V(R)$ en el

Figura 5

*Geometría de la galaxia.*

primer cuadrante galáctico ($0^\circ < \ell < 90^\circ$). El método que se presenta a continuación se conoce como método del punto tangencial, el cual sólo funciona en órbitas interiores a las del Sol (para obtener más información de la curva de rotación en órbitas externas a la del Sol, consulte el Capítulo v).

Puede haber varias nubes de hidrógeno en la línea de visión. Estos componentes se pueden identificar como picos en el espectro en los datos que genera un radiotelescopio. Sin embargo, se asume que la componente más grande $V_{r,\text{máx}}$ proviene del punto tangencial (T), para la cual se cumple:

$$\begin{aligned} R &= R_0 \sin \ell \\ V &= V_{r,\text{máx}} + V_0 \sin \ell \end{aligned} \quad (2.41)$$

Al observar a distintas longitudes galácticas, se puede calcular V y R en términos de ℓ , y luego se puede graficar una curva de rotación $V(R)$.

Ahora, el objetivo ahora es saber en dónde se encuentran las nubes de hidrógeno que se han detectado. Anteriormente, se utilizó únicamente el máximo componente de velocidad, el cual se asume proviene del punto tangencial. En este momento, se utilizan todos los componentes de velocidad que se hayan identificado.

Los resultados que se obtendrían a partir de la sección anterior, deberían concluir que la velocidad orbital es constante, independientemente del radio: $V(R) = \text{constante} = V_0$ (ver Capítulo IV para resultados reales que respaldan esta afirmación). Entonces, la ecuación (2.40) se convierte en:

$$V_r = V_0 \operatorname{sen} \ell \left(\frac{R_0}{R} - 1 \right) \quad (2.42)$$

despejando R obtenemos:

$$R = \frac{R_0 V_0 \operatorname{sen} \ell}{v_0 \operatorname{sen} \ell + V_r} \quad (2.43)$$

Lo ideal es poder realizar un mapa de las ubicaciones de las nubes que hemos detectado. De la medición, se obtiene V_r , se sabe de antemano en que longitud galáctica ℓ se realiza la medición y se conocen R_0 y V_0 , por lo que podemos fácilmente calcular R para cada nube. Sin embargo, R es la distancia de la nube al centro de la galaxia, y para poder graficar las ubicaciones, lo más práctico es utilizar la distancia que hay entre el Sol y la nube. A esta distancia se le denotará r . Utilizando la ley de cosenos, se obtiene la siguiente relación:

$$R^2 = R_0^2 + r^2 - 2R_0 r \cos \ell \quad (2.44)$$

y luego de despejar r en la ecuación, nos lleva a dos soluciones posibles:

$$r_{\pm} = \pm \sqrt{R^2 - R_0^2 \operatorname{sen}^2 \ell + R_0 \cos \ell} \quad (2.45)$$

Hay que notar que en el segundo y tercer cuadrante ($\cos \ell < 0$) sólo habrá una solución positiva, ya que en estos cuadrantes R siempre es mayor que R_0 . En los cuadrantes I y IV puede haber dos soluciones positivas.

Los valores negativos de r deben ser descartados, ya que estos no tienen sentido, físicamente hablando. En el caso de dos soluciones positivas, se puede realizar una medición en la misma longitud pero a distinta latitud. Con una latitud mayor, el objeto distante no debería de aparecer, por lo que funciona para identificar cuál es la solución correcta; no obstante, si se realiza una cantidad grande de mediciones, es más práctico descartar todas las mediciones con dos soluciones positivas.

III. OBSERVACIONES

Ahora que hemos descrito la importancia y utilidad de la línea de 21 centímetros en radioastronomía, vamos a mostrar cómo se aplica en observación.

Para realizar nuestras observaciones hemos decidido utilizar radiotelescopio SALSA¹ del observatorio de Onsala, Suecia. Este observatorio pertenece a la Universidad Tecnológica de Chalmers y su radiotelescopio fue la herramienta elegida para realizar estas mediciones por su libre acceso y porque puede ser controlado remotamente vía internet.

1 EL RADIOTELESCOPIO SALSA

El radiotelescopio del observatorio de Onsala, es una antena parabólica de 2.3 metros de diámetro (Figura 6), que opera en la frecuencia de 1420.4 MHz. Utilizando el criterio de Rayleigh para un disco de Airy:

$$\text{sen } \theta \approx 1.22 \frac{\lambda}{D}, \quad (3.1)$$

podemos calcular la resolución angular del radiotelescopio (6.428 grados en el radiotelescopio SALSA, pero lo aproximaremos a 7). En esta ecuación λ es la longitud de onda, D es el diámetro del *colector* o abertura y θ es la resolución angular, la cual representa la distancia angular mínima en la que dos objetos cercanos pueden ser distinguidos. Dicha resolución angular es suficiente para realizar cualquier experimento que requiera observación de objetos extendidos como el plano galáctico, el cual atraviesa el cielo; sin embargo será relativamente ineficaz al tratar de estudiar un objeto que tenga una resolución angular menor a esta.

Cuando observamos, el radiotelescopio divide la frecuencia central a lo largo de 256 canales de frecuencia con un ancho de 2.4 MHz, lo cual equivale a un cambio en frecuencia de 9.375 kHz. El espectro es entonces una gráfica de dispersión que cuenta con 256 puntos igualmente espaciados horizontalmente. Los espectros que un radiotelescopio produce se archivan utilizando el formato FITS². Un archivo de un espectro en formato FITS es una

¹*Such A Lovely Small Antenna*

²FITS significa *Flexible Image Transport System* y es una extensión de archivos ampliamente utilizada en la radioastronomía, astronomía y otras ramas de la ciencia. Esta extensión se enfoca en el análisis de

cadena de 1 pixel de ancho y 256 pixeles (canales) de largo, que están coloreados en escala de grises para representar la amplitud o intensidad relativa de cada canal en términos de los otros pixeles (como las curvas de nivel o los mapas de contorno). El espectro es en pocas palabras, la distribución de intensidades, vista de perfil, de esta cadena de pixeles.

Si alguno de los puntos que se describen a continuación (y en el capítulo IV) no son del todo claros para el lector, se le sugiere consultar el apéndice B, que contiene un pequeño manual de observación.

2 LAS MEDICIONES

Empezamos haciendo varias observaciones de práctica a fin de entender los posibles errores en el manejo del software y en el proceso de toma de datos. Una vez entendido el software de observación se procedió a tomar datos reales. Los datos utilizados en este trabajo se obtuvieron el 8 de mayo de 2013. Para la curva de rotación galáctica, las observaciones iniciaron en una longitud galáctica de 20 grados y concluyeron en una de 90 grados, con intervalos de cinco grados (ver Cuadro 2 y Figura 7). Para el mapa del plano galáctico se inició en una longitud de 20 grados y se concluyó en una de 160 grados, con intervalos de dos grados (ver Cuadro 3 y Figura 8). Todas las mediciones se realizaron con una latitud galáctica de cero grados (ya que la intención es obtener la curva de rotación y la distribución de masa que se presentan en el plano galáctico, el cual es el plano al que pertenece el disco galáctico). Para todas las mediciones se utilizó un tiempo de integración de 30 segundos. Los parámetros utilizados se detallan en el Cuadro 1.

imágenes y es ampliamente utilizada debido a que fue específicamente creada para archivos científicos y a que conserva información sobre el origen de la imagen.

Figura 6



Radiotelescopio SALSAL del observatorio de Onsala, Suecia. Su antena cuenta con un diámetro de 2.3 metros y su receptor se encuentra en el plano focal de la antena. La montura es altazimutal.

Fuente: <http://www.euhou.net>.

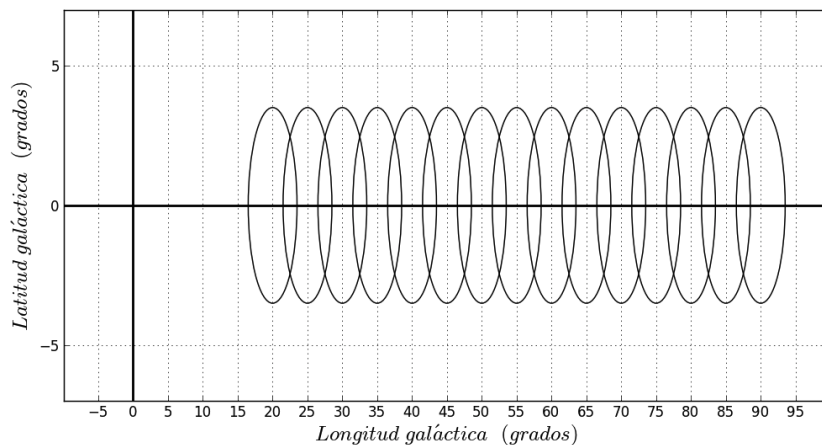
Cuadro 1: Cuadro de parámetros utilizados en la configuración del radiotelescopio para las mediciones realizadas. Estos parámetros se utilizaron para todas las mediciones.

Modalidad	<i>switched</i>
Frecuencia/Ganancia	sig=1420.4 MHz ref=1418.4 MHz
Poder	sig=30 % ref=30 %
Tiempo de integración	30 s

Cuadro 2: Cuadro de observaciones para curva de rotación galáctica. Tanto la longitud como la latitud galáctica están expresadas en grados. En este cuadro expresamos el número correspondiente de cada medición con #.

#	ℓ	b	#	ℓ	b	#	ℓ	b
1	20	0	6	45	0	11	70	0
2	25	0	7	50	0	12	75	0
3	30	0	8	55	0	13	80	0
4	35	0	9	60	0	14	85	0
5	40	0	10	65	0	15	90	0

Figura 7

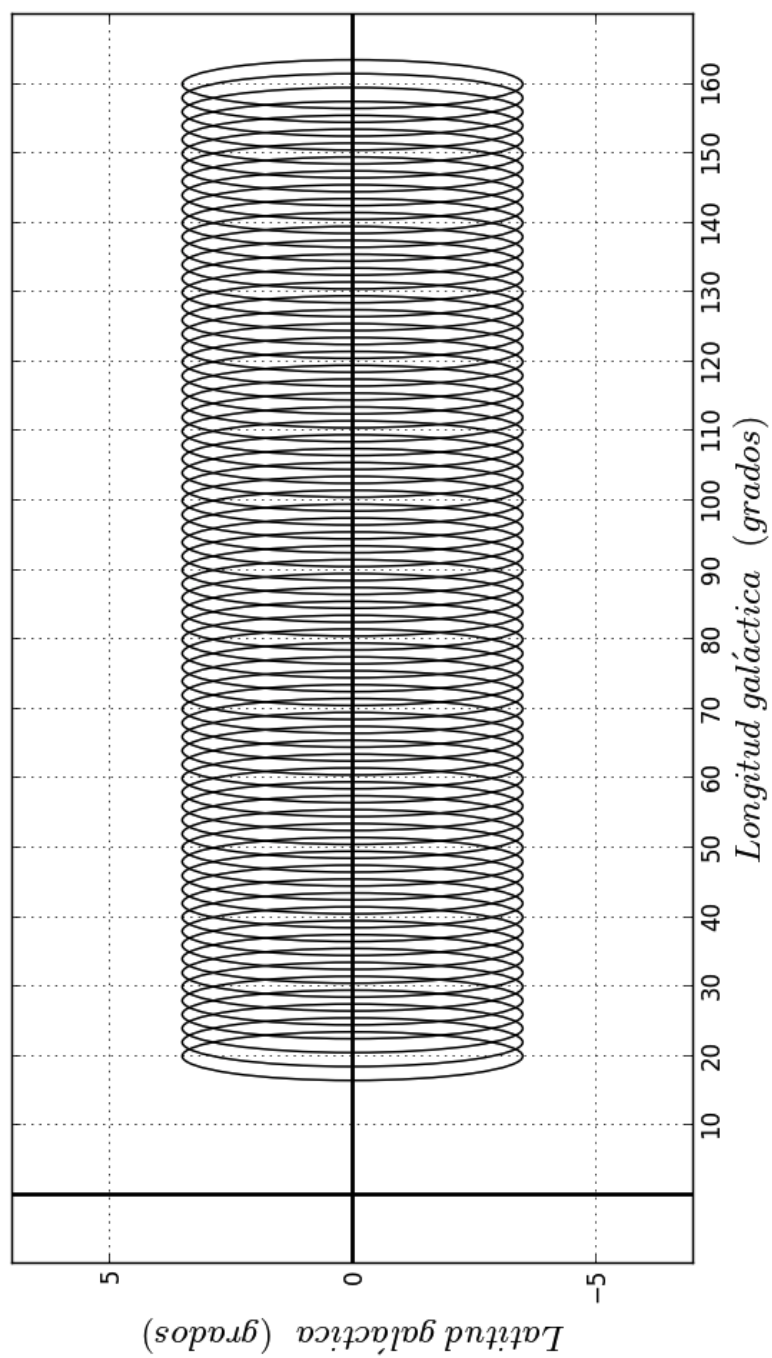


Área de mediciones para curva de rotación galáctica. Cada elipse representa el área en el cielo que cubre una medición, equivalente a 7 grados aproximadamente.

Cuadro 3: Cuadro de observaciones para mapa del plano galáctico. Tanto la longitud como la latitud galáctica están expresadas en grados. En este cuadro también expresamos el número de cada medición con #.

#	ℓ	b	#	ℓ	b	#	ℓ	b	#	ℓ	b
1	20	0	19	56	0	37	92	0	55	128	0
2	22	0	20	58	0	38	94	0	56	130	0
3	24	0	21	60	0	39	96	0	57	132	0
4	26	0	22	62	0	40	98	0	58	134	0
5	28	0	23	64	0	41	100	0	59	136	0
6	30	0	24	66	0	42	102	0	60	138	0
7	32	0	25	68	0	43	104	0	61	140	0
8	34	0	26	70	0	44	106	0	62	142	0
9	36	0	27	72	0	45	108	0	63	144	0
10	38	0	28	74	0	46	110	0	64	146	0
11	40	0	29	76	0	47	112	0	65	148	0
12	42	0	30	78	0	48	114	0	66	150	0
13	44	0	31	80	0	49	116	0	67	152	0
14	46	0	32	82	0	50	118	0	68	154	0
15	48	0	33	84	0	51	120	0	69	156	0
16	50	0	34	86	0	52	122	0	70	158	0
17	52	0	35	88	0	53	124	0	71	160	0
18	54	0	36	90	0	54	126	0			

Figura 8



Área de mediciones para el mapa del plano galáctico. Cada elipse representa el área en el cielo que cubre una medición.

IV. ANÁLISIS DE DATOS Y RESULTADOS

A continuación se presenta el procedimiento seguido para reconstruir la curva de rotación y el mapa de la galaxia, utilizando los datos obtenidos con las mediciones que se detallan en el Capítulo III. Los resultados se presentan al final de este capítulo. Este procedimiento contiene instrucciones detalladas para que el lector pueda reproducir los resultados, si así lo desea.

En el manual de usuario (apéndice B), se le solicitó al lector, que para cada medición que realizara, registrara los valores de la máxima frecuencia, la máxima intensidad y la mínima intensidad. La utilidad de cada uno de estos valores se explicará a lo largo de este capítulo. A continuación se explicará el procedimiento para crear una curva de rotación y un mapa del plano galáctico.

1 CORRECCIÓN HORIZONTAL

Debido a que muchas veces el archivo correspondiente para cada espectro no guarda información sobre el dominio y rango de su respectivo espectro, es importante realizar los procedimientos que se detallan en esta sección y en la sección 3 de este capítulo. De no realizarse se presentará un corrimiento y un cambio de escala en cada espectro al abrirse su archivo en un programa de análisis de imágenes. Para iniciar, se determinará el dominio de cada medición. Para ello, abra una hoja de cálculo y escriba hasta arriba una lista horizontal de las longitudes galácticas que utilizó. Por ejemplo, en los resultados obtenidos en este trabajo, se inició en una longitud galáctica de 20 grados y se finalizó en 160 grados, con intervalos de cinco grados para la curva de rotación y de dos grados para el mapa del plano galáctico. Debajo de ellas, escriba la velocidad a la que corresponde la frecuencia máxima que anotó para cada medición, luego de ser transformada por la ecuación del efecto Doppler (columnas D,E,F y G de la tercera fila en la hoja de cálculo de la Figura 9). Por ejemplo, si se cuenta con una frecuencia máxima de +1MHz, ésta corresponde a -211.12 Km/s, en el caso que se utilice 1,420.4 MHz como f_0 . Esta velocidad correspondiente a la frecuencia máxima, será la velocidad mínima del dominio.

Nótese que el espectro es discreto utilizando la frecuencia; por lo tanto, también será discreta utilizando la velocidad como dominio. El cambio que hay entre cada punto es de 9.375 KHz, lo cual equivale aproximadamente a 1.9793 Km/s. Por lo tanto, para cada longitud

galáctica haga una lista de 256 elementos de longitud (ya que cada espectro tiene 256 puntos), y que cada uno sea 1.9793 Km/s mayor que el anterior, utilizando la velocidad mínima como valor inicial. El resultado final será una tabla que contenga los valores de velocidad para cada longitud galáctica en la que se realizó una medición. Esta tabla tendrá 256 filas y N columnas, donde N es el número de mediciones que haya realizado. Esta tabla será de vital importancia y será mencionada más adelante. Sin embargo, es importante hacer otros ajustes de primero, los cuales se detallan a continuación.

Figura 9

	A	B	C	D	E	F	G
1			Glom	20	25	30	35
2							
3	delta=		Vmin=	-252	-252.3	-252.8	-254
4	1.97926359			-250.0	-250.3	-250.8	-252.0
5				-248.0	-248.3	-248.8	-250.0
6				-246.1	-246.4	-246.9	-248.1
7				-244.1	-244.4	-244.9	-246.1
8				-242.1	-242.4	-242.9	-244.1
9				-240.1	-240.4	-240.9	-242.1
10				-238.1	-238.4	-238.9	-240.1

Ejemplo de tabla de longitudes y velocidades.

2 IMAGEJ

Para esta sección, se recomienda utilizar el programa **ImageJ**, por las herramientas que éste ofrece. Creado por la NIH (National Institutes of Health), este programa de análisis de imágenes es capaz de abrir los archivos con extensión **FITS** y es recomendado su uso por el hecho que tiene la capacidad de crear un «*Montage*», el cual más adelante se utiliza para facilitar la elaboración de la tabla de datos que eventualmente se convierte en la curva de rotación y el mapa del plano galáctico. En esta sección se importarán los archivos creados durante el uso del radiotelescopio. **ImageJ** es libre de costo, y puede descargarse en:

<http://rsbweb.nih.gov/ij/>

Inicie **ImageJ**, y diríjase a **File** → **Open**, y abra todos los archivos que haya creado, en orden (00001c.fits, 00003c.fits, 00005c.fits, etc.)

Una vez todos los archivos estén abiertos, vaya a **Image** → **Stacks** y seleccione **Images to Stack**. Se creará un «*Stack*», el cual es equivalente a unir todas las cadenas de píxeles, extremo con extremo. En esta forma, la información no es muy útil; sin embargo, tiene que estar así para poder realizar el siguiente paso. Ahora, retorne a **Image** → **Stack** y seleccione **Make Montage...** Luego de haber hecho la selección, una ventana aparecerá en donde tendrá que configurar unos parámetros:

- En **Columns** escriba 1.
- En **Rows** escriba el número de mediciones que realizó.
- En **Scale Factor** escriba 1.
- En **First Slice** escriba 1.
- En **Last Slice** escriba el número de mediciones que realizó.
- En **Increment** escriba 1.
- En **Border Width** escriba 0.

Al finalizar con esto, se creará una imagen, que equivale a unir todos los archivos, solo que uno por debajo del otro, en lugar de extremo con extremo (Figura 10).

Figura 10



Ejemplo de un «Montage». Para este ejemplo, se utilizaron 19 archivos, lo que explica porque la imagen es de 256 por 19 píxeles. Nótese como se desplaza la parte mas brillante, la cual representa la mayor intensidad relativa. La franja vertical negra representa una radiointerferencia.

Ahora, diríjase a **Image** → **Transform** y seleccione **Rotate 90 Degrees Left**. Esto no sólo rotará la imagen 90 grados a la izquierda, sino que también hará que los valores iniciales (los de la izquierda) sean los finales (los del fondo). Sin embargo, recordemos que por la fórmula del efecto Doppler, al transformar un dominio frecuencia en uno de velocidad, el orden de los elementos se invierte (figuras 2 y 3); por lo que al invertir el orden del «Montage», los elementos se ajustan para utilizarse con la tabla que se menciona en la sección anterior.

Cuadro 4: Muestra de la tabla de resultados obtenida al rotar la Figura 10

	$X0$	$X1$	$X2$	$X3$	$X4$...
$Y0$	8439	6150	8079	5653	-8067	...
$Y1$	8486	6316	8333	5513	-8177	...
$Y2$	8809	6565	8653	5502	-8372	...
$Y3$	8312	6137	7793	5450	-7810	...
\vdots	\vdots	\vdots	\vdots	\vdots	\vdots	\ddots

Al terminar esto, nuevamente diríjase a `Image` \rightarrow `Transform` y seleccione `Image to Results`. Se abrirá una tabla con los valores de la amplitud de cada pixel (Cuadro 4). Esta tabla tendrá 256 filas y N columnas, donde N es el número de mediciones realizadas. Esta configuración es conveniente porque permite utilizarla en combinación con la tabla elaborada en la sección anterior con mucha facilidad.

Si se utiliza una columna de la tabla de la sección anterior como dominio, y su columna correspondiente del Cuadro 4 como rango, al hacer una gráfica de dispersión, se podría apreciar el espectro; Sin embargo, los valores del eje vertical estarían corridos y a otra escala, por lo tanto, hay que realizar otros ajustes. Para ello, hará uso de los valores máximos y mínimos de intensidad que se mencionan en el procedimiento para realizar mediciones (Apéndice B).

3 CORRECCIÓN VERTICAL

Abra la hoja de cálculo en donde anotó los valores máximos y mínimos de la intensidad (Figura 45) y copie la tabla de resultados (Cuadro 4) debajo de los respectivos valores (ver Figura 11). A la tabla de resultados, obtenida al final de la sección anterior, la llamaremos T , y ya que se realizaron N mediciones, ésta tendrá N columnas. Definiremos a T como un conjunto de columnas, $T = \{T_i\}$, donde $1 \leq i \leq N$. Y a cada columna la definimos como un conjunto de valores, es decir, $T_i = \{t_{ji} : 1 \leq j \leq 256\}$. También tenemos que definir un conjunto al cual pertenecen los máximos y mínimos anotados en el transcurso de las mediciones, para esto definimos $MAX = \{máx_i\}$ y $MIN = \{mín_i\}$. No hay que confundir a los $máx_i$ y $mín_i$ con los valores máximos y mínimos que puede alcanzar cada columna, $máx_i[T_i]$ y $mín_i[T_i]$. Por último también hay que definir un conjunto al cual pertenecen los ángulos de longitud galáctica que se utilizaron, $GLon = \{\theta_i\}$.

Es momento de realizar la corrección de corrimiento y escala vertical. En la tabla T ,

Figura 11

	A	B	C	D	E	F	G
1	Glon=		20	25	30	35	40
2							
3	Max=		60.3	59.5	60.6	62.4	61.6
4	Min=		-96.9	-100.9	-97.7	-97.7	-93.3
5							
6			8439	6150	8079	5653	-8067
7			8486	6316	8333	5513	-8177
8			8809	6565	8653	5502	-8372
9			8312	6137	7793	5450	-7810
10			8838	6410	8779	6076	-6630

Valores de la intensidad máxima y mínima para cada longitud galáctica.

haga la siguiente sustitución, para todo i y para todo j :

$$t_{ij} \mapsto \left| \frac{máx_i - mín_i}{máx_i[T_i] - mín_i[T_i]} \right| t_{ji} - \left| \frac{máx_i - mín_i}{máx_i[T_i] - mín_i[T_i]} \right| máx_i[T_i] - máx_i \quad (4.1)$$

Finalmente debería de obtener una tabla con los datos totalmente corregidos verticalmente (Figura 12). Ya que en la sección 1 de este capítulo se realizaron las correcciones horizontales, ya se debería contar con un conjunto de datos que se puedan utilizar para trabajar.

Figura 12

	A	B	C	D	E	F	G
1	Glon=		20	25	30	35	40
2							
3	Max=		60.2	59.5	63.8	61.8	58.4
4	Min=		-96.7	-101.3	-97.9	-98.0	-95.1
5							
6			2.0	-5.8	2.9	-4.3	-37.2
7			2.1	-5.4	3.5	-4.7	-37.5
8			2.8	-4.8	4.3	-4.7	-37.9
9			1.7	-5.8	2.2	-4.8	-36.6
10			2.9	-5.2	4.6	-3.3	-33.9
11			2.1	-6.0	4.7	-5.4	-33.2
12			1.5	-6.1	3.5	-5.8	-33.8
13			2.9	-5.3	4.5	-3.8	-35.2

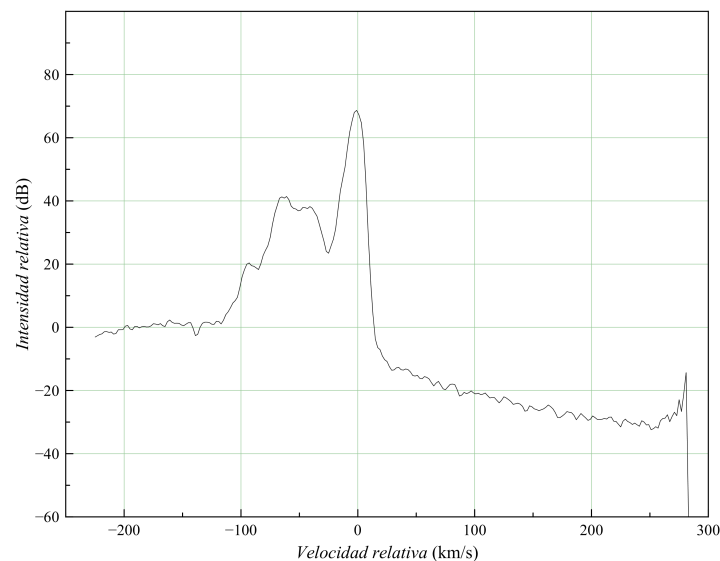
Tabla obtenida después de la corrección vertical dada por (4.1).

Para evitar confusiones, la tabla que se obtiene de aplicar (4.1) sobre T se seguirá llamando T (la de la Figura 12), cada columna se seguirá llamando T_i , y cada elemento se seguirá llamando t_{ji} . De ahora en adelante, la tabla obtenida en la sección 1 se llamará A , cada columna de ella se llamará A_i , y cada elemento se llamará a_{ji} . Cada espectro será entonces $S_i = A_i \times T_i$.

4 REFINANDO DATOS

Antes de elaborar la curva de rotación galáctica y el mapa del plano galáctico, es necesario refinar un poco los datos. El método que utiliza el radiotelescopio consiste en medir una intensidad relativa en relación a un nivel de ruido de referencia; sin embargo, en este proceso puede haber un corrimiento excesivo (en la Figura 13 se puede apreciar este corrimiento). Para corregir esto, hay que realizar un procedimiento al que comúnmente se le conoce como *resta de línea de base*.

Figura 13



Corrimiento del nivel de referencia. El ruido de fondo debería estar en cero. Este corrimiento se puede corregir en la mayoría de los casos con un polinomio de primer o segundo orden.

4.1 La línea de base. A continuación se presentará un procedimiento para nivelar los espectros y corregir ese corrimiento. Realizar este procedimiento no es absolu-

tamente necesario, pero es fuertemente recomendado. Lo primero que tiene que hacer, es descargar un programa que facilite el procedimiento. Uno de ellos es **MagicPlot**, disponible en:

<http://magicplot.com/>

Este programa tiene una versión gratuita y una versión completa. La versión completa es mucho más versátil, y posee muchas más herramientas; sin embargo, la versión gratuita es suficiente para realizar el procedimiento a continuación. Inicie el programa y seleccione **New Table** en **Project**. Se abrirá una tabla con dos columnas en blanco. Copie la información de A_1 y péguela en la primera columna. Haga lo mismo con T_1 , sólo que en la segunda columna. Ahora seleccione toda la tabla (**Ctrl + A**) y haga clic derecho, luego seleccione **Create Fit Plot** → **Line**. Se abrirá una ventana con la gráfica de su espectro. Ahora, debe insertar una función y ajustarla para que ésta sirva de línea de base.

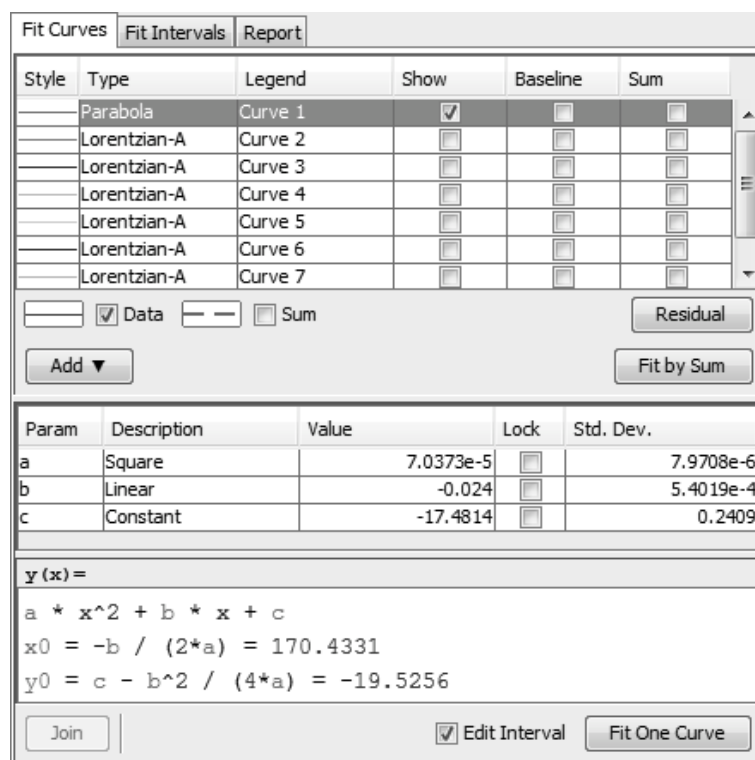
A la derecha de la gráfica debe haber un menú lateral (como el que aparece en la figura 14). En este seleccione **Add** → **Parabola** (polinomio de orden 2). En la versión completa se pueden agregar polinomios de mayor orden, los cuales presentan mayor flexibilidad. Si decide agregar más curvas, se puede observar una lista de ellas en la parte superior del menú lateral, en donde se pueden seleccionar individualmente para editar, o para que muestre información de cada una.

Seleccione la parábola que acaba de crear y active la casilla de verificación de hasta abajo del menú lateral, llamada **Edit Interval** (ver Figura 14). Al hacer esto aparecerá un cuadro encima de la gráfica, en donde usted puede modificar su ancho con el cursor. Asegúrese que este cuadro sólo cubra áreas que son del ruido (esto requiere su criterio). Puede dividir el cuadro en varios, al hacer clic derecho sobre él y luego seleccionando **Split Interval Here**. Luego de haber cubierto sólo las áreas con ruido, vaya al menú de la derecha y seleccione **Fit One Curve**. La parábola debe ajustarse automáticamente, y ahora debería tener la misma forma que el corrimiento inicial (Figura 15). El objetivo es usar esta curva como nivel de referencia.

Ahora, seleccione la parábola que acaba de ajustar y, en la lista de la derecha, active la casilla de verificación llamada **Baseline**. Al hacer esto, se realizará automáticamente la resta de línea de base en nuestro espectro.

Ahora que el espectro se observa en una condición aceptable, es importante saber cómo extraer la información de cada punto que compone a la gráfica resultante (como la de la

Figura 14

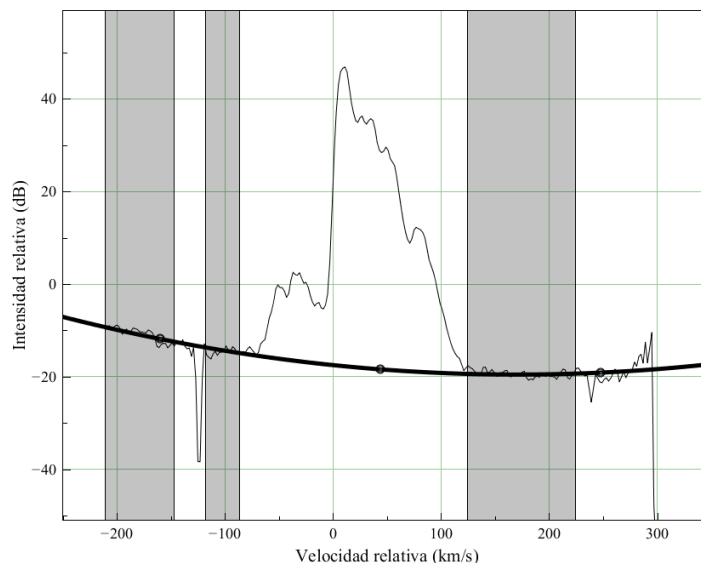


Menú lateral, en donde se detallan las características de cada curva que se ha insertado.

Figura 16). Dado que la resta de línea de base se realiza exclusivamente de manera vertical, la componente horizontal de cada uno de los 256 puntos será la misma. Para averiguar cuál es la componente vertical, abra la tabla que utilizó para crear el espectro y notará que se ha creado una tercera columna automáticamente, con nombre C Data-Baseline. Esta columna contiene la información de la componente vertical de cada punto. Repita este procedimiento para cada A_i y T_i , creando una tabla nueva para cada i . Si a cada columna C Data-Baseline le llamamos C_i , cada espectro se puede redefinir como $S_i = A_i \times C_i$.

Ya con estos resultados se cuenta con suficiente información para crear una curva de rotación y un mapa del plano galáctico; sin embargo, también se recomienda seguir los pasos descritos en «Modelación de líneas espectrales», ya que estos pueden facilitar la elaboración de la curva y el mapa, y a la vez pueden eliminar los picos que se observan por interferencia electromagnética.

Figura 15



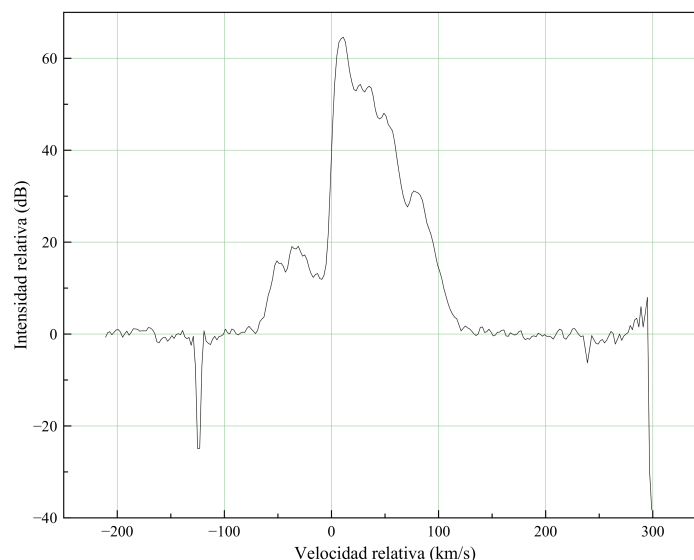
Ajustando la parábola como nivel de referencia.

4.2 Modelación de líneas espectrales. En este experimento, se miden las emisiones del hidrógeno neutro. Idealmente, la línea espectral del hidrógeno sería una línea (la transformada de Fourier de una onda con forma perfectamente sinusoidal es una línea vertical). Sin embargo, éste no es el comportamiento que se observa en la vida real. La línea se ensancha y forma una curva que parece ser una distribución normal. Existen diversas causas para este ensanchamiento. Incluso hay una a la que se le conoce como *ensanchamiento natural*. Existen técnicas para eliminar causas del ensanchamiento; sin embargo, el ensanchamiento natural no se puede eliminar, ya que es causado por el principio de incertidumbre de Heisenberg. Una línea espectral obedece una distribución conocida como *distribución de Lorentz* (o de Cauchy). ésta se define como:

$$f(x) = \frac{1}{\pi\gamma \left[1 + \left(\frac{x-x_0}{\gamma} \right)^2 \right]} \quad (4.2)$$

en donde x_0 es el centro del pico y a γ se le conoce como parámetro de escala (también conocido como error esperado). Un espectro es entonces, la superposición de distribuciones, en donde todas se originan de fuentes distintas, que se desplazan a velocidades distintas.

Figura 16



Espectro, luego de realizar la resta de la línea de base.

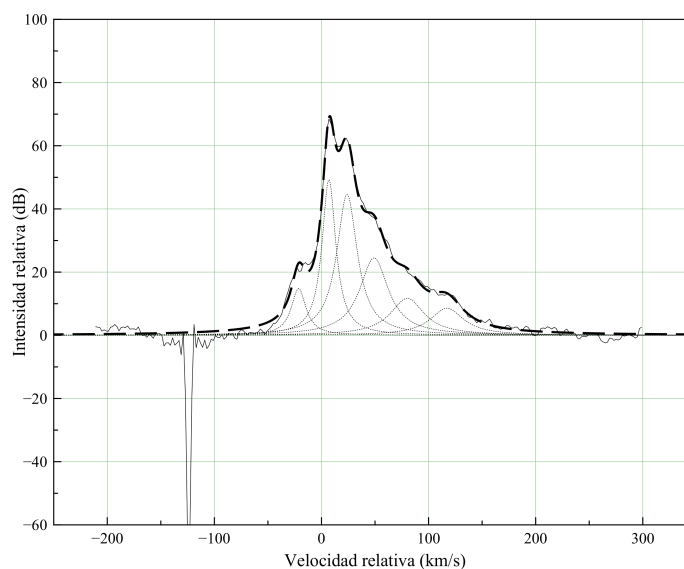
Con el programa **MagicPlot**, es posible modelar cada espectro como una superposición de distribuciones de Lorentz o de Gauss. Esta parte requiere su criterio.

Diríjase al menú lateral y seleccione **Add** → **Lorentzian-A**. Esto inserta una curva de Lorentz normalizada. Con el cursor, es posible manipular la amplitud y el ancho de esta curva. Si en la lista de curvas, se selecciona la casilla **Sum**, la curva que se acaba de insertar será considerada en la sumatoria, la cual es representada por una línea discontinua roja.

El objetivo es insertar curvas de Lorentz y manipularlas de tal forma, que su sumatoria coincida con el espectro. Cuando termine de realizar dichos ajustes, presione el botón **Fit by Sum**, para que el programa manipule las curvas de manera automática, para minimizar la diferencia entre la suma y el espectro ingresado.

Ahora, tenemos un espectro finalizado (línea discontinua en la Figura 17). Una vez más, la componente horizontal de cada uno de los 256 puntos no se ve afectada; sin embargo, tenemos que hallar el valor de la componente vertical de cada punto. Para ello, vaya a la lista de curvas. Deseleccione la casilla **Baseline** de la curva que utilizó como línea de base. Luego, seleccione esa misma casilla para cada curva de Lorentz que utilizó para modelar el

Figura 17



Espectro modelado por distribuciones de Lorentz.

espectro (Figura 18).

Figura 18

Fit Curves						
		Fit Intervals	Report			
...	Type	Legend	Show	Baseline	Sum	
—	Parabola	Curve 1	<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	
—	Lorentzian-A	Curve 2	<input type="checkbox"/>	<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	
—	Lorentzian-A	Curve 3	<input type="checkbox"/>	<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	
—	Lorentzian-A	Curve 4	<input type="checkbox"/>	<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	
—	Lorentzian-A	Curve 5	<input type="checkbox"/>	<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	
—	Lorentzian-A	Curve 6	<input type="checkbox"/>	<input checked="" type="checkbox"/>	<input type="checkbox"/>	

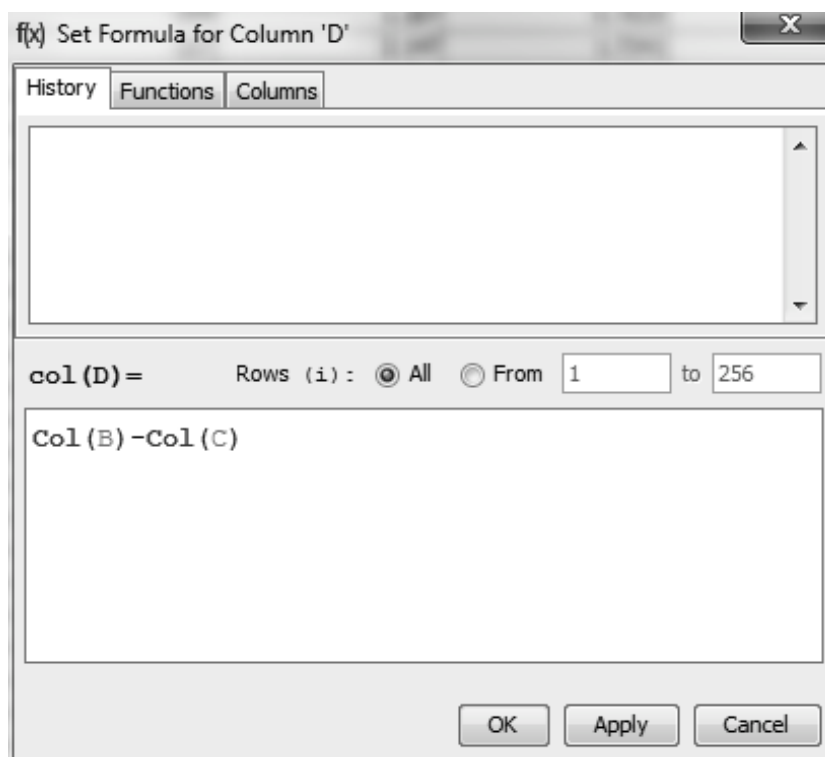
Ejemplo de las casillas que se deben seleccionar. Esto es necesario para poder obtener una tabla de datos del espectro modelado como una superposición de distribuciones de Lorentz.

Luego de haber hecho esto, vaya a la tabla correspondiente de la gráfica. En el menú Ta-

ble → Insert, y seleccione Columns Right, lo cual causará que se inserte una cuarta columna, a la derecha de la columna de la línea de base. En esta cuarta columna queremos colocar la diferencia entre la segunda y la tercera columna. Para realizar dicha acción, diríjase a Table → Column Formula → Edit Formula. En la ventana que aparezca podrá ingresar una función para el valor de la cuarta columna, en ella, escriba $\text{Col}(B) - \text{Col}(C)$.

Si toma los datos de la primera columna como dominio y los de la cuarta columna como rango, la gráfica resultante será un espectro suave y sin ruido. Recuerde que este modelo sigue siendo una aproximación de la realidad, y requiere un procedimiento más formal, en el caso que se busque exactitud; sin embargo, para ello se tendría que contar con un radiotelescopio más grande en primer lugar, y puede que sea inaccesible para la mayoría de personas.

Figura 19



Fórmula de la cuarta columna. Utilizando la primera columna como dominio y esta como rango, se obtiene la tabla de datos de lo que es la suma de las distribuciones de Lorentz que componen a un espectro.

Repita el proceso para todos los archivos que haya creado, tal como lo hizo para la resta de la línea de base. Ahora, copie la cuarta columna e insértela en una hoja de cálculo. Haga lo mismo con los demás espectros, de tal forma que se forme una tabla en la hoja de cálculo. A esta tabla le llamaremos B , cada columna se llamará B_i y cada elemento b_{ji} . Por lo que ahora cada espectro será $S_i = A_i \times B_i$ y tendrá una longitud galáctica asociada θ_i . En la Figura 20 se aprecian los espectros que se utilizaron para la curva de rotación luego de haber sido refinados.

5 CURVA DE ROTACIÓN GALÁCTICA

Es hora de elaborar una curva de rotación galáctica con los datos obtenidos. Recordemos el tratado de la geometría de nuestra galaxia. Específicamente, recordemos que se asume que el componente más grande en un espectro es el que se origina en el punto tangencial. El objetivo es determinar la velocidad en la cual se ubica el componente más grande de los espectros cuya longitud galáctica correspondiente sea menor o igual a 90 grados.

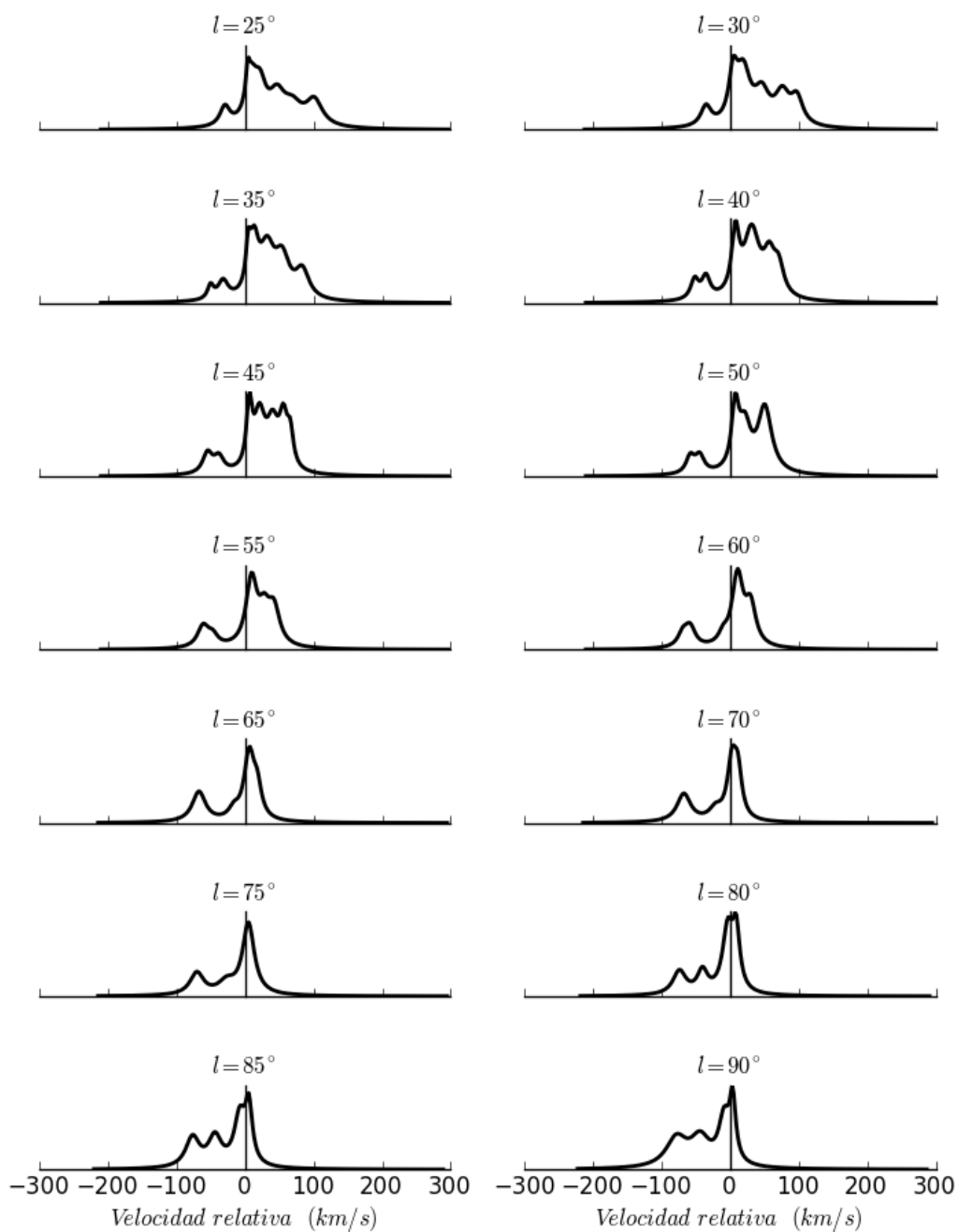
Para determinar la ubicación del componente más grande, en `MagicPlot` abra el espectro, y seleccione el componente (curva de Lorentz) cuyo pico tenga el valor horizontal más grande. En el menú de la derecha podrá ver información de la ubicación horizontal exacta del pico, marcado bajo el nombre `x0` (Figura 21). Anote este valor para todo i tal que $\theta_i \leq 90^\circ$ en una hoja de cálculo.

Luego de haber anotado estos valores, ingréselos en las ecuaciones (2.41) para obtener los valores de la distancia y la velocidad, es decir:

$$\begin{aligned} R_i &= R_0 \sen \theta_i \\ V_i &= x0_i + V_0 \sen \theta_i \end{aligned} \tag{4.3}$$

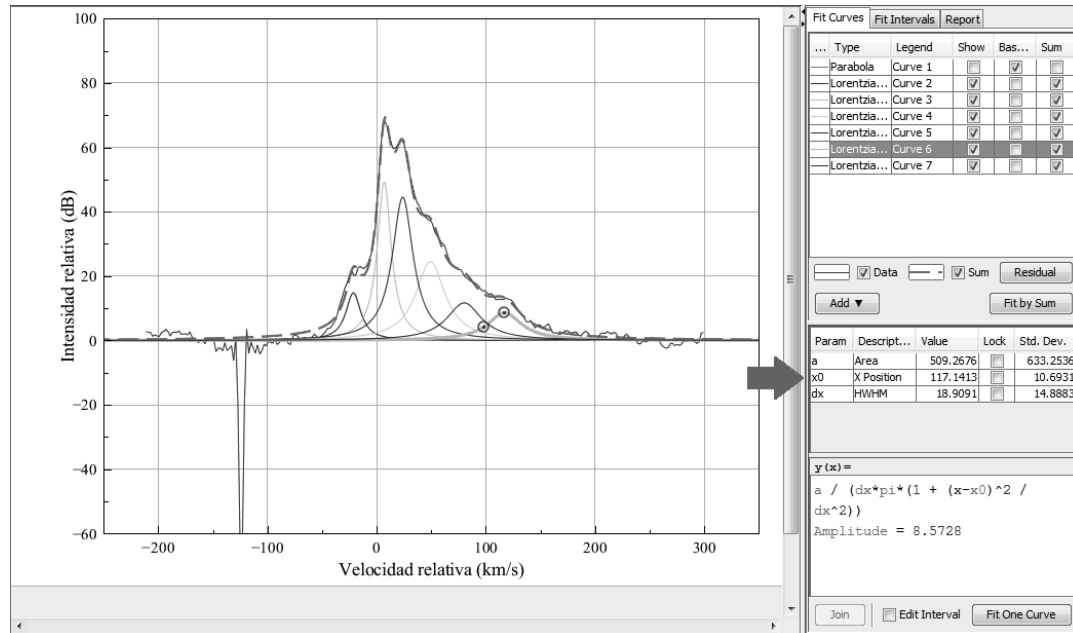
donde $R_0 = 8.5$ kpc, $V_0 = 220$ km/s. Luego haga una gráfica, utilizando $\{R_i : \theta_i \leq 90^\circ\}$ en el eje horizontal y $\{V_i : \theta_i \leq 90^\circ\}$ en el eje vertical. Esta gráfica es la curva de rotación galáctica (ver Figura 23, en donde se observa una comparación entre una curva de rotación elaborada con el procedimiento que se detalla en este capítulo y las curvas de rotación de Sofue y de Clemens). Opcionalmente puede agregar el parámetro de escala en forma de barra

Figura 20



Espectros utilizados para elaboración de la curva de rotación galáctica en el experimento realizado el 8 de mayo del 2013.

Figura 21



Ubicación del componente máximo (ver la flecha en la imagen).

de dispersión para cada punto, ya que a este parámetro se le conoce como error esperado. En el programa MagicPlot, éste tiene el nombre dx ; Sin embargo, una valor más confiable, tanto de la velocidad en términos la distancia como de su error respectivo, requiere un análisis estadístico más detallado que involucra mediciones adicionales.

6 MAPA DE LA GALAXIA

Con base en los resultados de la sección anterior, se puede concluir que la velocidad orbital es aproximadamente constante, sin importar la distancia al centro de la galaxia. Esta tiene un valor $V_0 = 220$ km/s, y da origen a la ecuación (2.42). En la sección anterior, se utilizó sólo el componente máximo de cada espectro, y exclusivamente para longitudes galácticas menores o iguales que 90 grados. Ahora, se utilizarán todos los componentes en cualquier ángulo. Lo primero que se tiene que hacer es ubicar la posición horizontal de todos los picos de los componentes para todos los espectros. Se recomienda que utilice el mismo método que se utiliza para ubicar el componente máximo. Puede que los espectros no

tengan la misma cantidad de componentes. Al número de componentes que tenga el i -ésimo espectro le llamaremos k_i . También se definirá un conjunto para cada grupo de valores de los picos de los componentes de un mismo espectro; es decir, $\mathbf{xO}_i = \{\mathbf{xO}_{mi} : 1 \leq m \leq k_i\}$, en donde \mathbf{xO}_{mi} representa el valor de m -ésimo pico del i -ésimo espectro. Ahora debemos ingresar estos valores en la ecuación (2.43), para obtener:

$$R_i = \frac{R_0 V_0 \sen \theta_i}{V_0 \sen \theta_i + \mathbf{xO}_i} = \left\{ \frac{R_0 V_0 \sen \theta_i}{V_0 \sen \theta_i + \mathbf{xO}_{mi}} : 1 \leq m \leq k_i \right\} \quad (4.4)$$

No olvide que cada R_i es un conjunto. Esta distancia representa la separación entre el centro de la galaxia y la fuente de la emisión. Recordemos que la distancia que buscamos es la que hay entre la Tierra y la fuente de emisión r_i . Considere que la ecuación (2.44) establece la relación entre R_i y r_i , pero para despejar el valor de la última, tenemos que resolver una ecuación cuadrática, que implica que existen dos soluciones posibles para cada elemento de r_i . El objetivo es descartar todos los puntos que tengan ambas soluciones positivas o ambas negativas. Proceda a obtener el valor de r_i :

$$r_{i\pm} = \pm \sqrt{R_i^2 - R_0^2 \sen^2 \theta_i} + R_0 \cos \theta_i \quad (4.5)$$

Una vez más, no olvide que r_i es un conjunto, definido como $r_i = \{r_{mi} : 1 \leq m \leq k_i\}$, que se compone de $r_{i+} = \{r_{mi+} : 1 \leq m \leq k_i\}$ y $r_{i-} = \{r_{mi-} : 1 \leq m \leq k_i\}$. Es hora de definir el conjunto de todas las distancias positivas, r . Este se define como:

$$r = \{r_{mi+} : (1 \leq i \leq N) \wedge (1 \leq m \leq k_i) \wedge (r_{mi+} \geq 0) \wedge (r_{mi-} < 0)\} \quad (4.6)$$

Este es un conjunto de distancias; sin embargo, para poder graficar esto, hay que determinar las componentes horizontales y verticales de cada distancia, utilizando los ángulos respectivos:

$$\begin{aligned} x &= \{r_{mi+} \cos \theta_i : (1 \leq i \leq N) \wedge (1 \leq m \leq k_i) \wedge (r_{mi+} \geq 0) \wedge (r_{mi-} < 0)\} \\ y &= \{r_{mi+} \sen \theta_i : (1 \leq i \leq N) \wedge (1 \leq m \leq k_i) \wedge (r_{mi+} \geq 0) \wedge (r_{mi-} < 0)\} \end{aligned} \quad (4.7)$$

Proceda a crear una gráfica. En este caso, se recomienda graficar $(y, -x)$ en lugar de (x, y) para visualizar mejor la estructura de la galaxia. Si desea que el centro de la galaxia esté en el origen, grafique $(y, -x + 8.5)$. En la figura 24 se puede apreciar el resultado.

7 MAPA DE CONTORNO DE LA GALAXIA

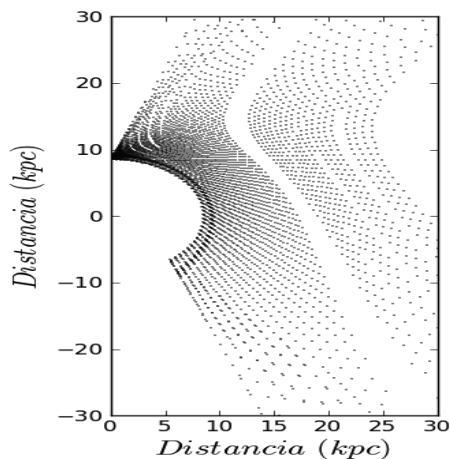
Elegir únicamente las velocidades que corresponden a los picos es algo que depende parcialmente del criterio del que lleve a cabo la investigación. Esto es una posible fuente de error, que a la larga puede afectar el resultado final. Una alternativa es no tomar en cuenta solo los puntos que representan los picos, sino que tomar en cuenta todos los puntos de cada espectro y la amplitud relativa de cada uno de ellos. Esto implica una gráfica en tres dimensiones; sin embargo, se puede apreciar en dos dimensiones en forma de mapa de contorno. Para empezar, tenemos que definir los valores de x y y . Para ello tenemos que modificar la ecuación que define a R_i para que tome en cuenta todos los valores y no solo los de los picos, es decir:

$$R_i = \frac{R_0 V_0 \text{sen } \theta_i}{V_0 \text{sen } \theta_i + A_i} = \left\{ \frac{R_0 V_0 \text{sen } \theta_i}{V_0 \text{sen } \theta_i + a_{ji}} : 1 \leq j \leq 256 \right\} \quad (4.8)$$

Con este cambio, y conservando la ecuación (4.5) podemos definir a x y y como (ver Figura 22 para observar una gráfica con los puntos que proveen una solución única):

$$\begin{aligned} x &= \{r_{ji+} \cos \theta_i : (1 \leq i \leq N) \wedge (1 \leq j \leq 256) \wedge (r_{mi+} \geq 0) \wedge (r_{mi-} < 0)\} \\ y &= \{r_{ji+} \text{sen } \theta_i : (1 \leq i \leq N) \wedge (1 \leq j \leq 256) \wedge (r_{mi+} \geq 0) \wedge (r_{mi-} < 0)\} \end{aligned} \quad (4.9)$$

Figura 22



Conjunto de puntos que presentan una única solución para en una región $20^\circ \leq l \leq 160^\circ$, en donde se graficó $(y, -x + 8.5)$. Nótese que las órbitas interiores a las del sol no presentan soluciones únicas.

Luego de haber definido x y y , abra una hoja de cálculo. En ella escriba y en forma de columna, de tal forma que el orden pase por todo j antes de cambiar el valor de i ; es decir:

$$r_{11} \text{ sen } \theta_1, r_{21} \text{ sen } \theta_1, \dots, r_{256,1} \text{ sen } \theta_1, r_{12} \text{ sen } \theta_2, r_{22} \text{ sen } \theta_2, \dots, r_{256,2} \text{ sen } \theta_2, \dots$$

En la columna de la derecha, escriba $-x + 8.5$ en forma de columna siguiendo el mismo orden. Finalmente, escriba B en la columna de la derecha, siguiendo el mismo orden. Tendrá entonces un documento de tres columnas. Guárdelo en formato `.txt` y asegúrese que no haya ningún otro tipo de información en esa hoja de cálculo. Guardar la tabla en dicho formato facilita el siguiente paso, en donde debe importarse en otro programa, el cual se encarga de graficar la tabla. Ahora, para generar el mapa de contorno, puede descargar `Python(x,y)`, el cual es un programa libre, científico, orientado al análisis y visualización de información y que funciona en el lenguaje de programación Python. Este puede encontrarse en:

<https://code.google.com/p/pythonxy/>

Luego, en éste, escriba el siguiente código:

```
from matplotlib import cm
import matplotlib.pyplot as plt
import numpy as np
from pylab import *
from scipy.interpolate import griddata

xyz=np.genfromtxt('C:\camino\al\archivo.txt')

def column(matrix, i):
    return [row[i] for row in matrix]

xmin = float(min(column(xyz, 0)))
xmax = float(max(column(xyz, 0)))
ymin = float(min(column(xyz, 1)))
ymax = float(max(column(xyz, 1)))

resx = 45
resy = 45

xi = np.linspace(xmin, xmax, resx)
yi = np.linspace(ymin, ymax, resy)

x = np.array(column(xyz, 0))
y = np.array(column(xyz, 1))
z = np.array(column(xyz, 2))
```

```

levels=[0]
deltaz= float(max(column(xyz, 2))/1000)-float(min(column(xyz, 2))/1000)
for i in range (1,1000):
    levels.append(deltaz*i)

X, Y = np.meshgrid(xi, yi)
Z = griddata((x, y), z,(xi[None,:], yi[:,None]), method='cubic')
Q = griddata((x, y), 0*z+0,(xi[None,:], yi[:,None]), method='cubic')

plt.figure().add_subplot(111).set_aspect(1)
plt.contourf(X,Y,Q,levels,rstride=0, cstride=0, cmap=plt.cm.gist_gray)
surf = plt.contourf(X, Y, Z,levels,rstride=0, cstride=0, cmap=plt.cm.gist_gray)
circ=plt.Circle((0, 0),8.5, color='white')
plt.gcf().gca().add_artist(circ)
xlim(0,30)
ylim(-30,30)
cbar = colorbar(ticks=[10,20,30,40,50,60,70,80,90,100,110])
cbar.set_label(r'$Intensidad$ $relativa$',size=18)

plt.xlabel(r'$Distancia$ $(kpc)$',size=18)
plt.ylabel(r'$Distancia$ $(kpc)$',size=18)
plt.show()

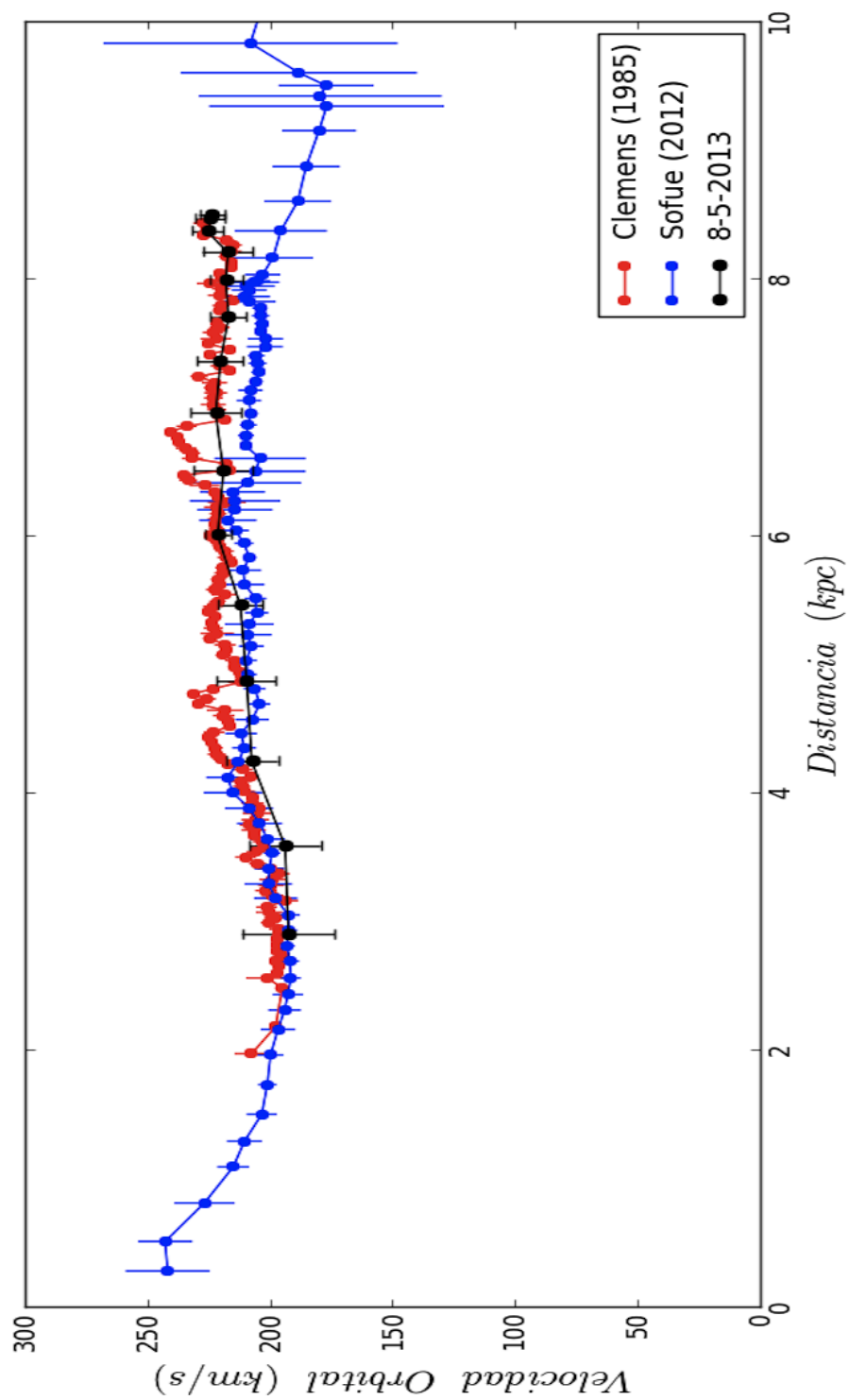
```

El resultado será un mapa de contorno finalizado, en donde se puede apreciar la estructura de uno de los brazos (Figura 25).

8 RESULTADOS OBTENIDOS

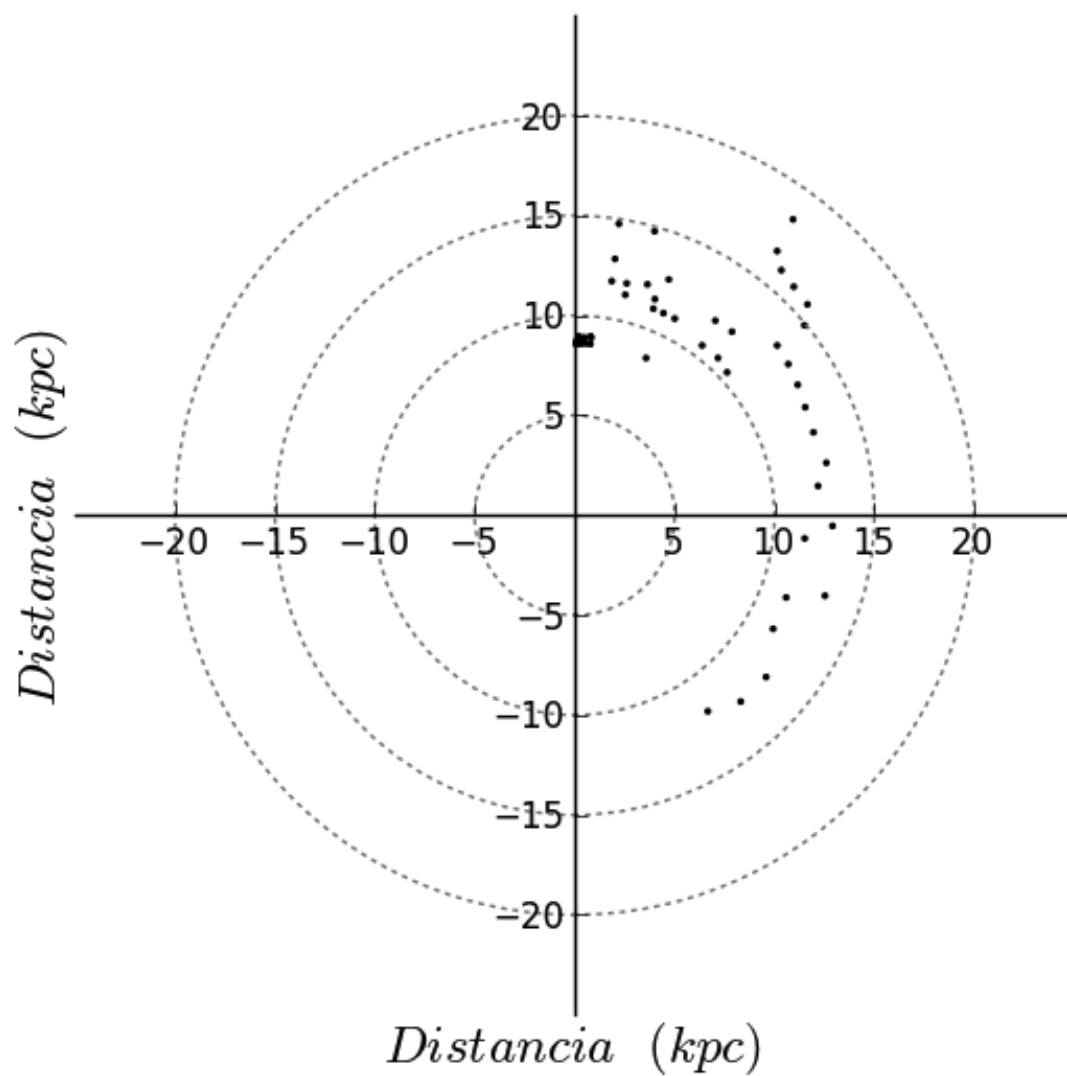
A continuación se presentan los resultados relevantes obtenidos de la curva de rotación, el mapa y el mapa de contorno del plano galáctico.

Figura 23



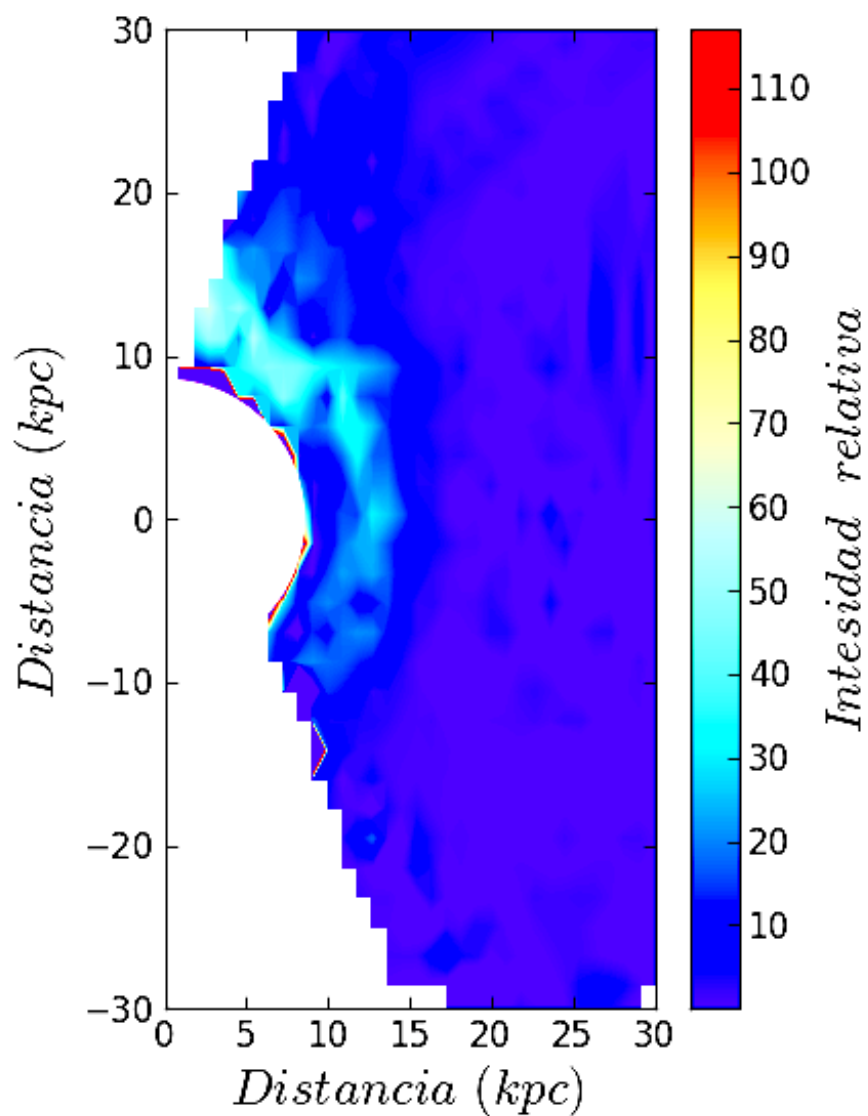
Resultados reales, obtenidos de un experimento realizado el 8 de mayo de 2013 con el radiotelescopio del observatorio de Onsala. La imagen es una comparación entre los resultados de dicho experimento con los resultados publicados por Clemens (1985) y Sofue (2012). Nótese que el comportamiento es aproximadamente constante (excepto al inicio). Las barras de incertidumbre corresponden al error estadístico.

Figura 24



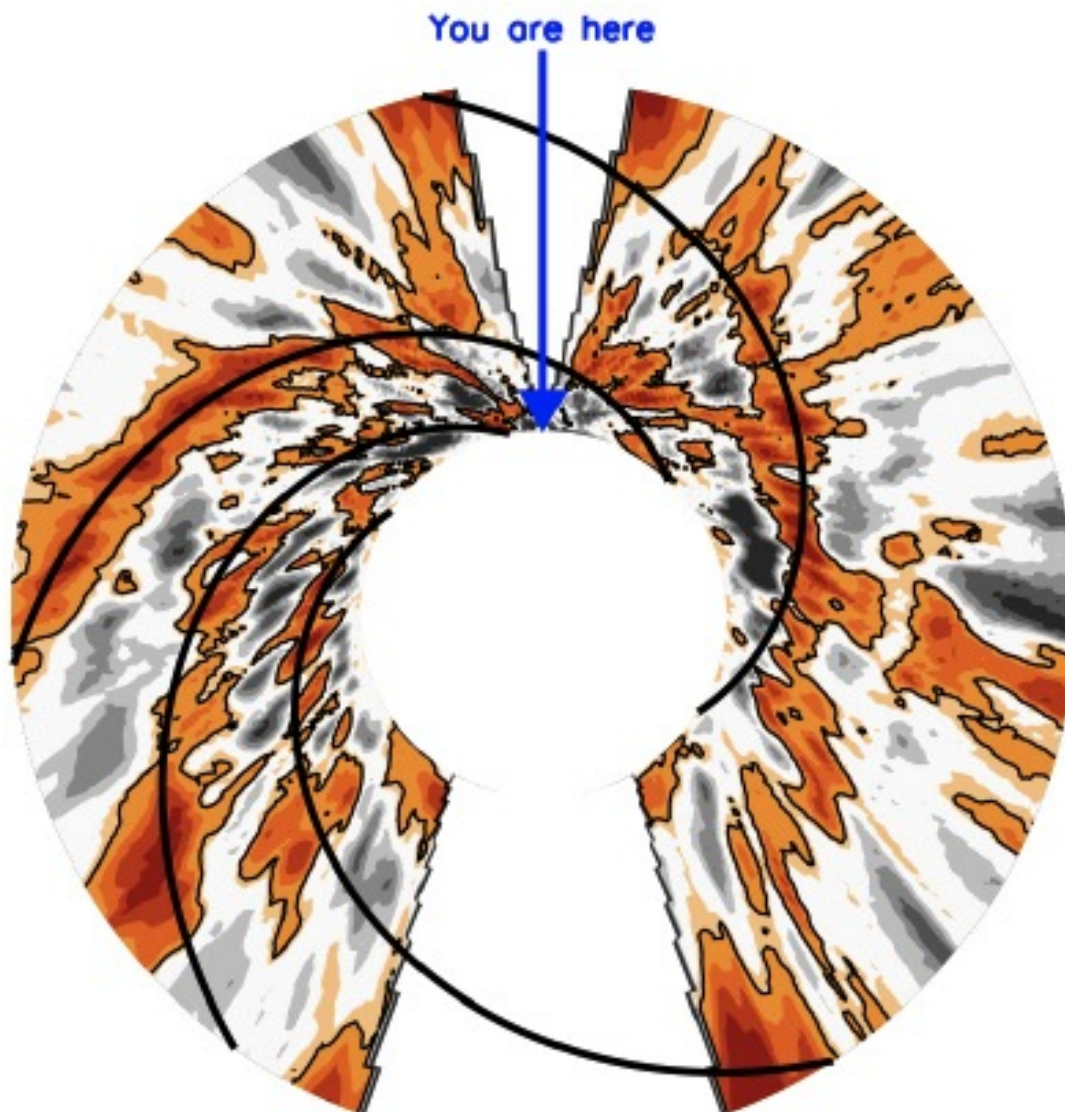
Este mapa fue creado utilizando datos obtenidos el 8 de mayo de 2013, en donde el centro de la galaxia se encuentra en el origen.

Figura 25



Mapa de contorno del plano galáctico. En este mapa el centro de la galaxia se encuentra en el origen. Se puede apreciar claramente una estructura que corresponde a una mayor concentración de hidrógeno. Esta estructura tiene una forma que parece ser espiral o circular. Actualmente se cree que la galaxia tiene una estructura en espiral. Por lo tanto, lo que se observa en esta figura es uno de sus brazos.

Figura 26



Mapa de contorno del plano galáctico elaborado por Levine, Blitz y Heiles (2006). En este mapa el centro de la galaxia se encuentra en el origen. Se puede apreciar claramente una estructura de brazos en espiral, los cuales fueron marcados con líneas por el autor. Este mapa abarca los cuatro cuadrantes de la galaxia, en lugar de dos; sin embargo podemos apreciar la semejanza con la figura anterior. Las regiones en color anaranjado representan una alta densidad de masa superficial en relación a la densidad superficial promedio, las regiones de color gris representan lo opuesto.

Fuente: <http://images.iop.org/objects/phw/news/10/6/3/0606031.jpg>

V. NUESTROS RESULTADOS EN EL CONTEXTO DE LA DINÁMICA DE LA GALAXIA

En este capítulo se presentan y detallan algunas de las teorías que surgen a partir de los resultados obtenidos. Para explicar los resultados de la curva de rotación se detallan dos alternativas: La teoría de la materia oscura y la dinámica modificada de Newton. Para explicar la estructura observada de la galaxia, se presenta la aproximación epicíclica. Sin embargo, antes de comenzar a explicar dichas teorías, es importante comprender lo que es la curva de rotación externa, ya que, por ejemplo, en la curva de rotación interna es difícil notar la presencia de la materia oscura.

1 CURVA DE ROTACIÓN EXTERNA

Anteriormente en este trabajo se elaboró una curva de rotación galáctica por medio del método del punto tangencial. Este método es preferido para las orbitas interiores a la del Sol. Sin embargo, éste deja de ser efectivo cuando queremos estudiar la velocidad de rotación de los objetos que orbitan el centro galáctico a una distancia mayor a nuestro Sol. A una curva de rotación que describa la velocidad de dichos objetos le llamamos la curva de rotación externa, y es en esta donde la teoría de la materia oscura y la dinámica modificada de Newton (Sanders 2004) muestran su importancia. Entender lo que es la curva de rotación externa es fundamental para poder comprender la dinámica de la galaxia.

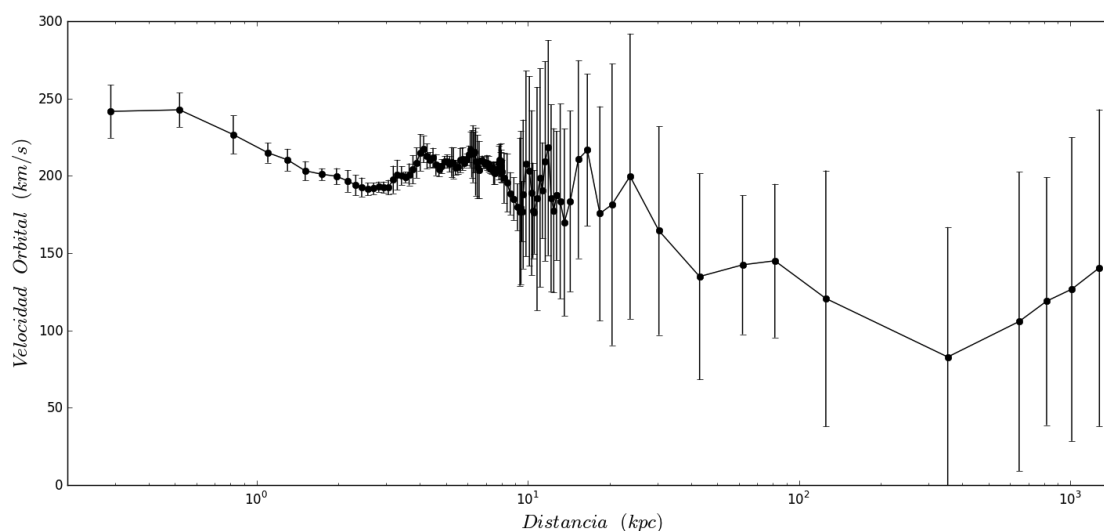
Para determinar dicha curva de rotación existe toda una gama de métodos y procedimientos, de los cuales uno de los más populares es de Merrifield (Binney & Merrifield 1998). Una curva de rotación completa de la Vía Láctea puede apreciarse en la Figura 27.

2 MATERIA OSCURA

La teoría que establece que dicha materia existe proviene del hecho que la curva de rotación predicha por la física de Newton no coincide con la curva de rotación medida. La diferencia entre lo medido y lo esperado se vuelve más grande, mientras más lejos estemos del centro de la galaxia. Esto se vuelve notorio para órbitas externas a la del sol

Sabemos que en base a la velocidad de rotación podemos determinar la masa que hay

Figura 27



Curva de rotación de la Vía Láctea (interna y externa) creada por Sofue (2012), en donde cada punto representa una medición y posee su respectiva barra de error. Noté que la escala es logarítmica.

Fuente: Sofue (2012).

encerrada en dicha órbita (Shu 1982) y viceversa. Esto se conoce como la forma gravitacional de hallar una masa, aunque ésta no es la única. También se puede encontrar la masa de un objeto en base a su luminosidad de forma proporcional con el uso de una constante llamada razón masa-luminosidad (Kutner 2003). Si a esto se le agrega una función que describa una densidad superficial de luminosidad, se puede encontrar la masa luminosa que hay encerrada en una órbita.

Ahora que se cuenta con un concepto de lo que es la masa gravitacional y la masa luminosa se puede proceder a explicar en qué consiste la materia oscura. Si se llegaran a comparar la masa gravitacional y la masa luminosa para un radio en particular (radio de una esfera imaginaria cuyo centro coincide con el de la galaxia), éstas en teoría deberían ser la misma; sin embargo, no lo son. La masa gravitacional es mayor que la luminosa. De hecho, mientras mayor sea el radio, mayor es la diferencia observada. Esto implica la existencia de materia que interactúa de forma gravitacional, pero no es luminosa (los objetos que no brillan por sí mismos, como las nubes de gas o planetas sí interactúan de forma luminosa, es decir, son visibles). Esta materia que hace falta para crear la curva de rotación observada, es la que se conoce como materia oscura. En este punto, se puede considerar la masa

gravitacional como la masa total de la galaxia, ya que ésta considera también a los objetos que son luminosos. Si se divide la masa luminosa entre la masa total, se obtiene una razón conocida como fracción bariónica, y determinarla es uno de los objetivos principales para las personas que se dedican a estudiar la materia oscura. A continuación se detalla dicha teoría y el procedimiento necesario para calcular la fracción bariónica.

2.1 Distribución de masa en la vía láctea. Nuestra galaxia tiene su masa distribuida en distintos componentes. Existen varias formas de modelar la distribución de dicha masa. Algunos modelos incluyen más componentes que otros. En esta sección se utilizará un modelo que incluya el centro galáctico (también conocido como bulbo), el disco de gas y estrellas, y el halo de materia oscura (Sofue 2008). Conociendo la forma en la que se distribuye la masa en la galaxia, podemos utilizar la física de Newton para deducir la curva de rotación correspondiente a dicha distribución de masa. Describir la distribución de la masa es el primer paso para poder obtener la fracción bariónica.

2.1.1 El bulbo. Recordemos que antes de iniciar con alguna función de la distribución de masa en nuestra galaxia, primero se debe proveer una descripción de la luminosidad. Se asume que el bulbo obedece la ley de de Vaucouleurs (Schneider 2006), la cual describe cómo el brillo de una superficie varía en relación a una distancia del centro. ésta viene dada por:

$$I_b(r) = I_{be} \exp \left\{ -\kappa \left[\left(\frac{r}{a_b} \right)^{1/4} - 1 \right] \right\}, \quad (5.1)$$

donde $\kappa = 7.6695$ y I_{be} es la densidad de brillo superficial en el radio de escala $r = a_b$. Recordando la relación que existe entre la masa y la luminosidad M/L , podemos transformar la ley anterior a una ley que describa la densidad de masa superficial en términos del radio; sin embargo, dado que esta relación no es la misma para todos los objetos, se puede asumir que existe un valor de expectación, por lo que conservamos el término:

$$\Sigma_{be} = \langle M/L \rangle I_{be}, \quad (5.2)$$

y permite, que (5.1) se modifique para describir la densidad de masa:

$$\Sigma_b(r) = \Sigma_{be} \exp \left\{ -\kappa \left[\left(\frac{r}{a_b} \right)^{1/4} - 1 \right] \right\} \quad (5.3)$$

Ahora, se puede proceder con el cálculo de la masa,

$$M_b(R) = 2\pi \int_0^R r \Sigma_b(r) dr \quad (5.4)$$

En donde $M_b(R)$ es la masa encerrada en una esfera de radio R , cuyo centro coincide con el de la galaxia. Luego de ser evaluada la integral, se obtiene:

$$M_b(X) = M_b \left[1 - \frac{4e^{\kappa(1-X^{1/4})}}{20160e^k} \left(5040(1 + \kappa X^{1/4}) + 2520\kappa^2 \sqrt{X} \right. \right. \\ \left. \left. + 840\kappa^3 X^{3/4} + 210\kappa^4 X + 42\kappa^5 X^{5/4} + 7\kappa^6 X^{3/2} + \kappa^7 X^{7/4} \right) \right] \quad (5.5)$$

en donde $X = R/a_b$ y M_b es la masa total, que se puede calcular de la siguiente manera:

$$M_b(R) = \lim_{R \rightarrow \infty} M_b(R) = 2\pi a_b^2 \Sigma_{be} \frac{20160e^k}{k^8} = 22.665 a_b^2 \Sigma_{be} \quad (5.6)$$

El comportamiento de esta distribución se puede apreciar en la figura 28.

En el caso del trabajo de Sofue (2012), el autor decidió considerar el bulbo como una distribución de masa esférica que obedece la ley de de Vaucouleurs, en lugar de asumir que la materia está distribuida de forma plana. En este caso, se tiene que

$$M_b(R) = \int_0^\pi \int_0^{2\pi} \int_0^R \rho_b(r) r^2 \sin \theta \, dr \, d\theta \, d\phi = 4\pi \int_0^R \rho_b(r) r^2 \, dr \quad (5.7)$$

en donde la densidad de volumen está dada por

$$\rho_b(r) = \frac{1}{\pi} \int_r^\infty \frac{d\Sigma_b(x)}{dx} \frac{1}{\sqrt{x^2 - r^2}} dx \quad (5.8)$$

La masa del bulbo tiene un valor de $M_b = (1.652 \pm 0.083) \times 10^{10} M_\odot$ (Sofue 2012), con un radio de escala de $a_b = 0.522 \pm 0.037$ kpc (El radio de escala está definido de tal forma que la masa encerrada en dicho radio es igual a la mitad de la masa total).

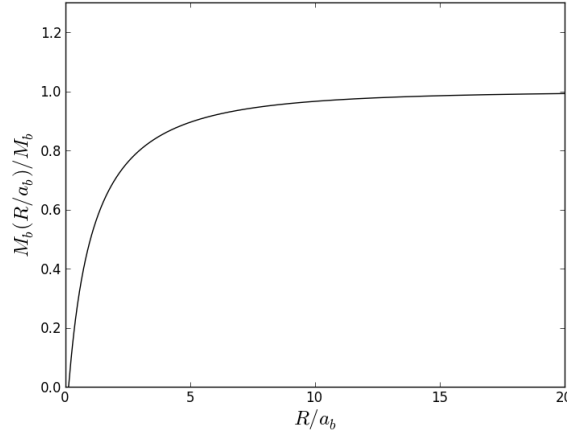
2.1.2 El disco galáctico. Experimentalmente, se ha observado que la luminosidad del disco de gas y estrellas en nuestra galaxia obedece un comportamiento exponencial (Sofue 2012), similar a la ley de de Vaucouleurs. La ley que describe la densidad de intensidad del brillo es:

$$I_d(r) = I_0 e^{-r/a_d} \quad (5.9)$$

Al igual que en la sección anterior, utilizando la relación masa-luminosidad, esto se puede convertir en una densidad superficial de masa,

$$\Sigma_d(r) = \Sigma_0 e^{-r/a_d} \quad (5.10)$$

Figura 28



Distribución de la masa del bulbo, utilizando (5.5). Esta gráfica describe la masa acumulada en términos de la distancia. Se puede observar que la masa converge a un valor finito.

Con esto, se puede calcular la masa encerrada en un radio establecido:

$$M_d(R) = 2\pi \int_0^R r \Sigma_d(r) dr \quad (5.11)$$

Luego de evaluar, se obtiene (ver figura 29):

$$M_d(R) = 2\pi \Sigma_0 a_d^2 \left[1 - \left(1 + \frac{R}{a_d} \right) e^{-R/a_d} \right] = M_d \left[1 - \left(1 + \frac{R}{a_d} \right) e^{-R/a_d} \right] \quad (5.12)$$

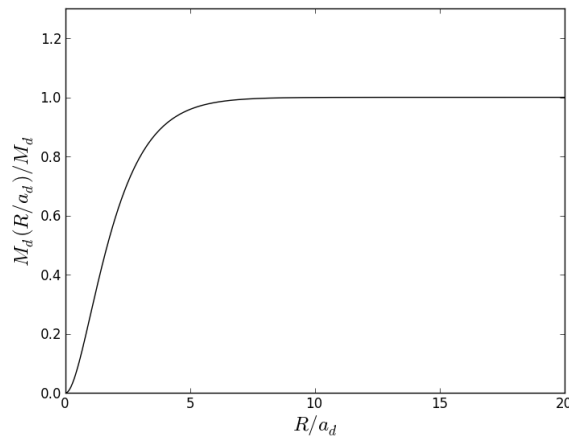
Tomando el límite cuando R tiende a infinito, se puede estimar que se cuenta con una masa total de:

$$M_d = \lim_{R \rightarrow \infty} M_d(R) = 2\pi \Sigma_0 a_d^2 \quad (5.13)$$

Se ha encontrado que la masa del disco tiene un valor de $M_d = (3.41 \pm 0.41) \times 10^{10} M_\odot$ y que el radio de escala es $a_d = 3.19 \pm 0.35$ kpc.

2.1.3 El halo de materia oscura. Tal como se mencionó anteriormente, se asume que existe una distribución de materia oscura para que los resultados predichos por la teoría encajen con los observados. Existen diversos modelos de densidad de masa para la materia oscura, sin embargo uno de los más utilizados es el de Navarro, Frenk y

Figura 29



Distribución de la masa del disco, combinando (5.12) y (5.13). Este modelo de distribución de masa también muestra un comportamiento que converge.

White¹, (Boselli 2012) que en 1996 propusieron una densidad volumétrica de masa, que es:

$$\rho(r) = \frac{\rho_0}{\frac{r}{h} \left(1 + \frac{r}{h}\right)^2} \quad (5.14)$$

donde a ρ_0 y h son conocidos como densidad y radio de escala.

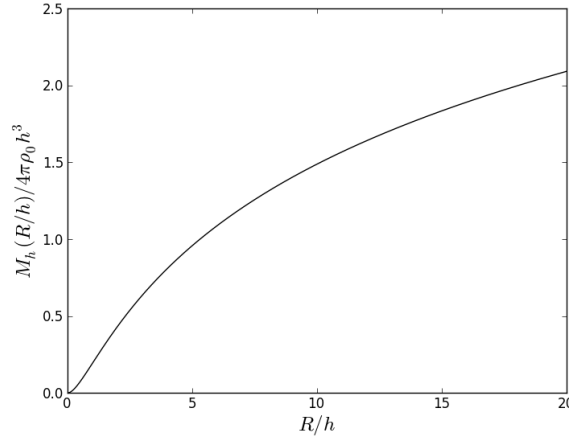
Con este perfil de densidad, se tendrá una masa encerrada en un radio R , de la siguiente manera (figura 30):

$$M_h(R) = 4\pi\rho_0h^3 \left[\ln \left(1 + \frac{R}{h}\right) - \frac{R/h}{1 + R/h} \right] \quad (5.15)$$

Una discusión detallada acerca del porqué utilizar este modelo puede encontrarse en el artículo de Navarro, Frenk y White (1996), en donde se le da un tratado más riguroso, se asume un intervalo de validez y se realizan experimentos numéricos.

¹Navarro, J.F.; Frenk, C.S.; White, S.D.M. (1996, mayo) *The Structure of Cold Dark Matter Halos*. The Astronomical Journal 462:563-575

Figura 30



Distribución de masa del halo de materia oscura. Nótese que a diferencia de los modelos de las otras regiones, este modelo no converge. Ya que la masa del halo no puede ser infinita, se debe asumir que esta distribución de masa solo es válida en un intervalo.

Como se puede observar, a diferencia de los dos modelos anteriores, la masa total encerrada en un radio es divergente cuando este radio tiende al infinito, por lo que en este caso, sólo se puede expresar la masa para un radio preestablecido. Las mediciones apuntan a que se tiene $h = 12.53 \pm 0.88$ kpc, $\rho_0 = (1.06 \pm 0.14) \times 10^{-2} M_\odot pc^{-3}$, y una masa dentro de un radio de 385 kpc de $M_h(R < 385kpc) = (6.52 \pm 1.01) \times 10^{11} M_\odot$.

2.2 Las curvas de rotación. A continuación se deducen las curvas de rotación resultantes de cada región que se consideró. Más adelante, estas se combinarán en una curva de rotación unificada, la cual es necesaria para obtener la fracción bariónica.

2.2.1 El bulbo. En este caso, se asume que para un cuerpo en órbita, se cumple:

$$V(R) = \sqrt{\frac{GM(R)}{R}} \quad (5.16)$$

Hay que recordar que en el caso del bulbo, se puede tomar una densidad superficial de masa (Figura 31) o la densidad volumétrica de masa, que resulta en una mayor precisión, ya que toma en cuenta la distribución vertical de la masa. Si se desea modelar la curva de rotación del bulbo que resulta de tomar en cuenta la densidad volumétrica, la función que

la describe está dada por

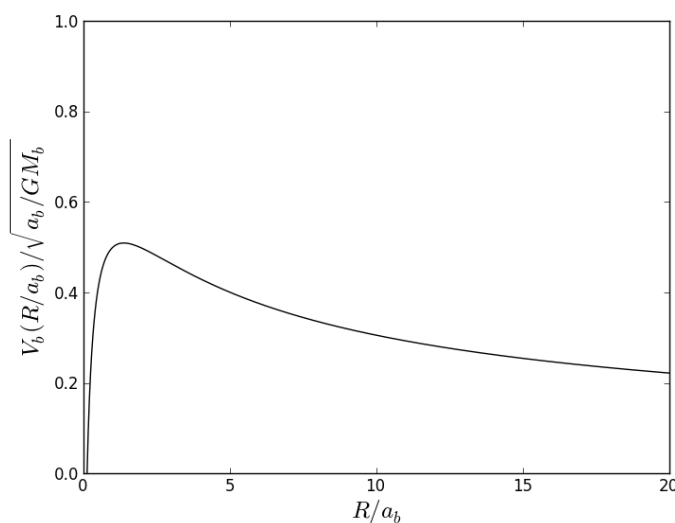
$$V_b(R) = \sqrt{\frac{GM_b}{a_b}} \mathfrak{B}(X) \quad (5.17)$$

en donde $X = R/a_b$, y

$$\mathfrak{B}(X) = \left[\frac{1}{X} \int_0^X y^2 \int_y^\infty \frac{d}{dx} \left\{ \frac{e^{-\kappa(x^{1/4}-1)}}{\sqrt{x^2-1}} \right\} dx dy \right]^{1/2} \quad (5.18)$$

Es muy trabajoso tratar de modelar una curva que incluya esta integral. Una alternativa es tratar de modelar la curva utilizando la distribución de masa que se describe en la ecuación (5.5); no obstante, ésta será de menor precisión (Figura 31).

Figura 31



Modelo de la curva de rotación resultante de utilizar la ecuación (5.16) con una distribución como la de (5.5).

2.2.2 El disco galáctico. Muy a menudo, la suposición que se hizo al inicio de la sección pasada; es decir,

$$\Phi(R) = \frac{GM(R)}{R} = V^2(R) \quad (5.19)$$

se toma como una verdad, sin embargo, esta suposición no siempre es válida. En realidad una velocidad de rotación está dada por:

$$V^2(R) = R \frac{\partial \Phi(R)}{\partial R} \quad (5.20)$$

Una forma alternativa para obtener el potencial fue planteada por Toomre (1962) (Binney, J. & Tremaine, S. 1994), en el cual resuelve la ecuación de Laplace $\nabla^2 \Phi = 0$ para coordenadas cilíndricas y llega a una expresión del potencial que utiliza funciones de Bessel,

$$\Phi(R, z) = -2\pi G \int_0^\infty \int_0^\infty k e^{-x|z|} J_0(kR) \Sigma(r) J_0(kr) r dr dk \quad (5.21)$$

que resulta en una velocidad de rotación,

$$V^2(R) = R \left(\frac{\partial \Phi}{\partial R} \right)_{z=0} = 2\pi G R \int_0^\infty \int_0^\infty J_0(kr) \Sigma(r) J_1(kR) k dr dk \quad (5.22)$$

en donde $\Sigma(r)$ es la densidad de superficie y J_n son funciones de Bessel:

$$J_n(x) = \sum_{m=0}^{\infty} \frac{(-1)^m}{m! \Gamma(m+n+1)} \left(\frac{x}{2} \right)^{2m+n} \quad (5.23)$$

En el caso del disco exponencial, es decir, uno cuya densidad de superficie sea como la de la ecuación (5.10), la velocidad de rotación es (ver Figura 32):

$$V_d^2(R) = \frac{GM_d}{a_d} \left(\frac{X}{2} \right) \left[I_0 \left(\frac{X}{2} \right) K_0 \left(\frac{X}{2} \right) - I_1 \left(\frac{X}{2} \right) K_1 \left(\frac{X}{2} \right) \right] \quad (5.24)$$

para $X = R/a_d$ e I_n, K_n las funciones modificadas de Bessel del primer y segundo tipo, definidas por:

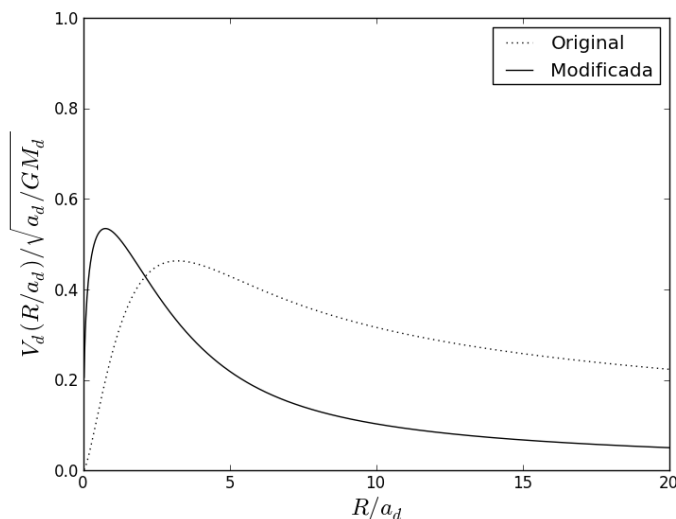
$$\begin{cases} I_n(x) &= i^{-n} J_n(x) \\ K_n(x) &= \frac{\pi}{2} \frac{I_{-n}(x) - I_n(x)}{\sin n\pi} \end{cases} \quad (5.25)$$

2.2.3 El halo de materia oscura. Aquí se utiliza la misma suposición que en la sección 2.2.1 de este capítulo; por lo tanto, se obtiene una velocidad de rotación (Figura 33):

$$V_h(R) = \sqrt{\frac{GM_h(R)}{R}} \quad (5.26)$$

2.3 Modelación de la curva de rotación. Existen varios parámetros que quedaron libres, como por ejemplo, la ya olvidada relación masa-luminosidad $\langle M/L \rangle$. Todos estos parámetros pueden ser descritos en función de otros parámetros, gracias a

Figura 32



Comparación entre las curva de rotación predichas por los dos modelos. El modelo original consiste en ingresar la ecuación (5.12) en la ecuación (5.16). El modelo modificado utiliza la ecuación (5.24).

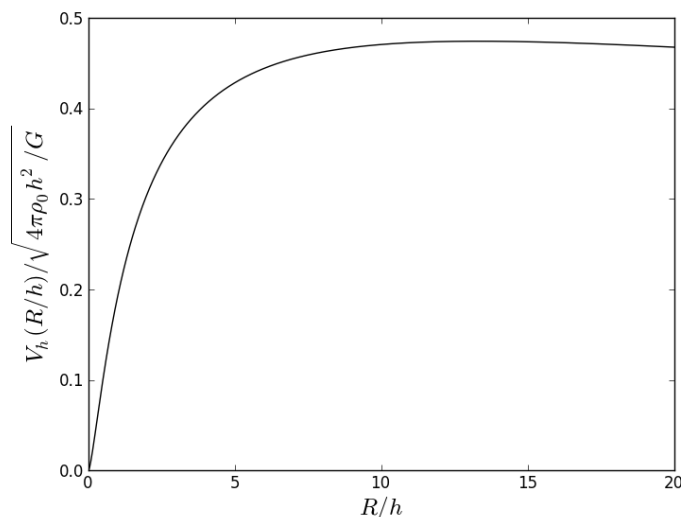
diversas ecuaciones en la subsección 2.1 de este capítulo. No obstante, estas ecuaciones sólo transforman los parámetros, pero no revelan su valor.

La clave para encontrar cuánto vale cada parámetro libre es crear una curva de rotación que utilice los modelos descritos en la subsección anterior y realizar una comparación con la curva de rotación medida. El error que se cause en esta comparación estará en función de los parámetros libres, y se busca el conjunto de valores que minimice el error.

Estos parámetros libres son: M_b , a_b , M_d , a_d , ρ_0 , h . Encontrar el valor de estos parámetros es lo que nos permite encontrar el valor de la fracción bariónica para una distancia al centro de la galaxia en particular. El valor de cada uno de estos ha sido expresado en las subsecciones de la sección 2.1 de este capítulo. Un método útil para determinar el error, es el de los mínimos cuadrados. Se hace una suposición adicional, que la curva de rotación resultante de los tres componentes combinados, $V(R)$ (ver Figura 34 para apreciar el resultado) , obedece:

$$V^2(R) = V_b^2(R) + V_d^2(R) + V_h^2(R) \quad (5.27)$$

Figura 33



Velocidad de rotación del halo de materia oscura, según (5.26). Al igual que en los otros modelos, para una distancia grande, la velocidad orbital también tiende a cero.

2.4 Fracción bariónica. Finalmente se ha llegado al objetivo principal, el cual es determinar el porcentaje de la masa que es visible en nuestra galaxia. En general, la teoría de la materia oscura establece que sólo una pequeña fracción de la masa total de la galaxia es visible; sin embargo esta fracción depende de la distancia a la que se encuentre del centro de la galaxia. En la Figura 35 se muestran las distribuciones de masa (masas solares) y la fracción bariónica (porcentaje) en términos de la distancia al centro de la Vía Láctea (kpc).

3 DINÁMICA MODIFICADA DE NEWTON

Una formulación alternativa a la de la materia oscura, es modificar la existente dinámica de Newton, en lugar de asumir que existe materia que no es luminosa. La dinámica modificada de Newton (MOND) establece que para valores pequeños, la aceleración y la fuerza gravitacional no son directamente proporcionales (Milgrom 1983). Según la teoría clásica,

se tiene:

$$g(R) = \frac{GM}{R^2} \quad (5.28)$$

donde $g(R)$ es la aceleración de la gravedad, la cual implica una velocidad de rotación $V(R)$ que está dada por:

$$V(R) = \sqrt{g(R)R} \quad (5.29)$$

Existe otra forma clásica de expresar los resultados anteriores, la ecuación de Poisson:

$$\nabla^2 \Phi_N = 4\pi G\rho \quad (5.30)$$

en donde Φ_N es el potencial gravitacional clásico, y ρ es la densidad de masa. La modificación sucede en la ecuación anterior, la cual se altera para convertirse² en:

$$\nabla \cdot \left[\mu \left(\frac{\|\nabla\Phi\|}{a_0} \right) \nabla\Phi \right] = 4\pi G\rho \quad (5.31)$$

para la cual, a_0 es una constante cuyo valor se ha medido y es de alrededor de 10^{-10} m/s², y $\mu(x)$ es una función no determinada que tiene la restricción de que para $x \gg 1$ se tiene $\mu(x) \approx 1$, y para $x \ll 1$ se tiene $\mu(x) \approx x$.

Para llegar a un resultado más explícito, se puede expresar el laplaciano de la ecuación (5.30) en términos del gradiente y la divergencia, y luego se puede igualar con la ecuación (5.31), para obtener

$$\nabla \cdot \left[\mu \left(\frac{\|\nabla\Phi\|}{a_0} \right) \nabla\Phi \right] = \nabla \cdot \nabla\Phi_N \quad (5.32)$$

y, ya que la divergencia es un operador lineal, se tiene que

$$\nabla \cdot \left[\mu \left(\frac{\|\nabla\Phi\|}{a_0} \right) \nabla\Phi - \nabla\Phi_N \right] = 0 \quad (5.33)$$

Sin embargo, se sabe que para cualquier campo vectorial \mathbf{F} , se cumple:

$$\nabla \cdot (\nabla \times \mathbf{F}) = 0 \quad (5.34)$$

Que implica

$$\mu \left(\frac{\|\nabla\Phi\|}{a_0} \right) \nabla\Phi - \nabla\Phi_N = \nabla \times \mathbf{F} \quad (5.35)$$

para algún campo vectorial \mathbf{F} . Es momento de mencionar que las densidades de masa tanto del bulbo como del disco cumplen con simetría esférica y cilíndrica, es decir, están expresadas únicamente en términos del radio, lo que implica que el rotacional de \mathbf{F} se anula.

²Milgrom (1983)

Para mostrar esto, considérese:

$$\mu\left(\frac{\|\nabla\Phi\|}{a_0}\right)\nabla\Phi - \nabla\Phi_N = H(r)\hat{\mathbf{r}} \quad (5.36)$$

Entonces,

$$H(r)\hat{\mathbf{r}} = \left[\frac{\partial F_\phi}{\partial\theta} - \frac{\partial F_\theta}{\partial\phi}\right]\hat{\mathbf{r}} + \left[\frac{\partial F_r}{\partial\phi} - \frac{\partial F_\phi}{\partial r}\right]\hat{\boldsymbol{\theta}} + \left[\frac{\partial F_\theta}{\partial r} - \frac{\partial F_r}{\partial\theta}\right]\hat{\boldsymbol{\phi}} \quad (5.37)$$

Lo que significa

$$\begin{cases} \frac{\partial F_r}{\partial\phi} - \frac{\partial F_\phi}{\partial r} = 0 \\ \frac{\partial F_\theta}{\partial r} - \frac{\partial F_r}{\partial\theta} = 0 \end{cases} \quad (5.38)$$

Al combinar estas dos, se puede llegar a

$$\frac{\partial r}{\partial\phi} = \frac{\partial F_\phi}{\partial\theta} \frac{\partial r}{\partial F_\theta} \quad (5.39)$$

Que implica que

$$\frac{\partial F_\theta}{\partial\phi} = \frac{\partial F_\phi}{\partial\theta} \quad (5.40)$$

Con lo que finalmente se concluye:

$$\nabla \times \mathbf{F} = 0 \quad (5.41)$$

y, por lo tanto:

$$\mu\left(\frac{\|\nabla\Phi\|}{a_0}\right)\nabla\Phi - \nabla\Phi_N = 0 \quad (5.42)$$

Una forma de simplificar aún más el último resultado obtenido, es hacer los siguientes cambios:

$$\begin{cases} \mu(x) = \frac{x}{1+x} \\ \nabla\Phi_N = g_N(R) \\ \nabla\Phi = g(R) \end{cases} \quad (5.43)$$

Nótese, que $\mu(x)$ cumple con sus restricciones, pero es sólo una de las muchas opciones posibles. Con esto, se puede obtener una función que describa la aceleración modificada en términos de la aceleración de Newton. Al despejar la ecuación

$$\frac{\|g(R)\|}{a_0 + \|g(R)\|}g(R) - g_N(R) = 0 \quad (5.44)$$

resulta en

$$g(R) = \frac{1}{2}\left[g_N(R) + \sqrt{g_N(R)}\sqrt{4a_0 + g_N(R)}\right] \quad (5.45)$$

Con este resultado se puede modelar una curva de rotación, si éste se ingresa en la ecuación (5.29) (ver Figura 36 para apreciar el comportamiento), usando la ecuación (5.28) para determinar $g_N(R)$.

4 LA ESTRUCTURA ESPIRAL DE LA GALAXIA

Para que nuestra galaxia rotara como un cuerpo rígido, la velocidad orbital de los objetos que la componen, tendría que incrementar de forma directamente proporcional a la distancia del centro, sin embargo, se ha observado que este no es el caso. La velocidad orbital es aproximadamente constante en la porción visible de nuestra galaxia, independiente de la distancia hacia su centro, lo cual implica que mientras más cercano sea un objeto al centro, mayor será su velocidad angular. También se ha observado que hay concentración de masa en forma de brazos espirales. Esto genera un problema que se ha tratado de explicar desde que se conoce la forma de la galaxia. Es fácil inferir que conforme pasa el tiempo, los brazos se deformarían, y estos se deberían enrollar como la cuerda de un reloj. A pesar de lo que la lógica implica, esto no sucede.

Una explicación posible es que los brazos son regiones con mayor concentración de masa, sin embargo, no tiene que ser la misma masa. En pocas palabras, esto significa que los brazos no son compuestos por los mismos objetos, sino que algunos objetos pueden abandonar los brazos, pero esto se ve compensado por nuevos objetos que entran, lo cual hace que los brazos sean estructuras relativamente estables.

Hay muchos estudios de este tipo. Por ejemplo, uno de ellos se especializa en el estudio de la estructura que pueden adquirir las galaxias con forma espiral que poseen una barra en su centro. A continuación se presentará un poco acerca del tratado que hace Lindblad (1994) para este tipo de galaxias, en donde se plantea una perturbación al potencial que proviene de la barra.

Para iniciar, hay que aclarar que las órbitas de los objetos que circulan la galaxia se modelan por medio de la aproximación epicíclica. Esta modelación está sujeta a críticas, ya que la aproximación epicíclica puede utilizarse en muchas ocasiones para hacer que una teoría encaje con lo observado. Por ejemplo, en la antigüedad, se decía que la Tierra era el centro del Sistema Solar y explicaban el movimiento inusual de los planetas en relación a la Tierra por medio de epiciclos, algo que hoy en día se considera más complicado que considerar al Sol como el centro.

Ya que el objeto que se está tratando se considera como elemento de un epiciclo, éste oscila en dirección radial y a la frecuencia con la que lo hace se le conoce como *frecuencia epicíclica*, comúnmente denotada con una κ . Ahora, también se introduce un sistema de coordenadas, el cual rota a una velocidad angular Ω . También considérese una órbita circular sin perturbar de radio R_0 , que se daría en el caso que no existiera el potencial generado por la barra. La alteración a dicha órbita circular, causada por la barra, puede ser medida en términos de la desviación en la velocidad circular ξ de forma radial, y η de forma tangencial.

Es en este momento que se introduce el potencial que causa la perturbación $\Phi_1(R, \theta)$, en donde R es la distancia hacia el centro de la galaxia, y θ es la distancia angular hacia el mínimo del potencial. En el caso de un potencial bisimétrico (esto resulta en una galaxia con dos brazos, algo que se observa cuando las galaxias tienen barra), este se puede desarrollar con series de Fourier en múltiplos de 2θ ,

$$\Phi_1(R, \theta) = -\Psi(R) \cos 2\theta + \dots \quad (5.46)$$

Este potencial rota con una velocidad angular Ω_p , por lo que el objeto en órbita se encontrará con el mínimo de potencial con una frecuencia de

$$\omega = 2(\Omega - \Omega_p) \quad (5.47)$$

Antes de continuar, hace falta mencionar que se pueden dar resonancias orbitales. Tal como en algunas lunas de Júpiter se exhibe un comportamiento llamado resonancia de Laplace, aquí se exhibe un comportamiento llamado resonancia de Lindblad. Se definen las resonancias externa e interna de Lindblad, como las distancias del centro de la galaxia en las que se cumple:

$$\Omega_p = \Omega \pm \kappa/2 \quad (5.48)$$

Para evitar grandes amplitudes cerca de las resonancias, se introduce una fuerza de fricción. Ésta se asume proporcional a la desviación de la velocidad circular en la posición de la partícula de prueba, con un coeficiente respectivo λ . Las ecuaciones de movimiento resultantes, toman la siguiente forma:

$$\begin{aligned} \ddot{\xi} + 2\lambda\dot{\xi} - 2\Omega A\xi &= C \cos 2\theta + \dots \\ \ddot{\eta} + 2\Omega\dot{\xi} + 2\lambda\dot{\eta} + 4\lambda A\xi &= -D \sin 2\theta + \dots \end{aligned} \quad (5.49)$$

en donde A es una constante Oort, $C = d\Psi/dR$ y $D = 2\Psi/R$. La solución a estas ecuaciones

es:

$$\xi = a \cos 2(\theta + \phi) + \dots \quad (5.50)$$

$$\eta = 2\frac{\Omega}{\omega} a \sin 2(\theta + \phi) + \dots$$

donde

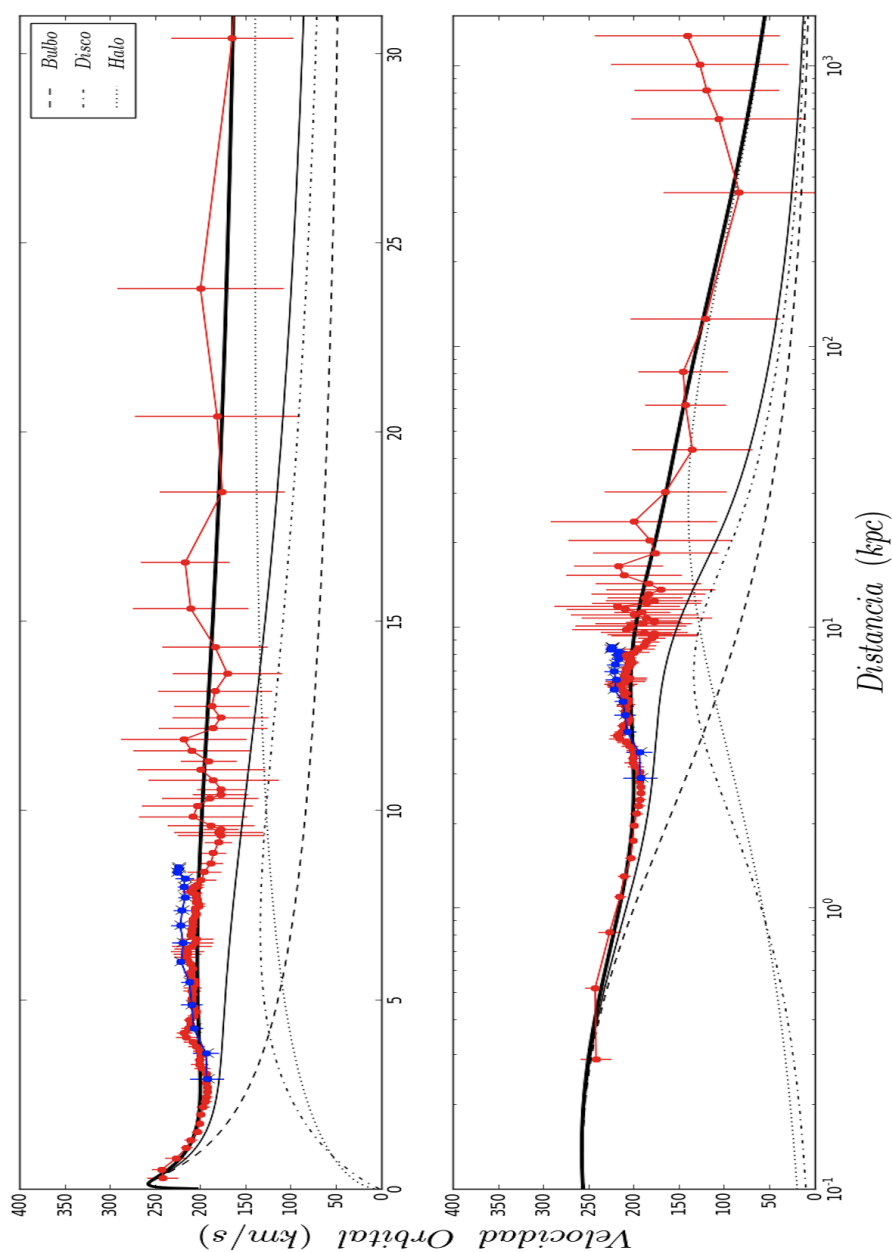
$$a = \frac{\omega C + 2\Omega D}{\omega \sqrt{(\kappa^2 - \omega^2)^2 + 16\omega^2 \lambda^2}} \quad (5.51)$$

y

$$\tan 2\phi = \frac{-4\omega\lambda}{\kappa^2 - \omega^2} \quad (5.52)$$

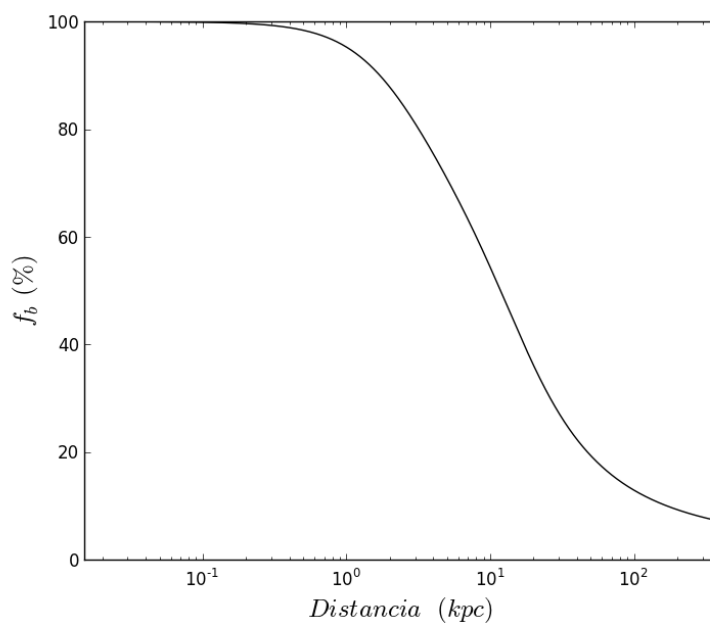
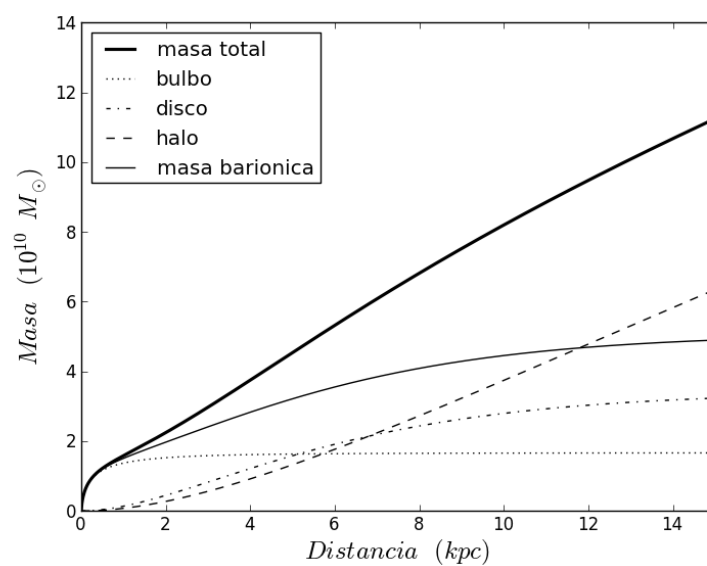
Al final de este capítulo se puede apreciar una figura con las formas posibles que puede tener una órbita (Figura 37), la cual fue modelada a partir de la galaxia NGC 1365.

Figura 34



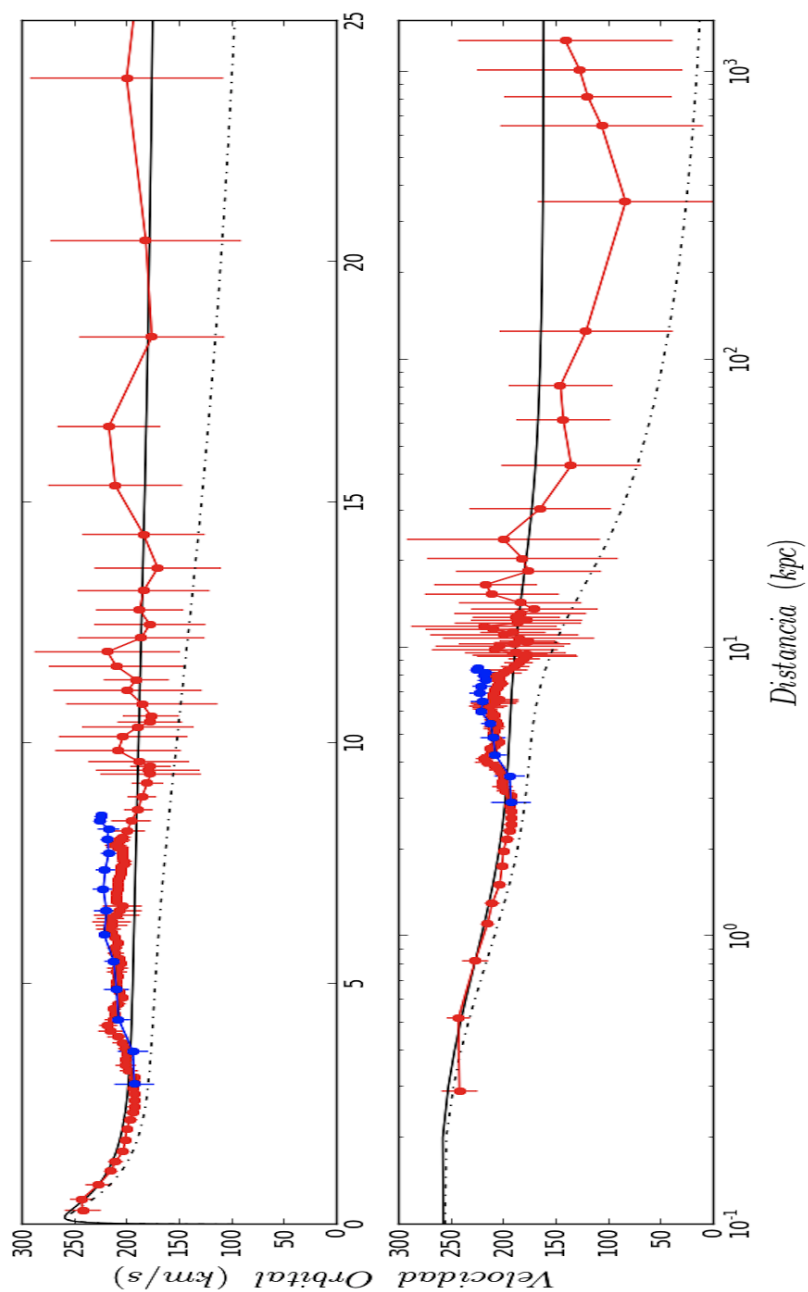
Curva de rotación resultante de combinar los tres modelos anteriores. Los puntos rojos son los datos medidos por Sofue (2012), los puntos azules son los datos que fueron obtenidos el 8 de mayo de 2013 y la línea gruesa es la combinación de los tres modelos. La línea delgada representa lo predicho en el caso que no existiera la materia oscura y las líneas punteadas representan a los tres componentes individuales. Es importante mencionar que para el bulbo se utilizó la distribución de masa superficial en lugar de la volumétrica, por lo que para que el modelo coincidiera con lo medido se debió utilizar un radio de escala para el bulbo de aproximadamente 0.8 en lugar de 0.522 que obtuvo Sofue en su publicación de 2012.

Figura 35



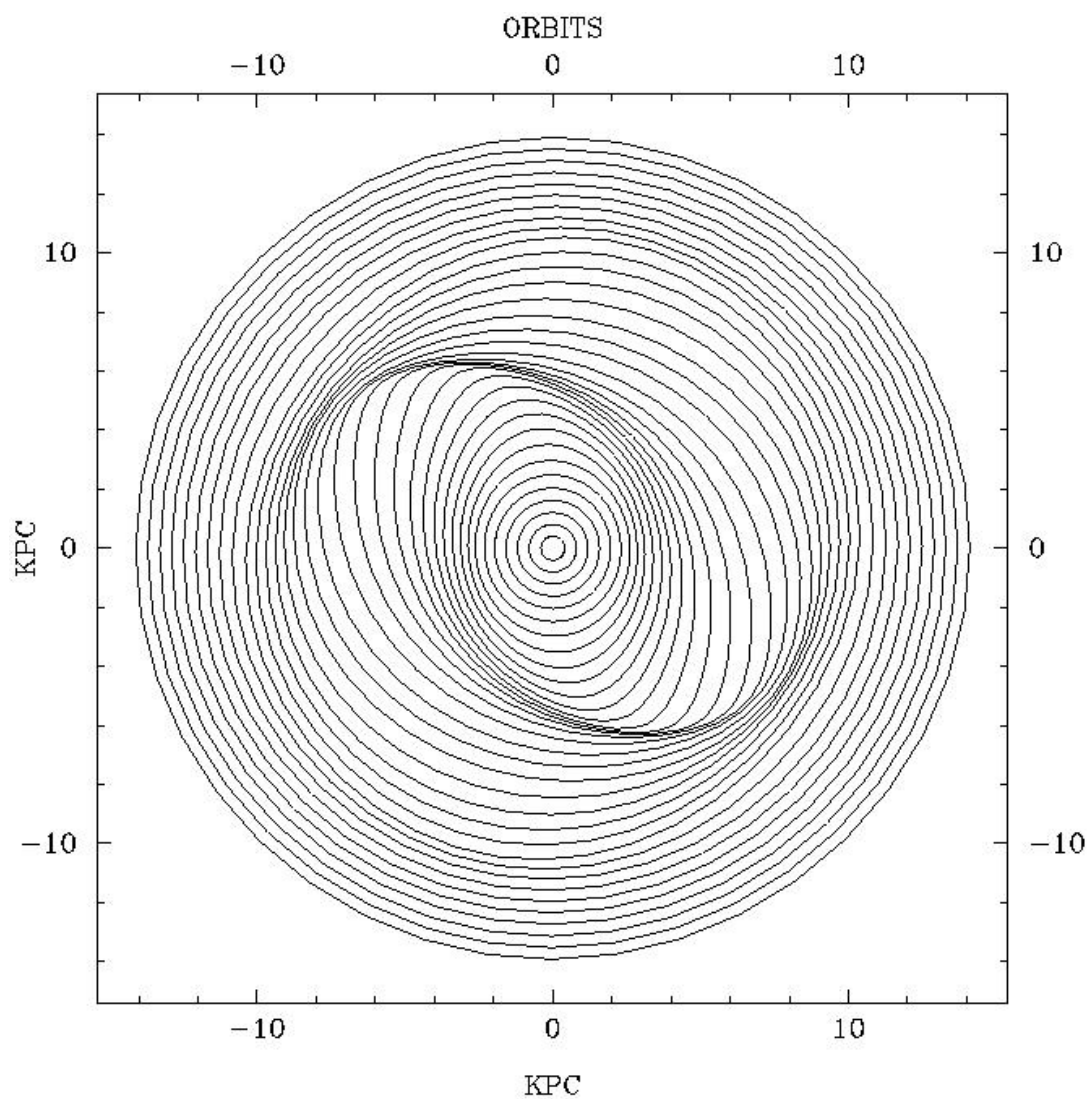
En la gráfica superior podemos observar la distribución de la masa en la galaxia expresada en masas solares. Nótese que cerca de los 12 kpc la masa del halo iguala a la masa bariónica. En la gráfica inferior se aprecia la fracción bariónica en términos de la distancia (La escala es logarítmica).

Figura 36



predicción utilizando la dinámica modificada de Newton (línea continua) y su comparación con los datos de Sofue (puntos rojos), los datos del 8 de mayo de 2013 (puntos azules) y lo predicho sin la materia oscura (línea punteada). Nuevamente, al bulbo se le dio un radio de escala de 0.8.

Figura 37



Modelo de la galaxia NGC 1365. Se puede observar claramente como las órbitas (cada elipse es una órbita) forman el patrón de los brazos en espiral para esta galaxia. Estas espirales son logarítmicas, algo que concuerda con las observaciones de esa misma galaxia.

Fuente: http://ned.ipac.caltech.edu/level5/Lindblad/Lind3_3.html

VI. CONCLUSIONES

Utilizando el radiotelescopio SALSA y los métodos de análisis descritos en el capítulo IV, fue posible obtener una curva de rotación para órbitas interiores a la del Sol. Puede apreciarse que esta es muy similar a las curvas de rotación de Sofue (2012) y de Clemens (1985). Esta curva de rotación mostró que la velocidad orbital de un cuerpo en un rango de 2.9 a 8.5 kpc, se mantiene entre 192 y 225 km/s, independientemente de su radio orbital.

Sin embargo, esta curva tiene muchas limitaciones. La más importante de todas es que no describe el movimiento de un astro cuya órbita es externa a la del Sol. Otro aspecto que se debe mencionar es el error que puede originarse durante la elección del punto tangencial, este puede ser aproximadamente de ± 10 km/s, lo cual no altera significativamente los resultados; sin embargo si se busca gran precisión, lo mejor es repetir dicha medición. Esta situación se debe a que se asume que un espectro es una superposición de distribuciones de Lorentz, pero la cantidad de distribuciones que componen a un espectro es incierta y se deja a criterio de quien realice el experimento.

Utilizando los tres modelos de la distribución de masa que se mencionan en el capítulo V fue posible modelar los resultados obtenidos en la curva de rotación. Se debe mencionar que para el bulbo galáctico se considero una distribución de masa plana, lo que resultó en un radio de escala del bulbo galáctico muy distinto al publicado por Sofue (2012). Utilizando el modelo de la dinámica modificada de Newton también fue posible modelar los resultados. Esta teoría podría encajar mejor con los resultados ya que lo único que hay que tomar en cuenta es la masa encerrada dentro de un radio en particular. Sin embargo; no encaja tan bien con los resultados de Sofue para objetos distantes como lo hace el modelo con materia oscura.

En este trabajo, también se elaboró un mapa de la distribución de hidrógeno neutro en nuestra galaxia. Podemos apreciar que la masa se concentra en una estructura que parece ser uno de los brazos de la galaxia. Este brazo tiene una forma curva, por lo que el mapa que se obtuvo coincide con lo que debería observarse en una galaxia de forma espiral. No obstante, este mapa únicamente muestra el primer y segundo cuadrantes de la Vía Láctea. Esto se debe a que no se puede observar toda la Vía Láctea desde un único lugar en la Tierra. Sería necesario utilizar otro radiotelescopio para poder observarla a la totalidad. Con un mapa de solo dos cuadrantes, no es posible concluir sobre la clase de nuestra galaxia de forma contundente. Sin embargo, sabemos que no puede ser elíptica, lenticular o irregular, ya

que en dichos casos, no mostraría acumulación de masa en forma de brazos. Esto significa que tiene que ser de tipo espiral, pero existen varios tipos de galaxia espiral, y con los resultados obtenidos no es posible determinar el tipo de nuestra galaxia de forma detallada. Por ejemplo, no es suficiente para confirmar que nuestra galaxia posee una barra en su centro, ya que los objetos en una órbita interna a la del Sol poseen dos soluciones posibles para su ubicación, aunque un modelo similar al descrito en el capítulo V podría explicar cómo una barra en el centro galáctico explicaría la existencia de sus brazos.

VII. RECOMENDACIONES

A pesar que la curva de rotación refleja resultados obtenidos por otros experimentos en el pasado, existen muchas maneras en las que este experimento podría mejorarse. La exactitud de los resultados podría mejorar si se realizan mediciones adicionales a distintas latitudes galácticas. Aparte de eso, aplicar un tiempo de integración levemente mayor resultaría en un espectro mas suave y con menos ruido. Esto puede facilitar el proceso de modelación de un espectro utilizanco curvas de Lorentz y así puede facilitar al mismo tiempo la identificación de los puntos tangenciales en cada espectro. No obstante, si el tiempo de integración es excesivo, existe la posibilidad de eliminar información que no corresponde al ruido.

Tanto el modelo de materia oscura como el de la dinámica modificada de Newton describieron con precisión el comportamiento observado. Sin embargo, tal como se mencionó anteriormente, el radio de escala del bulbo obtenido en este experimento fue muy distinto al publicado por Sofue. Esto se debe a que no se tomó en cuenta la distribución vertical de la masa ya que dicha distribución era descrita por una función que contiene una integral muy complicada. Al contar con medios para modelar y graficar la función podríamos obtener resultados más confiables.

Una última recomendación es optimizar el proceso de análisis de datos. La cantidad de datos obtenidos puede parecer pequeña en relación a la obtenida en mediciones de otras ramas de la astronomía. Sin embargo, siguen siendo demasiados datos para ser analizados manualmente, especialmente en la elaboración del mapa de contorno de nuestra glaxia. Un programa que haga todo el análisis descrito en el análisis de datos de forma automática sería una herramienta invaluable para experimentos futuros.

VIII. BIBLIOGRAFÍA

- Arfken, George; Weber, H. 2011. *Mathematical, Methods for Physicists*. 6a ed. Estados Unidos de América: Elsevier. 1185 págs.
- Arnau, Arturo, Silla, E. 1991. *El Medio Interestelar*. España: Universitat de Valencia. 143 Págs.
- Aversa, Alan. (s.f.) *Modified Newtonian Dynamics (MOND) and the Bullet Cluster*. (1E 0657-558) recuperado el 13 de mayo de 2013 en http://www.learningace.com/doc/4457614/ef41dd9b59e3ab839670bf1d59c32870/aversa_400b_paper
- Baars, Jacob W. M. 2007. *The Paraboloidal Reflector Antenna in Radio Astronomy and Communication: Theory and Practice*. Astrophysics and Space Science Library. Vol. 348. Alemania: Springer. 253 Págs.
- Bachiller, Rafael. 2009. *Astronomía: De Galileo a los telescopios espaciales*. España: Lundwerg S.L. 242 Págs.
- Bakshi, U.A.; Bakshi, A.V. 2009. *Electromagnetic Field Theory*. India: Technical Publications Pune. 459 Págs.
- Batamer, E.; Florido E. 2000. *The rotation curve of spiral galaxies and its cosmological implications*. Recuperado el 12 de mayo de 2013 en <http://ned.ipac.caltech.edu/level5/March01/Battaner/revision.html>
- Bateman, Andy. 2009. *Digital Communications: Design for the Real World*. Estados Unidos de América: Pearson Education. 248 Págs.
- Bekenstein, J.; Milgrom, M. 1984. *Does the missing mass problem signal the breakdown of Newtonian gravity?* Astrophysical Journal, Parte 1 286, 7-14.
- Binney, James; Tremaine, S. 2008. *Galactic Dynamics*. 2a ed. Estados Unidos de América: Princeton University Press. 885 Págs.

- Binney, James; Merrifield, M. 1998. *Galactic Astronomy*. Estados Unidos de América: Princeton University Press. 799 Págs.
- Blake, R. 2001. *Electronic Communication Systems*. 2da ed. Ontario: Thompson. 985 Págs.
- Blanchet, Luc. 2008. *Phenomenology of the Modified Newtonian Dynamics*. Recuperado el 13 de mayo de 2013 en <http://moriond.in2p3.fr/J08/trans/sunday/blanchet.pdf>
- Bueche, Frederick. 1972. *Physical Sciences*. Estados Unidos de América: Worth. 428 Págs.
- Burke, Bernard; Graham-Smith, F. 2010. *An Introduction to Radio Astronomy*. 3a ed. Reino Unido: Cambridge University Press. 444 Págs.
- Cardama, Angel, et al. 2002. *Antenas*. 2a ed. España: Universitat Politecnica de Catalunya, S L. 460 Págs.
- Cheng, David K. 1993. *Fundamentals of Engineering Electromagnetics*. Estados Unidos de America :Addison-Wesley. 488 Págs.
- Cheng, Jiangquan. 2009. *The Principles of Astronomical Telescope Design*. Estados Unidos de América: Springer. 631 Págs.
- Christiansen, Wilbur N.; Högbom, J.A. 1985. *Radiotelescopes*. 2a ed. Reino Unido: Cambridge University Press. 275 Págs.
- Clemens, Dan. 1985. *Massachusetts-Stony Brook Galactic Plane CO Survey: The Galactic Disk Rotation Curve*. *Astrophysical Journal*. 295, 422-436.
- Cohen-Tannoudji, Claude; Diu, B.; Laloë, F. 2005. *Quantum Mechanics*. Vol. II. (Susan Reid Hemley, Nicole Ostrowsky, Dan Ostrowski Tradts) Singapur: Wiley-VCH. 1524 Págs.
- Davies, J. I., de Blok, P W. J. G., Smith, R. M., Kambas,A., Sabatini,S., Linder,S.M., & Salehi-Reyhani, S.A. (2001). Gas-rich galaxies and the H I mass function. *Monthly*

Notices of the Royal Astronomical Society .328, 1151-1160. Recuperado de <http://www.naic.edu/~ages/davies.pdf>

De la Peña, Luis. 2004. *Cien años en la vida de la luz*. México: Fondo de Cultura Económica. 144 Págs.

Dentrea, Cornell. 2010. *Modern Communications: Receiver Design and Technology*. Estado Unidos de America: Artech House. 462 Págs.

Ekers, R.D. (2010) Radio Astronomy Facilities. En A.P. Lobarov, J.A. Zensus, C. Cesarsky y P.J. Diamond. (Eds) *Exploring the Cosmic Frontiers. Astrophysical Instruments for the 21st Century*. (pp. 3-18) Germany: Springer.

Encyclopaedia Britannica (2008). Radio Astronomy en Britannica Concise Encyclopedia. (p. 1583) United Kingdom: Encyclopaedia Britannica Inc.

Estalella, Robert; Anglada, G. 2008. *Introducción a la física del medio interestelar*. Departament d'Astronomia i Meteorologia. Barcelona: Graficas Rey, S.L 135 Págs.

Fich, M.; Blitz, L.; Stark, A. 1989. *The rotation curve of the Milky Way to 2R(0)*. *Astrophysical Journal*, Parte 1 342, 272-284.

Freeman, K.C. 1970. *On the Disks of Spiral and so Galaxies*. *Astrophysical Journal*, 160, 811. Erratum: *Astrophysical Journal*, 161, 802.

Gil, Pablo; Pomares, J.; Candelas, F. 2010. *Redes y transmisión de datos*. España: Universidad de Alicante. 193 Págs.

Griffiths, David J. 1999. *Introduction to Electrodynamics*. 3a ed. Estados Unidos de América: Pearson-Addison Wesley. 578 Págs.

Griffiths, David J. 2005. *Introduction to Quantum Mechanics*. 2a ed. Estados Unidos de América: Pearson-Prentice Hall. 468 Págs.

Hernández, Ramiro. 2009. «Estudio de la región de formación de estrellas masivas IRAS 16547-4247» Tesis Universidad Nacional Autónoma de México. 136 Págs.

- Herrera, A. L.; Martínez, J.; García R., P. J.; Garcia G.,L. «Microsensores de gas: detección de particulares». *La Ciencia y el Hombre*. Revista de divulgación científica y tecnológica de la Universidad Veracruzana. (en línea) mayo-agosto 2007. XX (2) [fecha de consulta: 9 de mayo de 2013]. Disponible en <http://www.uv.mx/cienciahombre/revistae/vol20num2/articulos/microsensores/index.html>
- Hertz, Heinrich. 1990. *Las ondas electromagnéticas*. (Manuel García Doncel y Xavier Roque trads.) España: Universitat Autònoma de Barcelona. (Obra original Untersuchungen (1923) publicada en Leipzig: Johann Ambrosius Barth. 1982. 251 Págs.
- Högbom, J.A.; Brouw, W.N. 1974. «The Synthesis Radio Telescope at Westerbork: Principles of Operation, Performance and Data Reduction». En *Astronomy & Astrophysics*. v.33. pp 289-301 recuperado el 15 de abril de 2013 de http://articles.adsabs.harvard.edu/cgi-bin/npharticle_query?1974A%26A...33..289H&defaultprint=YES&page_ind=0&filetype=.pdf
- Horellou, Cathy; Johansson, D. 2012. *Hands-on Radio Astronomy. Mapping the Milky Way*. Recuperado el 13 de febrero de 2013 en <http://brage.oso.chalmers.se/salsa/sites/default/files/radiosweden.pdf>.
- Huurdeman, Anton A. 2003) *The Worldwide History of Telecommunications*. New Jersey: John Wiley & Sons Inc. 646 Págs.
- Jackson, John David. 1999. *Classical Electrodynamics*. 3a ed. Estados Unidos de América: John Wiley & Sons Inc. 808 Págs.
- Köppen, J. (s.f.) *Galactic Rotation Curve with and without Dark Matter, but with Excel*. Recuperado el 12 de mayo de 2013 en <http://astro.u-strasbg.fr/~koppen/Haystack/docs/GalacticRotation.pdf>.
- Kraus, J. D. 1986. *Radioastronomy*. New York: McGraw-Hill. Cygnus-Quasar Books.
- Kutner, Marc L. 2003. *Astronomy: A Physical Perspective*. 2a ed. Estados Unidos New York: Cambridge University Press. 591 Págs.
- Large Milimeter Telescope Alfonso Serrano. (n.d.) Recuperado el 23 de agosto de 2013 de

http://www.lmtgtm.org/?page_id=43

Lashley, Jeff. 2010. *The Radio Sky and How to Observe it*. Estado Unidos de América: Springer Science. 236 Págs.

Levanda, R., Leshem, A. 2010. *Image formation in synthetic aperture radio telescopes*. recuperado el 3 de mayo de 2013 de http://www.researchgate.net/publication/46582769_Image_formation_in_synthetic_aperture_radio_telescopes.

Levine, E.S., Blitz, L., Heiles, C. 2006 *The Spiral Structure of the Outer Milky Way in Hydrogen*. Science. Vol: 312, Número: 5781, 1773-1777

Lindblad, Olof; Lindblad, A.B. 1994. *Kinematics of Interstellar Matter in a Barred Potential in the Epicyclic Approximation*. Recuperado el 14 de mayo de 2013 en http://articles.adsabs.harvard.edu/cgi-bin/nph-iarticle_query?1994ASPC...66...29L&data_type=PDF_HIGH&whole_paper=YES&type=PRINTER&filetype=.pdf

López, M.A. 2010. *Parámetros de la antena*. Recuperado el 3 de mayo de 2013 de <http://aniak.uni.edu.pe/CH%2002%20Paramtros%20Antena%202010-2.pdf>

Max Plank Institute for Radio Astronomy. Recuperado el 25 de agosto de 2013 de <http://www.mpifr-bonn.mpg.de/8964/effelsberg>

Mendoza, A. 2009. «Construcción de un radiotelescopio basado en tecnología de televisión satelital». Tesis Universidad Michoacana de San Nicolás de Hidalgo. 83 Págs.

Milgrom, M. 1983. *A modification of the Newtonian dynamics as a possible alternative to the hidden mass hypothesis*. Astrophysical Journal, Parte 1 270, 365-370.

Miranda, José Miguel, et al. 2002. *Ingeniería de microondas. Técnicas experimentales*. Madrid: Pearson Educación. 384 Págs.

Molero, F. J. 2008. «Diseño de un receptor óptimo en la banda de 1420 MHz para aplicaciones de radioastronomía. (Radiotelescopio)». Tesis UPCT, Escuela Técnica Superior de Ingeniería de Telecomunicación. 134 Págs.

- Navarro, J.F.; Frenk, C.S.; White, S.D.M. 1996, mayo. «The Structure of Cold Dark Matter Halos». *The Astronomical Journal* 462:563-575.
- North, Gerald. 2003. *Astronomy in Depth*. (ed. revisada) Singapur: Springer. 231 Págs.
- Oster, L. 2004. *Astronomía Moderna*. (José Chabas Trad.) Barcelona: Reverte, S.A. 541 Págs.
- Prakash, Nirmala. 2012. *Dark Matter, Neutrinos, and Our Solar System*. Singapur: World Scientific. 647 Págs.
- Prestini, Elena. 1996. *The Evolution of Applied Harmonic Analysis: Models of the real World*. Boston: Birkhäuser. 349 Págs.
- Raybak, James. (s.f.) *Oliver Lodge: Almost the Father of Radio*. Recuperado el 6 de febrero de 2013 en <http://www.antiquewireless.org/otb/lodge1102.htm>.
- Rot, Thomas. 2009. *Modified Newtonian Dynamics, a possible alternative to the dark matter hypothesis*. Recuperado el 13 de mayo de 2013 en http://www.staff.science.uu.nl/~proko101/ThomasRot_mond3.pdf
- (s.a.) 1988. *For the Nobel Foundation: Physics 1942-1962*. Reino Unido: World Scientific Publishing. 354 Págs.
- (s.a. s.f.) *Antenas*. Recuperado el 10 de mayo de 2013 en http://www.upv.es/antenas/Documentos_PDF/Notas_clase/Tema_1.PDF
- Sanders, R. H. 2004. «Modified Newtonian Dynamics and Its Implications». En *The Dark Universe: Matter, energy and Gravity*, de Mario Livio (ed.) Estados Unidos de América: Cambridge University Press. 349 Págs.
- Santa Cruz, O. 2010. *Recepción de Modulación de Amplitud*. Recuperado el 18 de abril de 2013, de <http://www.profesores.frc.utn.edu.ar/electronica/ElectronicaAplicadaIII/Aplicada/Cap04RecepciondeAM.pdf>
- Sarwate, V.V. 1994. *Electromagnetic Fields and Waves*. India: New Age International

Publishers. 463 Págs.

Schneider, Peter. 2006. *Extragalactic Astronomy and Cosmology: An Introduction*. Estados Unidos de América: Springer. 473 Págs.

Sepúlveda, Alonso. 1995. *Los conceptos de la Física. Evolución Histórica*. Colombia: Universidad de Antioquia. 369 Págs.

Serway, Raymond; Jewett, J.W. 2006. *Principles of Physics. A Calculus based text*. Vol. I. 4a ed. Estados Unidos de América: Brooks/Cole- Thomson Learning. 592 Págs.

Serway, Raymond; Jewett, J.W. 2009. *Physics for Scientists and Engineers*. 8a ed. Estados Unidos de América: Brooks/Cole- Cengage Learning. 1296 Págs.

Shu, Frank H. 1982. *The Physical Universe: An Introduction to Astronomy*. Estados Unidos de América: University Science Books. 584 Págs.

Shu, Frank H. 2010. «Volume 1: Radiation». *The Physics of Astrophysics*. Estados Unidos de América: University Science Books. 429 Págs.

Sofue, Yoshiaki. 2008. «Co-Line Rotation Curves, Deep Potential of Massive Cores, and High-density Molecular Nuclei». En *Mapping the Galaxy and Nearby Galaxies*, de Françoise Combes; Keiichi Wada (eds.) Estados Unidos de América: Springer. 412 Págs.

Sofue, Yoshiaki. 2011. «Grand Rotation Curve and Dark-Matter Halo in the Milky Way Galaxy». *PASJ: Publication of the Astronomical Society of Japan*, 64:75-1/8

Sofue, Yoshiaki. 2012. «Grand Rotation Curve, Dark Halo, and Baryon Fraction in the Milky Way Galaxy». *PASP: Astronomical Society of the Pacific*. 584: 389

Sofue, Yoshiaki. 2013. «Mass Distribution and Rotation Curve in the Galaxy». En *Planets, Stars and Stellar Systems*. Vol. 5 de Terry D. Oswalt; Gerard Gilmore (eds.) Estados Unidos de América: Springer. 1131 Págs.

_____ ; 2013a. «Rotation Curve and Mass Distribution in the Galactic Center and

Entire Galaxy». *PASJ: Publication of the Astronomical Society of Japan*.

Sofue, Yoshiaki; Honma, M.; Omodaka, T. 2008. «Unified Rotation Curve of the Galaxy — Decomposition into de Vaucouleurs Bulge, Disk, Dark Halo, and the 9-kpc Rotation Dip — ». *PASJ: Publ. Astron. Soc. Japan*, 811: 859-869.

Special Astrophysics Observatory of the Russian Academy of Sciences. (n.d.) Recuperado el 21 de agosto de 2013 de <http://www.sao.ru/hq/lrk/index.html.en>

Sullivan III, Woodruff T. 1984. *The Early Years of Radio Astronomy: Reflections fifty years after Jansky's Discoveries*. Reino Unido: Cambridge University Press. 423 Págs.

Sullivan III, Woodruff T. 2009. *Cosmic Noise: A History of Early Radio Astronomy*. Reino Unido: Cambridge University Press. 542 Págs.

Tata Institute of Fundamental Research. (n.d.) Recuperado el 20 de agosto de 2013 de <http://gmrt.ncra.tifr.res.in/>

The Square Kilometer Array. Exploring the Universe with the world's largest radio telescope. Recuperado el 23 de agosto de 2013 de http://www.skatelescope.org/?attachment_id=5400

Tomasi, Wayane. 2003. *Sistemas de Comunicaciones electrónicas*. 4a ed. México: Pearson Educación. 951 Págs.

Verschuur, G. (2007) *The Invisible Universe: The Story of Radio Astronomy*. New York: Springer.

Wall, Jasper V.; Boksenberg, A. 1990. *Modern Technology and its influence on Astronomy*. Gran Bretaña: Cambridge University Press. 327 Págs.

Westerhout, G. (1972). The Early History of Radio Astronomy. *Annals of the New York Academy of Sciences*. 198, 211-218. Recuperado el 20 de agosto de 2013 de <http://profiles.nlm.nih.gov/ps/access/BBAPRT.pdf>

Wilson, Jerry D.; Buffa, A.J. 2005. *Física*. 5a ed. México: Pearson Education. 920 Págs.

Wilson, T.L., et al. 2010. *Tools of Radio Astronomy*. 5a ed. Alemania: Springer. 516 Págs.

Wilsing, J. 1910. «Remarks on Wilsing and Scheiner's Memoir on the Temperature of 109 Stars». *Astrophysical Journal*. 32, 130-140.

IX. APÉNDICES

A SISTEMA DE COORDENADAS GALÁCTICAS

En este anexo se quiere introducir al lector al sistema de coordenadas galácticas. En astronomía se suele utilizar este sistema de coordenadas en lugar del sistema de coordenadas ecuatoriales, cuando se quiere conocer la posición relativa del objeto que se está observando en relación al resto de la galaxia.

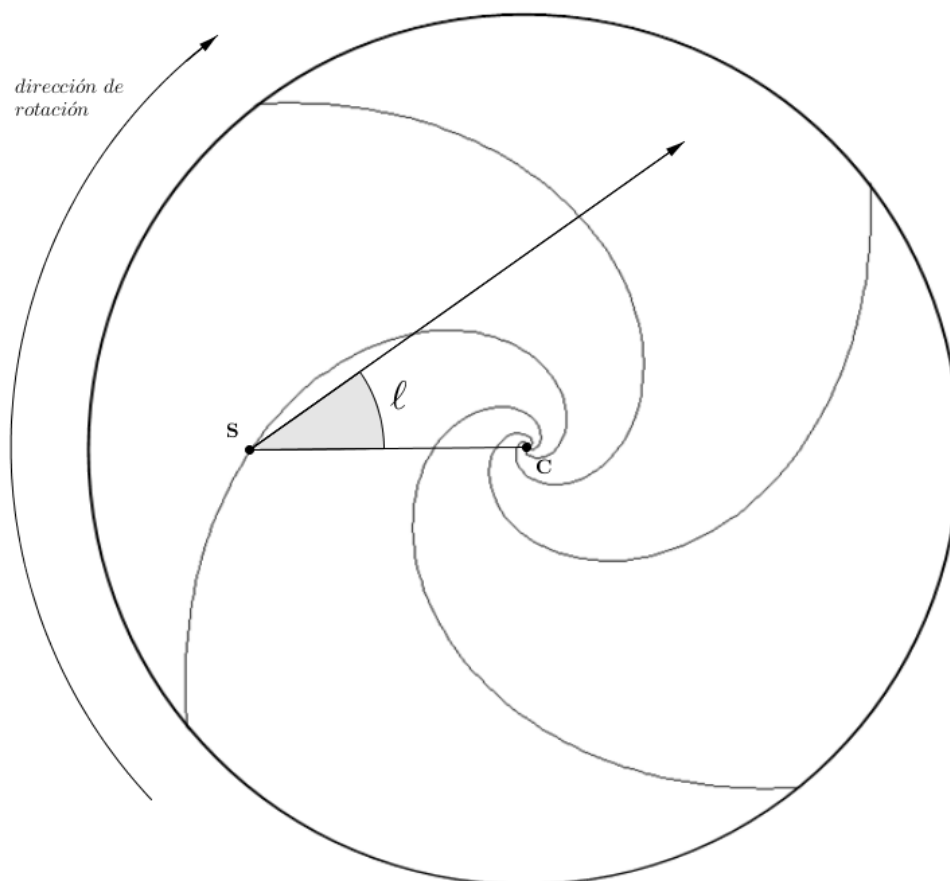
Uno de los conceptos mas importantes en este sistema de coordenadas, es el *plano galáctico*. Este plano es una representación ideal de nuestro disco galáctico; es decir, representa lo que sería el disco si este fuera perfectamente plano. El eje de rotación de nuestra galaxia es un vector normal, y nuestro sol y el centro de la Vía Láctea pertenecen a este.

Tal como los otros sistemas de coordenadas, este sistema cuenta con sus componentes, llamados *longitud galáctica* y *latitud galáctica*.

La longitud galáctica es un ángulo que pertenece al plano galáctico. Este ángulo es el que se forma entre la proyección de la línea de visión sobre el plano galáctico y la línea que conecta al Sol con el centro de la Vía Láctea (Ver figuras 38 y 40).

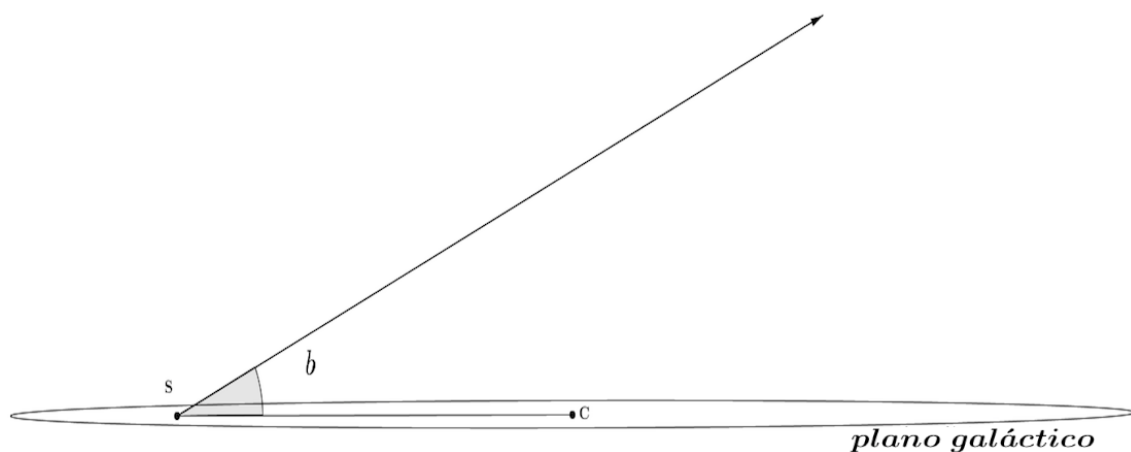
La latitud galáctica es un ángulo que pertenece a un plano perpendicular al plano galáctico. Este corresponde al ángulo que se forma entre el plano galáctico y la línea de visión (ver figuras 39 y 40).

Figura 38



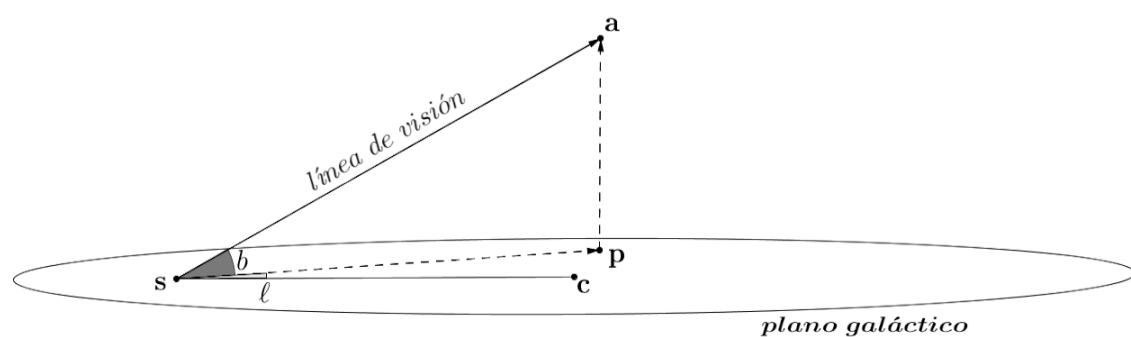
*Ejemplo de la longitud galáctica. Esta figura representa la galaxia siendo vista desde arriba (siendo vista desde una ubicación lejana que se encuentra en dirección de la constelación Coma Berenices). Vista desde esta ubicación la galaxia gira en dirección del reloj. En esta figura **s** representa al Sol, **c** al centro de la galaxia, la flecha representa la componente en el plano galáctico de la línea de visión y ℓ es la longitud galáctica.*

Figura 39



Ejemplo de la latitud galáctica. Esta figura representa la galaxia siendo vista de perfil (desde una ubicación lejana que se encuentra en dirección de la constelación Vela). En esta figura la flecha representa línea de visión y b es la latitud galáctica. Nótese que este ángulo no representa el ángulo que hay entre la línea que conecta el Sol con el centro y la línea de visión. se recomienda ver la figura 40 para tener una mejor perspectiva.

Figura 40



En esta figura también se aprecia la galaxia siendo vista de perfil (constelación Vela). En esta figura las flecha discontinuas representan los componentes de la línea de visión. También introducimos a \mathbf{a} , que representa el objeto que estamos observando, y \mathbf{p} , que es la proyección de dicho objeto en el plano galáctico. Se puede apreciar que la longitud galáctica es el ángulo \mathbf{csp} y la latitud es el ángulo \mathbf{psa}

B MANUAL DE USO DEL RADIOTELESCOPIO

Este apéndice está dedicado a quienes desean realizar sus propias observaciones del plano galáctico, para luego analizar dichos datos y crear su propia curva de rotación galáctica, o su propio mapa del plano galáctico. A continuación se presenta una serie de pasos para utilizar uno de los radiotelescopios del observatorio de Onsala, Suecia; el cual pertenece a la Universidad Tecnológica de Chalmers. Las principales ventajas de utilizar este radiotelescopio son: (i) se puede realizar a través de internet, con el uso de un programa que le permite controlar remotamente el radiotelescopio, y (ii) este servicio es completamente gratuito.

i **Procedimiento inicial.** Para iniciar, se debe crear un usuario en el sitio web del radiotelescopio, éste es:

<http://brage.oso.chalmers.se>

En el menú del lado derecho, seleccione **Create new account**, y siga las instrucciones. Una nota importante es que no puede haber letras mayúsculas en el nombre de usuario que haya elegido.

Este nuevo usuario tendrá que ser aprobado por un administrador del sistema, para poder iniciar una sesión. El proceso de aprobación toma unos pocos días. Luego de ser aprobado, usted recibirá un correo electrónico. Hay que mencionar que en algunas cuentas de correo gratuitas, este mensaje podría ser archivado en la carpeta de *spam*, por lo tanto se recomienda revisar dicha carpeta. Este correo contiene información e instrucciones de cómo iniciar sesión por primera vez en el sitio web del radiotelescopio, y cómo cambiar la contraseña.

ii **NX.** NX es el programa que permite crear una conexión remota con el radiotelescopio, el cual está conectado a una computadora que lo controla, y este programa se encarga de crear un control remoto para dicha computadora. Descargue gratuitamente el cliente NX de NoMachine para su sistema operativo en la página web:

<http://nomachine.com>

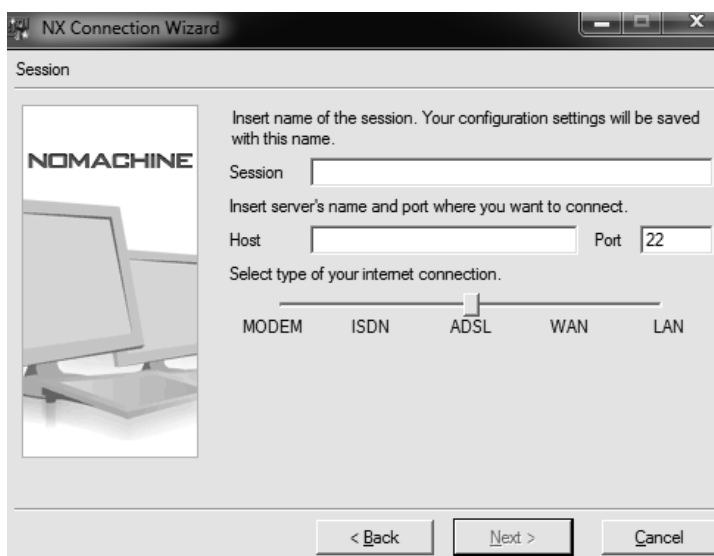
iii **Reservando un espacio.** Antes de poder utilizar el radiotelescopio, se debe reservar un espacio. Ingrese su usuario y contraseña en el sitio web del radiotelescopio. En el menú de la derecha, encontrará un sub-menú llamado **Bookings**, en donde los usuarios

ya autorizados pueden reservar tiempo para el uso del radiotelescopio. Este observatorio cuenta con dos distintas antenas que funcionan como dos radiotelescopios distintos. En el momento de reservar un espacio, se debe especificar cuál de estos se desea operar, a qué hora, y por cuánto tiempo. No es posible utilizar ambos simultáneamente. El horario está dado en tiempo universal (UTC, que ocasionalmente se asocia con la tiempo medio de Greenwich -GMT-).

iv Observando por primera vez. Luego de crear una reservación por primera vez, usted recibirá un correo electrónico con información e instrucciones para conectarse al radiotelescopio, utilizando el programa NX.

Inicie el programa NX y seleccione **crear una nueva sesión**. Para esto, necesita la información que recibió en el correo electrónico. Este correo contiene detalles del host, el puerto y la contraseña (Figura 41).

Figura 41



Configuración de NX.

El nombre de usuario es el mismo que en el sitio web, la contraseña es distinta. Cuando finalice la configuración, se iniciará la sesión y se creará una ventana en su escritorio, en la que puede ver el escritorio de la otra computadora y controlarla. No es posible conectarse fuera del horario que tiene reservado.

v **Qradio**. Éste es el programa que se utiliza para controlar el radiotelescopio. Se puede acceder a él por medio del ícono en el escritorio, o también utilizando la terminal (ver Figura 42).

Para realizar las observaciones, hay que hacer unos ajustes primero. Hasta arriba hay dos pestañas (**Control** y **Spectrum**), asegúrese de estar en **Control** (ésta se muestra automáticamente al iniciar el programa).

Diríjase al recuadro con nombre **Telescope**. En este recuadro se puede seleccionar entre varios sistemas de coordenadas. Seleccione el sistema de coordenadas galácticas (**Galactic**). Justo a la derecha de donde se realiza esta selección, se ubican dos cajas de texto para ingresar las coordenadas. La caja de la izquierda corresponde a la longitud galáctica (ℓ) y la de la derecha corresponde a la latitud galáctica (b). Para la última, ingrese 0, ya que el objetivo es estudiar el plano galáctico, y con una latitud distinta de cero se estaría estudiando un plano distinto.

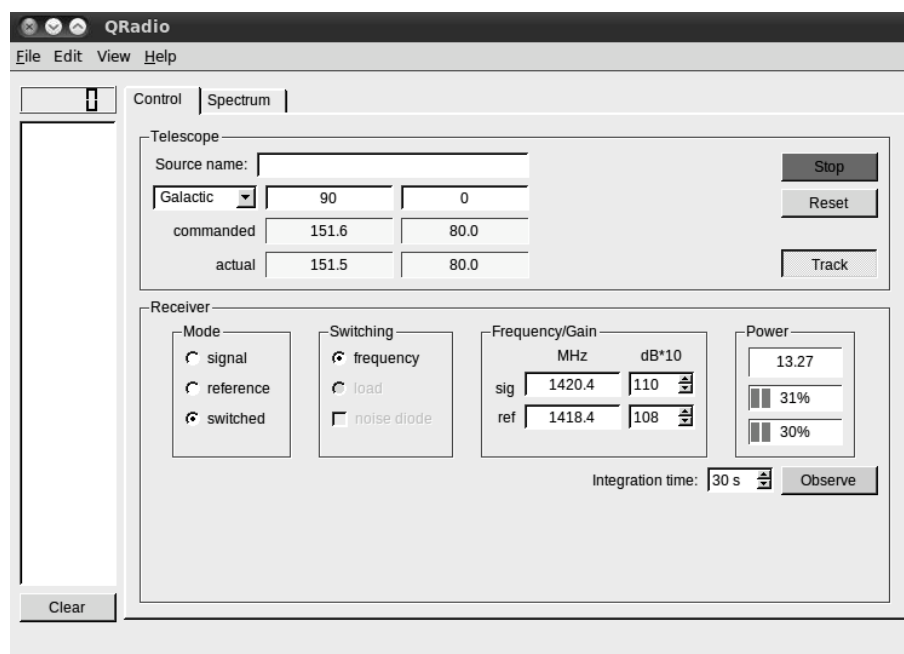
Ahora, hay que realizar otros ajustes en el recuadro **Receiver**. Dentro de este recuadro hay otros recuadros. En el recuadro **Mode**, seleccione **switched**. En el recuadro **Switching**, seleccione **frequency**. Finalmente, en el recuadro **Frequency/Gain**, ajuste los dos niveles que están marcados bajo el nombre **dB*10**, de tal forma que los niveles que se pueden leer en la casilla **Power** se encuentren aproximadamente en 30 % (ambos).

Ingrese el valor de la longitud que desea observar y presione el botón **Track**. Asegúrese que la elevación no sea demasiado baja, esto puede revisarse en las casillas de **commanded**. Espere a que los valores en dichas casillas sean iguales a los que se muestran en las casillas de **actual** (ambas casillas deberían tener un fondo amarillo, si alguno de ellos tiene fondo rojo, significa que el radiotelescopio no ha llegado o no puede llegar a las coordenadas deseadas). Si desea observar el radiotelescopio en tiempo real, puede ingresar a:

`http://129.16.208.83/view/index.shtml`

Asegúrese que los valores de **Power** continúen en 30 %. Ahora se está preparado para realizar una observación. Ingrese el tiempo de integración que se desea (casilla **Integration time**, abajo a la derecha). Esto sirve para suavizar el espectro y reducir el ruido; sin embargo, si este tiempo es demasiado, se puede suavizar demasiado y se podría perder información importante que no es ruido. Por lo general, se obtiene un espectro aceptable luego de 30 segundos. Presione el botón **Observe** para iniciar la medición. Cuando ésta finalice, aparecerá el nombre de un archivo a la derecha (el primero se llamará `00001c.fits`). Para

Figura 42

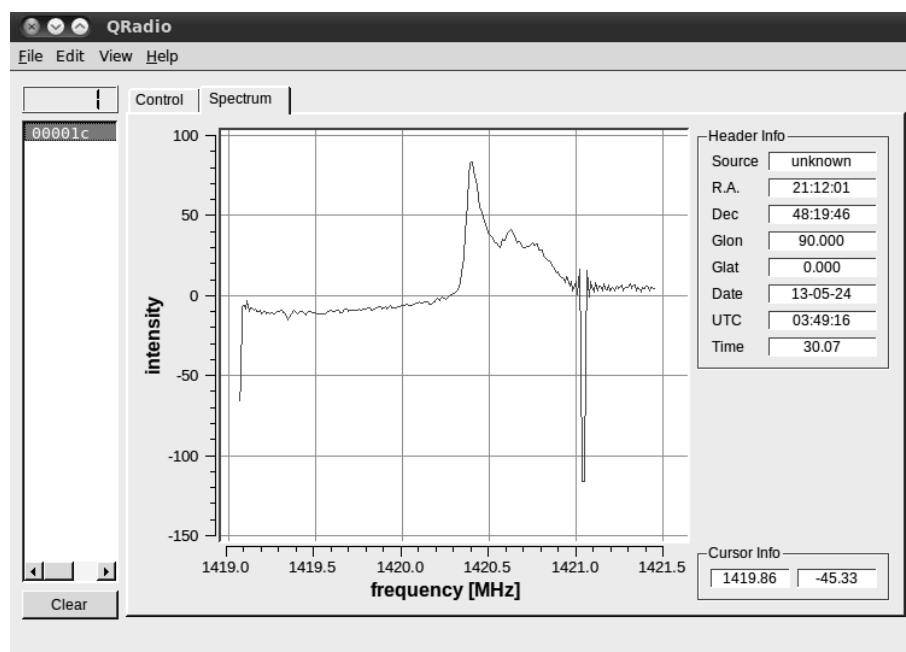
*Interfaz de Qradio.*

observar el espectro de su medición, presione la pestaña **Spectrum** (ejemplo en figura 43).

Si desea realizar más observaciones en distintas coordenadas, regrese a **Control**, presione el botón **Stop**, ingrese las nuevas coordenadas, luego presione **Track** y **Observe**. Asegúrese que los valores de **Power** estén en 30 % antes de observar, ya que estos pueden cambiar al cambiar coordenadas. Nuevos nombres de archivos aparecerán en la izquierda conforme realice mediciones (00003c.fits, 00005c.fits, 00007c.fits, etc.).

IMPORTANTE: Para cada archivo, diríjase a la pestaña de espectro, ésta debería presentar una gráfica de intensidad contra frecuencia. Para cada una de las mediciones, anote la frecuencia máxima (la frecuencia en donde termina la gráfica del espectro, el valor del eje x en donde termina la línea. Si coloca el cursor sobre el final de la línea, las coordenadas de dicho punto aparecerán a la derecha. esto se observa en la Figura 44). También anote la intensidad máxima y la intensidad mínima (Vea la Figura 45). Estos tres valores serán de vital importancia para el análisis de datos. Se recomienda anotar estos datos en una hoja de cálculo, para facilitar el análisis de datos que se hará luego de realizar todas las mediciones

Figura 43

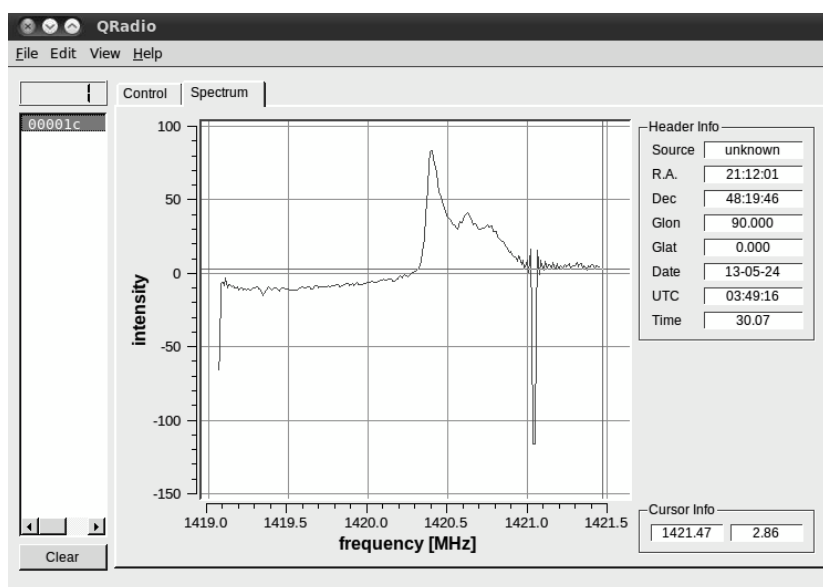
*Resultados de un espectro.*

(la frecuencia en una hoja, y la intensidad máxima y mínima en otra).

Luego de completar el uso de radiotelescopio, presione el botón **Reset** para llevar la antena a su posición de reposo. Para guardar los archivos, diríjase a **File** y seleccione **Save all**. Se recomienda crear una carpeta nueva para guardar estos archivos en ella. Para transferir dicha carpeta a su propia computadora, una alternativa muy sencilla es comprimirla y enviarla por correo electrónico. Al finalizar, cierre todas las ventanas y termine la sesión (presione **Ctrl+Alt+T** y aparecerá una ventana, seleccione **Terminate**).

vi **KStars**. Este paso no es necesario; sin embargo, puede llegar a probar su utilidad en otros proyectos que involucren el uso del radiotelescopio. Este programa es un planetario virtual que muestra un mapa del cielo, con diversos cuerpos celestes y al mismo tiempo controla el radiotelescopio. Se puede seleccionar un cuerpo celeste haciendo clic sobre él, y este programa envía sus coordenadas al programa **QRadio** (Obviamente éste tiene que estar abierto también para que funcione). Se puede apreciar la interfaz del programa en la

Figura 44



Encontrando la frecuencia máxima. En este caso, la frecuencia máxima es de 1421.47 MHz, tal como se observa en la casilla Cursor Info.

figura 46.

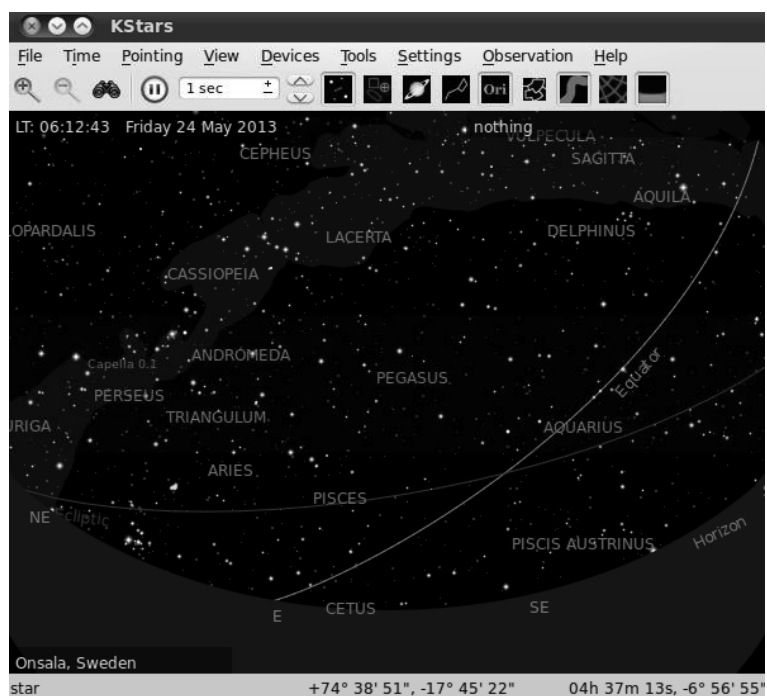
Para iniciar este programa, haga clic sobre su ícono en el escritorio, o puede iniciarlo utilizando la terminal. Para que este programa funcione, hay que configurarlo por primera vez. Cuando el programa inicie, diríjase a **Settigs** → **Geographic** y seleccione *Onsala, Sweden*. Luego en **Devices** → **Device Manager** → **Client** haga clic en *oso2.3m* y después en **Connect**. Para enviar las coordenadas, mueva el cursor hacia el objeto que desea observar, luego haga clic derecho, y en *oso2.3m* seleccione **On**.

Figura 45

	A	B	C	D	E	F	G	H	I
1	GLon=		20	25	30	35	40	45	50
2									
3	Max=		60.24	59.02	58.87	57.75	64.39	58.92	58.72
4	Min=		-96.14	-100.95	-101.39	-100.17	-95.89	-93.69	-95.61

Tabulación de la intensidad mínima y máxima.

Figura 46



Programa KStars.