

**ESTUDIO DE LAS REGIONES CIRCUMNUCLEARES EN LAS
GALAXIAS ESPIRALES**

JOSÉ ANDRÉS HERNÁNDEZ JIMÉNEZ

**UNIVERSIDAD INDUSTRIAL DE SANTANDER
FACULTAD DE CIENCIAS
ESCUELA DE FÍSICA
2007**

**ESTUDIO DE LAS REGIONES CIRCUMNUCLEARES EN LAS
GALAXIAS ESPIRALES**

Trabajo de Grado como requisito para optar el título de Físico:

JOSÉ ANDRÉS HERNÁNDEZ JIMÉNEZ

Director:

Dr. NELSON VERA VILLAMIZAR

Codirector:

Dr. ARTURO PLATA GÓMEZ



**UNIVERSIDAD INDUSTRIAL DE SANTANDER
FACULTAD DE CIENCIAS
ESCUELA DE FÍSICA
2007**

... A mis padres, Martha Jiménez y José Antonio Hernández

AGRADECIMIENTOS

Quiero expresar mi sentimiento de gratitud con las personas que de alguna o otra forma me apoyaron, colaboraron y contribuyeron en la realización de este trabajo:

Muy especialmente al Dr. Nelson Vera Villamizar por su orientación, consejos e ideas, claves para el éxito de este trabajo. También a su familia, su esposa Neila y sus dos Hijos que fueron para mi como un segundo hogar, durante mi estadía en Tunja.

Al Dr. Arturo PLata Gómez por su colaboración y apoyo en este trabajo y en las diferentes empresas que hemos realizado en el grupo Halley.

A mis compañeros del grupo Halley, en especial, a Orlando Katime, Diego Madero, Vladimir Peña, Viviana Rosero, difícilmente encontraré personas tan increíbles como ustedes, gracias muchachos.

También a mis compañeros de carrera y amigos, los cuales fueron una gran compañía durante todo este tiempo.

Por supuesto a mi familia, por el apoyo y respaldo en todos los sentidos, los quiero mucho.

TÍTULO : ESTUDIO DE LAS REGIONES CIRCUMNUCLEARES EN LAS GALAXIAS ESPIRALES *.

AUTOR : Hernández Jiménez, José Andrés **

PALABRAS CLAVES : Galaxia espiral, Región circumnuclear, Morfología y dinámica estructura espiral, Ondas de densidad.

RESUMEN : Recientes observaciones de regiones circumnucleares en galaxias espirales muestran una gran variedad de estructuras en las que se destacan las Espirales Nucleares (*EN*) como estructura dominante. A partir de imágenes en el infrarrojo y visible del telescopio espacial Hubble y aplicando métodos fotométricos para su análisis se hizo un estudio de las características dinámicas y morfológicas de las *EN* de NGC 5427 Y NGC 1530.

En la *EN* de NGC 5427 se encontró como componente principal $m = 2$, de la cual se analiza el comportamiento radial y azimutal. En las partes simétricas de la *EN* bajo una rotación de 180° , se destacan dos espuelas simétricas a un radio de $0,82 \text{ kpc}$ en las dos bandas de análisis y una barra nuclear en la imagen infrarroja con un radio de $0,38 \text{ kpc}$. En la *EN* de NGC 1530 se encontró como componente principal $m = 1$, de la cual se analiza el comportamiento radial y azimutal. En las partes simétricas de la *EN* bajo una rotación de 180° , se destacan para las dos bandas de análisis una barra nuclear con un radio de $0,47 \text{ kpc}$ y dos pseudo-anillos con radios de $0,71$ y $1,07 \text{ kpc}$.

Se establecieron los radios de resonancia de corrotación de las *EN* de NGC 5427 y NGC 1530 en $1,07$ y $1,07 \text{ kpc}$, respectivamente. A través de la curva de rotación para cada galaxia fue determinada la velocidad del patrón perturbador en 111 y $142 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ para NGC 5427 y NGC 1530, respectivamente. Para NGC 5427 son determinados los radios de las resonancias interna y externa de Lindblad en $0,63$ y $1,69 \text{ kpc}$, respectivamente.

Las características morfológicas y dinámicas halladas son muy buenos argumentos para sugerir que las *EN* en NGC 5427 Y NGC 1530 se encuentran en un escenario de ondas de densidad.

*Proyecto de Grado

**Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Nelson Vera Villamizar (Director), Arturo Plata Gómez (Co-director).

TITLE : STUDY OF THE CIRCUMNUCLEAR REGION IN THE SPIRAL GALAXIES *.

AUTHORS : Hernández Jiménez, José Andrés **

KEY WORDS : Spiral Galaxy, Circumnuclear region, Morphology and dynamics structure spiral, Density waves.

DESCRIPTION : Recent observations of circumnuclear regions in spiral galaxies show a wide variety of circumnuclear structures in which the Nuclear Spirals (*NS*) stand out as the dominant structure. A study was made of the dynamic and morphological characteristics of *NS* of NGC 5427 and NGC 1530 by using images in the visible and infrared of the Hubble space telescope and by applying photometric methods for its analysis.

In the *NS* of NGC 5427, $m = 2$ was found as the main component from which the radial and azimuthal behaviors are analyzed. In the symmetrical parts of the *NS* under a rotation of 180° , a pair of symmetrical spurs stands out at a radius of $0,82 \text{ kpc}$ in both analysis bands and also a nuclear bar in the infrared image with a radius of $0,38 \text{ kpc}$. In the *NS* of NGC 1530, $m = 1$ was found as the main component from which the radial and azimuthal behaviors are analyzed. In the symmetrical parts of the *NS* under a rotation of 180° , a nuclear bar stands out at a radius of $0,47 \text{ kpc}$ for the two analysis bands and two pseudo-rings with radii of $0,71$ y $1,07 \text{ kpc}$.

The radii of corotation resonances were established at $1,07$ and $1,07 \text{ kpc}$ for *NS* of NGC 5427 and NGC 1530, respectively. By using the rotation curves for each galaxy, the spiral pattern speed was determined at 111 and $142 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ for NGC 5427 and NGC 1530, respectively. Besides, the inner and outer Lindblad resonance radii for NGC 5427 were determined at $0,63$ and $1,69 \text{ kpc}$, respectively.

The morphological and dynamic characteristics found strongly suggest that the *NS* in NGC 5427 and NGC 1530 are placed in a scenario of density waves.

*Senior thesis project.

**Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Nelson Vera Villamizar (Director), Arturo Plata Gómez (Co-director).

ÍNDICE GENERAL

INTRODUCCIÓN	xiv
1. GENERALIDADES DE GALAXIAS ESPIRALES	1
1.1. Galaxias Espirales	2
1.1.1. Clasificación de Galaxias Espirales	3
1.2. Regiones Circumnucleares de Galaxias Espirales (RCG)	7
1.3. Brazos Espirales	7
1.4. El Problema del Enrollamiento	9
1.5. Representación de Brazos en Espirales Logarítmicas	11
1.5.1. <i>Pitch Angle</i>	11
1.6. Carácter de los Brazos Espirales	12
1.7. Ondas de Densidad	13
1.8. Frecuencia Epicíclica	17
1.9. Consecuencias Ondas de Densidad Espiral	19
1.10. Resonancias	20

2. MÉTODOS DE ANÁLISIS	23
2.1. Método de Transformada de Fourier Unidimensional	23
2.1.1. Diagrama de Fase	26
2.1.2. Diferencia de Fase	26
2.1.3. Determinación del Ruido	27
2.2. Transformada de Fourier	28
2.3. Método de la Transformada de Fourier Bidimensional	29
2.4. Método de Elmegreen	32
3. REDUCCIÓN DE IMÁGENES	35
3.1. Realce de las Estructuras espirales en las Imágenes	36
3.2. Deproyección de las imágenes	37
3.3. Imágenes de Análisis	38
4. CARACTERIZACIÓN DE LA REGIÓN CIRCUMNUCLEAR DE NGC 5427	40
4.1. Transformada de Fourier Bidimensional	41
4.2. Simetrización de las Imágenes	49
4.3. Resonancia de Corrotación	51
5. CARACTERIZACIÓN DE LA REGIÓN CIRCUMNUCLEAR DE NGC 1530	53
5.1. Transformada de Fourier Bidimensional	56
5.2. Simetrización de las Imágenes	62

5.3. Resonancia de Corrotación	65
CONCLUSIONES	67
REFERENCIAS	72

ÍNDICE DE FIGURAS

1.	Esquema del mecanismo <i>barras dentro de barras</i> . La flecha indica el sentido de rotación de la galaxia.	XV
2.	La imagen del cuadro (a) es la región circumnuclear de NGC 1530, y la imagen del cuadro (b) es la galaxia M 51 en toda su extensión.	XVII
1.1.	Clasificación de Hubble (Elmegreen 1998).	2
1.2.	Componentes principales de una galaxia espiral, vista de canto.	3
1.3.	NGC 210, es clasificada como una galaxia SABb.	5
1.4.	Ejemplos de anillos en galaxias espirales: en (a) la galaxia NGC 309 muestra un anillo interno; en (b) la galaxia NGC 3081 muestra un anillo externo.	5
1.5.	En la imagen de la derecha se muestra la RCG de NGC 6951; en la imagen izquierda se muestra la RCG de NGC 1667. La barra inferior en la parte izquierda de cada imagen equivale a 1 <i>kpc</i> . Estas imágenes fueron tomadas de Martini et al. (2003)	8
1.6.	Evolución de los brazos espirales	10
1.7.	<i>Pitch Angles</i>	12
1.8.	Carácter de los brazos espirales: cuadro (a) <i>Leading</i> y cuadro (b) <i>Trailing</i> . La flecha indica el sentido de rotación de la galaxia.	13

1.9. Modelo de ondas de densidad propuesto por Lindblad: (a) órbitas elípticas de estrellas alineadas; (b) Cuando giramos las órbitas por un ángulo $\theta(r)$, aparece una estructura bisimétrica de brazos espirales.	14
1.10. Ilustración del mecanismo de formación estelar por choques (Roberts 1969).	16
1.11. Los epiciclos visto desde un sistema de referencia externo (inercial) (a), y en un sistema(no inercial) rotando con una velocidad angular igual a la velocidad angular del disco (b). Las flechas en (b) indican la dirección de rotación en el disco y el epiciclo (Elmegreen 1998).	18
1.12. Las estrellas son empujadas desde su órbita (las flechas indican la dirección) cuando se acercan a los brazos espirales (Elmegreen 1998).	20
1.13. Diagrama de ω vs Radio para una curva de rotación con velocidad constante $V = 200 \text{ km s}^{-1}$	22
2.1. Comportamiento Azimutal del frente de choque (línea Gruesa) y de la onda de densidad (línea fina) en el disco; para espirales tipo “S”: (a) <i>Leading</i> y (b) <i>Trailing</i> ; y para espirales tipo “Z”: (a) <i>Leading</i> y (b) <i>Trailing</i> ; en cada panel se indica el sentido de rotación de la galaxia. (Puerari & Dottori (1997))	25
2.2. Comportamiento de la fase $\Theta(r)$ para la OD (línea punteada) y el el frente de choque (línea continua). (Puerari & Dottori (1997))	27
2.3. Diagrama de diferencia fase construido a partir de la figura 2.2.	28
2.4. En la parte superior de la figura se presenta una espiral sintética de 2 brazos. y en la parte inferior los espectros de Fourier.	34
3.1. NGC 1365: En (a) la imagen original sin las estrellas de campo. En (b), igual que (a), mas esta imagen fue deproyectada, sustraído el perfil radial y luego normalizada.	39
4.1. Imágenes a diferente escala de NGC 5427. En la imagen superior se observa NGC 5427 con su galaxia compañera NGC 5426; la imagen del medio es NGC 5427 en toda su extensión; y la imagen inferior es la región circumnuclear de NGC 5427.	42

4.2. Imágenes reducidas de NGC 5427: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.	43
4.3. Espectros de Fourier (EF): en el panel izquierdo se presentan EF para la banda V, y en el panel derecho los EF en la banda H.	44
4.4. Funciones de densidad radial de Fourier de NGC 5427 en la banda V.	45
4.5. Funciones de densidad radial de Fourier de NGC 5427 en la banda H.	46
4.6. Funciones de densidad radial de Fourier de NGC 5427 en la banda H: para los $m = 2, 4$ y 6	46
4.7. Funciones de densidad radial de Fourier para la componente $m = 2$ en las bandas V y H.	47
4.8. Antitransformadas para $m = 2$: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.	48
4.9. Contorno de la Antitransformada $m = 2$ sobre las imágenes reducidas: en el cuadro (a) la banda V y el cuadro (b) banda H.	48
4.10. Imágenes Simetrizadas de NGC 5427, las imágenes están dispuestas de tal forma que (a), (b) y (c) corresponden a las imágenes S2, S3 y A2 para la banda V y las imágenes (d), (e) y (f) corresponden a S2, S3 y A2 de la banda H.	50
4.11. Diferencia de fase (línea continua) a partir de las imágenes en las bandas V y H de NGC 5427. La línea a trazos representa el ruido calculado en la banda H.	51
4.12. Diagrama ω vs Radio, calculado a partir de curva de rotación de NGC 5427 (Alfaro et al. 2001).	52
5.1. Dos imágenes a diferente escala de NGC 1530. La imagen de superior es NGC 1530 en toda su extensión; La imagen inferior es un acercamiento a la región circumnuclear de NGC 1530.	54
5.2. Imágenes reducidas de NGC 1530: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.	57

5.3. Espectros de Fourier: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.	57
5.4. Funciones de densidad radial de Fourier de NGC 1530 en la banda V. . .	59
5.5. Funciones de densidad radial de Fourier de NGC1530 en la banda H. . .	59
5.6. Comparación entre las funciones de densidad radial de Fourier de la componente $m = 1$ para las bandas V y H	60
5.7. Antitransformadas para la componente $m = 1$: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.	61
5.8. Antitransformadas para $m = 2$: en el cuadro (a) la banda V y el cuadro (b) banda H.	62
5.9. Contorno de la Antitransformada de la componente $m = 1$ sobre las imágenes reducidas, la banda V en el cuadro (a) y la banda H en el cuadro (b).	63
5.10. Imágenes Simetrizadas de NGC 1530, las imágenes están dispuestas de tal forma que (a), (b) y (c) corresponden a las imágenes S2, S3 y A2 para la banda V y las imágenes (d), (e) y (f) corresponden a S2, S3 y A2 de la banda H.	64
5.11. Diferencia de fase (línea continua) entre las imágenes de la banda V y la banda H de NGC 1530.	65
5.12. Diagrama ω vs Radio, obtenido a partir de la curva curva de Rotación de NGC 1530 (Downes & Renaud 1997). En este diagrama aparece también las curvas $\omega + \kappa$ y $\omega - \kappa$, estas son calculadas para un $m = 1$ (ver explicación en la sección 1.10).	66

ÍNDICE DE TABLAS

4.1. Valores de los picos del espectro de Fourier para NGC 5427.	43
5.1. Valores de los picos del espectro de Fourier para NGC 1530.	58

INTRODUCCIÓN

En la última década uno de los temas de más debate de la Astronomía ha sido la alimentación de los núcleos galácticos (Knapen 2004; Martini 2004; Wada 2004; Shlosman 2005). La discusión se centra en determinar cual es el mecanismo más adecuado para el transporte del material hacia las regiones nucleares (Shlosman, Begelman & Frank 1990; Regan & Mulchaey 1999; Martini & Pogge 1999). Los mecanismos propuestos pueden ser divididos en dos clases: Gravitacionales e Hidrodinámicos. Entre los primeros se encuentran, las interacciones entre pares de galaxia (Toomre & Toomre 1972) y la presencia de barras a gran-escala (Schwarz 1981). Y en el segundo, podemos citar como mecanismo, la turbulencia en el medio Interestelar. Nosotros dirigiremos nuestro interés al mecanismo de barras a gran-escala.

Las simulaciones hidrodinámicas de estrellas y gas en potenciales barrados (Athanasoula 1992; Friedli & Benz 1993; Piner, Stone, & Teuben 1995) muestran la formación de un frente de choque en lado *Leading* de la barra* (ver Figura 1). El material se acumula en este sector y fluye hacia la región circumnuclear. Observaciones de este escenario y el cálculo de la tasa de caída (inflow) del material (Quillen et al. 1995; Regan, Vogel, Teuben 1997) han respaldado el modelo de barras.

El problema de este mecanismo es que solo transportaría material hasta las regiones circumnucleares, se necesitaría un mecanismo adicional para llevarlo hacia el núcleo. Una propuesta conocida como *barras dentro de barras* fue sugerida para resolver esta situación, el mecanismo consiste en un par de barras: una a gran-escala y otra nuclear (ver figura 1) (Shlosman, Frank, & Belgeman 1989; Maciejewski & Sparke 1997; Maciejewski & Sparke 1999). El modelo funcionaría de la siguiente forma: La barra a gran-escala llevaría el material del disco galáctico hacia regiones circumnucleares (radios entre 1 *kpc* y 5 *kpc*) y la barra nuclear llevaría este material hacia el núcleo (radios entre

*El lado *Leading* de la barra es el lado que está en el mismo sentido de rotación de la galaxia.

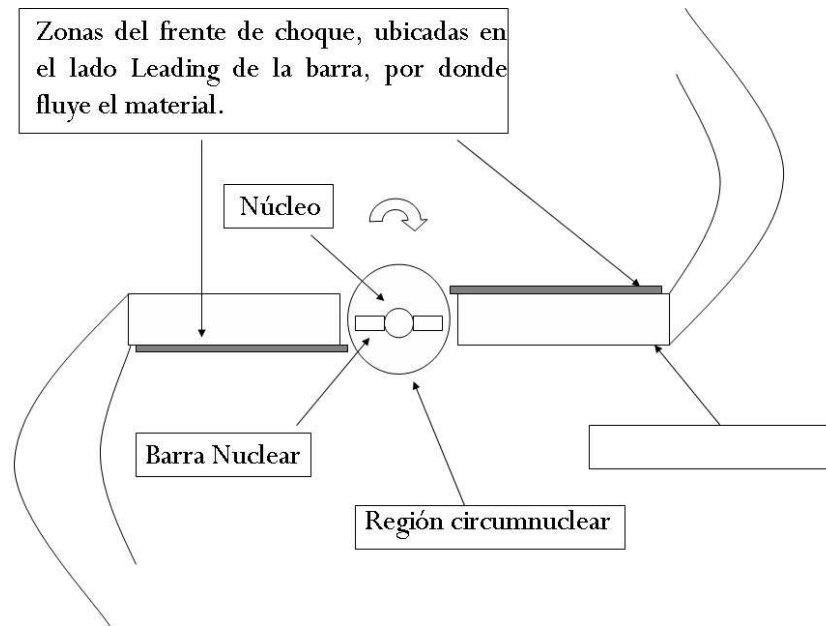


Figura 1: Esquema del mecanismo *barras dentro de barras*. La flecha indica el sentido de rotación de la galaxia.

10 *pc* y 1 *pc*). Estas barras nucleares tienen el inconveniente que son de pequeña escala (Shaw et al. 1995), por lo tanto se necesitan telescopios con alta sensibilidad[†], esto hizo que su descubrimiento fuera reciente y se diera en galaxias relativamente cercanas (de Vaucouleurs 1975; Kormendy 1979; Buta 1986a, 1986b).

El mecanismo de *barras dentro de barras* motivó la investigación de las regiones circumnucleares y se pensó que la morfología dominante en estas regiones eran las barras nucleares; Pero las observaciones han demostrado lo opuesto, las barras aparecen en una fracción pequeña en las regiones circumnucleares (Regan & Mulchaey 1999; Martini & Pogge 1999; Laine et al. 2002; Martini et al. 2003). Esto no indica que este mecanismo tenga que ser descartado, simplemente se presenta en un porcentaje pequeño de casos, por lo tanto debe haber otro tipo de mecanismo dominante o una serie de mecanismos que se presentan de acuerdo a las condiciones de las regiones circumnucleares (densidad, potencial central, potencial externo, etc.), de hecho en las observaciones aparecen estructuras circumnucleares como: espirales nucleares, anillos nucleares y estructuras caóticas o irregulares (Martini, et al. 2003).

[†]La Sensibilidad es la habilidad para distinguir objetos débiles.

De las estructuras que se han encontrado, la espiral nuclear tiene un alto porcentaje de aparición, entre 50 % y 80 % en las muestras estudiadas (Regan & Mulchaey 1999; Martini & Pogge, 1999; Pogge & Martini, 2002; Martini et al. 2003). Las espirales nucleares han sido observadas en galaxias normales (Phillips et al, 1996; Carollo, Stiavelli, & Mack 1998; Elmegreen et al 1998; Laine et al. 1999), así como en galaxias activas (Quillen et al 1999; Regan & Mulchaey 1999; Martini & Pogge 1999). Estas espirales exhiben una amplia morfología: Espirales con gran-diseño[‡] (grand-design), espirales de un solo brazo, espirales fragmentadas[§] (flocculent), espirales con múltiples brazos y espirales caóticas (Martini et al 2003).

¿Porqué la diversidad de morfología de las espirales nucleares? ; ¿Qué mecanismos originan este tipo de estructuras? Se han propuesto algunos mecanismos, pero solamente son aplicables para un tipo particular de morfología, por ejemplo: para espirales nucleares fragmentadas, inestabilidades acústicas (Elmegreen et al. 1998); para las espirales de gran-diseño, se muestra que pueden ser generadas por ondas de densidad de gas soportadas por fuerzas de presión en un disco de gas no-autogravitante (Englmaier & Shlosman, 2000) ó por choques hidrodinámicos inducidos por el potencial no-axisimétrico de la barra a gran-escala (Maciejewski et al. 2002; Ann & Thakur, 2004).

En los modelos Hidrodinámicos de Englmaier & Shlosman (2000) y Ann & Thakur (2004) la morfología de la espiral nuclear depende de varios parámetros, entre los que se destacan: la velocidad del sonido en el gas, la concentración de masa central (masa del agujero negro), potencial externo, y el parámetro de Toomre (Q) (Toomre, 1964). Este último es un parámetro de estabilidad para los discos, $Q < 1$ es un disco auto-gravitante donde la espiral nuclear puede ser producto de inestabilidades gravitacionales; $Q > 1$ es un disco no-auto-gravitante donde la espiral nuclear puede ser formada por inestabilidades hidrodinámicas (Binney & Tremaine 1987)

Otro enfoque para el estudio de estas regiones ha sido más cualitativo, como lo es por ejemplo: La identificación del tipo de estructura nuclear por medio de Isófotas[¶] (Perez-Ramirez et al. 2000; Laine et al. 2002) . Otro método de análisis han sido a través de los Mapas de Color^{||}, que permiten un calculo a grosso modo de la extinción^{**}. Martini

[‡]Las espirales de gran diseño son espirales que tiene brazos largos, continuos, y simétricos.

[§]Las espirales fragmentadas son espirales con brazos asimétricos y discontinuos (a tramos).

[¶]Las Isófotas son curvas del mismo nivel de intensidad en las imágenes.

^{||}Los Mapas de Color son el resultado de la resta entre imágenes de diferente banda espectral de una misma estructura, por ejemplo el mapa de color V-H de una galaxia es el resultado de la resta entre las imágenes de la banda V y la banda H de la galaxia.

^{**}La extinción es causada por el enrojecimiento de la luz estelar al pasar por el medio interestelar (polvo, gas, etc).

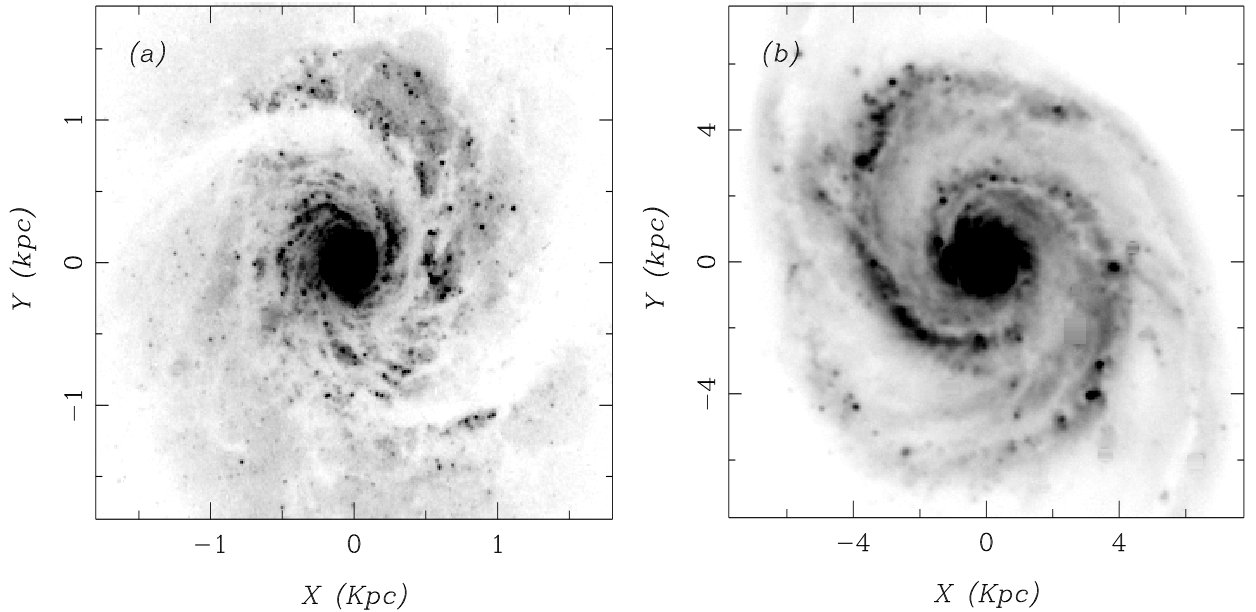


Figura 2: La imagen del cuadro (a) es la región circumnuclear de NGC 1530, y la imagen del cuadro (b) es la galaxia M 51 en toda su extensión.

& Pogge (1999) hallaron para una muestra de 24 galaxias el valor de extinción para las regiones circumnucleares, y a partir de este lograron el cálculo del parámetro Q , obteniendo un valor de $Q > 1$ para toda la muestra, sugiriendo que estas estructuras son producto de inestabilidades hidrodinámicas.

Los párrafos anteriores han mostrado que la investigación de las espirales nucleares ha tenido dos frentes: el primero, modelos teóricos, y el segundo, estudios cualitativos a partir de las observaciones. En este trabajo pretendemos dar una forma de estudio diferente de estas regiones, a continuación explicaremos en que consiste nuestra propuesta.

Un aspecto sorprendente de las espirales nucleares es la similitud que aparece cuando son comparadas con las espirales a gran-escala, y además muestran morfologías similares. La figura 2 presenta una comparación entre la espiral nuclear de NGC 1530 y la popular galaxia M 51, ahora si al observar este par de espirales no se toma en cuenta la escala se podría decir que la espiral nuclear de NGC 1530 es su sistema estelar independiente (una galaxia como tal) del mismo género de M 51. Esta situación sugiere que quizás el motivo de la similitud de las espirales nucleares y las espirales a gran-escala es que son generadas por el mismo mecanismo. Hasta ahora el mecanismo de generación de la estructura a gran-escala que tiene mayor respaldo es la Teoría de Ondas de Densidad (TOD) (Lin & Shu 1964). La razón: da una sólida base matemática para el estudio de estas estructuras, como el resultado de perturbaciones del campo gravitacional en

el disco espiral. Además ha tenido un gran éxito en la explicación y predicción en las características morfológicas y dinámicas que se observan en estas estructuras.

Motivados por la posibilidad de que las espirales nucleares puedan ser el resultado de la TOD, hemos decidido estudiarlas. Nuestro trabajo consiste en un análisis fotométrico de estas regiones con la metodología implementada por Vera-Villamizar et al.(2001)^{††}(explicada en detalle en el capítulo 2). Este procedimiento fue escogido porque es de fácil ejecución comparada con otros (Elmegreen et al. 1992), y además se puede obtener de este procedimiento, por un lado características morfológicas como: las componentes dominantes en el disco, el grado de enrollamiento de los brazos espirales; y por otro lado característica dinámicas como: la resonancia de corrotación, la velocidad del patrón perturbador, el carácter *Leading* o *Trailing* de los brazos espirales. Estas características^{‡‡} morfológicas y dinámicas son fundamentales a la hora de sugerir si estas estructuras son el resultado de un escenario de Ondas de Densidad, que es el objetivo general de nuestro trabajo. Este es un enfoque que no está referenciado en la literatura.

Las regiones circumnucleares de nuestra investigación son de las galaxias espirales NGC 1530 y NGC 5427, de estas presentaremos imágenes en el visible e infrarrojo de las cámaras NICMOS y WFPC2, obtenidas del archivo de datos del telescopio espacial Hubble (HST por sus siglas en inglés), sobre estas imágenes aplicaremos nuestros métodos de estudio.

El libro se puede decir que está dividido en dos partes, la primera, el marco teórico del trabajo, que consta de tres capítulos, uno sobre las generalidades de las espirales (algo de historia, clasificación, propiedades, y una revisión general de la TOD); el segundo capítulo sobre los métodos de análisis: las Transformadas de Fourier Unidimensional y Bidimensional, y el Método de Elmegreen; y un tercer capítulo sobre el procedimiento de reducción de las imágenes. La segunda parte del libro son los resultados: el capítulo 4 el análisis de NGC 5427, el capítulo 5 el análisis de NGC 1530, y por último el capítulo de conclusiones.

^{††}La metodología de Vera-Villamizar et al. (2001) fue aplicada al estudio de espirales a gran-escala.

^{‡‡}Las características morfológicas y dinámicas de las estructuras espirales son explicadas en detalle el capítulo 1.

GENERALIDADES DE GALAXIAS ESPIRALES

Las galaxias espirales son sistemas independientes, en los cuales se encuentra toda la variedad de materia existente en el universo: estrellas, gas, polvo, planetas, agujeros negros, etc. Las galaxias son gobernadas y sostenidas bajo la influencia de su propia gravedad.

La clasificación de galaxias data desde el siglo XIX. Entre los primeros trabajos se destaca el catalogo hecho por Sir John Herschel en 1864, este abarca más de 5079 objetos, en los que están además de galaxias, cúmulos estelares y nebulosas. Este trabajo fue la base de lo que hoy en día conocemos como New General Catalogue (NGC) que fue publicado por Dreyer (1888). A pesar que estos catálogos no constituyen una clasificación formal, fue un intento importante a la hora de agrupar los diferentes objetos astronómicos conocidos en ese momento.

La base de la clasificación moderna de galaxias fue propuesta por Hubble (1926), y está constituida por tres formas básicas de galaxias: Elípticas (E), Espirales (S) y un pequeño grupo de galaxias amorfas (cerca del 3% de las galaxias conocidas) denominado galaxias Irregulares (Irr). Cada grupo de galaxia esta dividido bajo cierto tipo de características morfológicas, por ejemplo, las Elípticas son clasificadas de acuerdo a su grado de aplanamiento, su división varía entre E0 y E7: de una forma casi esférica a un disco aplanado. La figura 1.1 se presenta el diagrama de clasificación de Hubble conocido también como diapasón o tuning fork (en inglés).

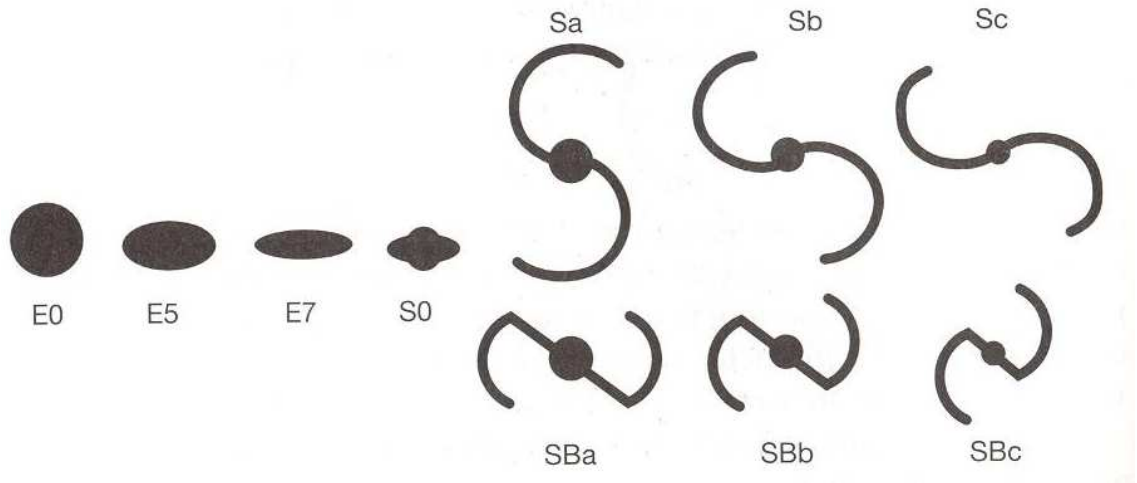


Figura 1.1: Clasificación de Hubble (Elmegreen 1998).

1.1 Galaxias Espirales

Las galaxias espirales tienen tres componentes básicos, el primero de ellos es el bulbo galáctico: una región de forma elipsoidal que constituye la zona alrededor del centro de la galaxia. La segunda componente es el disco galáctico: es una estructura muy aplanada compuesta de estrellas y gas, que tienen una distribución en forma de brazos espirales. La última componente es el halo galáctico: es una región de forma esférica que rodea a las otras dos componentes, contiene estrellas viejas, cúmulos globulares* y tiene muy poco gas. En la figura 1.2 se presenta un esquema de estas tres componentes.

.0 La forma de una galaxia, de esférica (elípticas) a la de disco (espirales) con un pequeño abultamiento en el centro, se debe a su masa y al momentum angular de la nube progenitora. Por lo tanto la forma de una galaxia, es un índice de la intensidad del movimiento de rotación del sistema. Se cree entonces que las galaxias elípticas se crearon de masas de gas de un escaso momentum angular y por esa razón no tienen brazos.

* Los cúmulos globulares son agrupaciones de estrellas (pueden ser miles o millones) que tienen una simetría esférica, con un gran aumento de concentración hacia el centro. Se mueven en orbitas muy elípticas alrededor del bulbo galáctico.

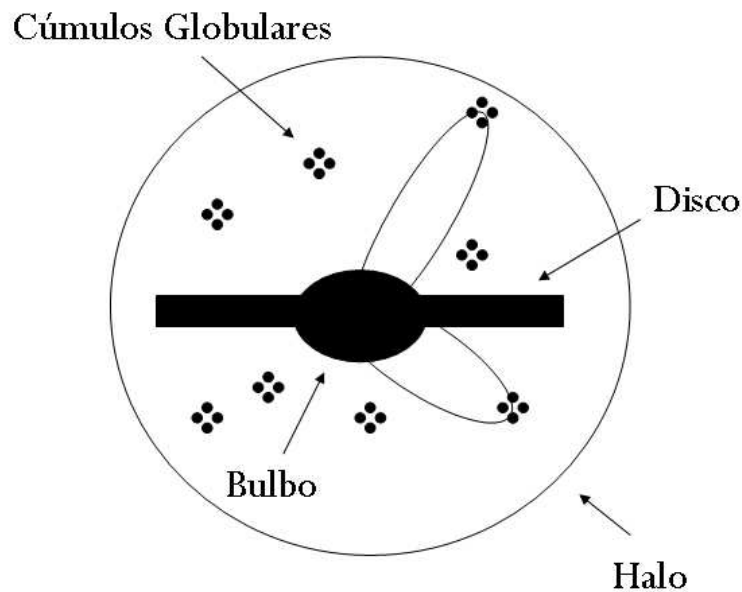


Figura 1.2: Componentes principales de una galaxia espiral, vista de canto.

1.1.1. Clasificación de Galaxias Espirales

Las galaxias espirales se dividen en dos grandes grupos: las espirales *normales* (S) y las espirales Barradas (SB). Las segundas se diferencian de las primeras por la presencia de una barra, que sale desde el bulbo en dirección opuestas y que al final de sus extremos emergen los brazos espirales (como se observa en el esquema de Hubble, 1.1). Hubble (1936) subdividió estos dos grupos en tres categorías a, b y c, con base a los siguientes parámetros de selección:

- El tamaño de bulbo relativo a la longitud del disco
- El grado de enrollamiento de los brazos espirales
- El grado de definición de los brazos espirales
- La presencia de las estrellas jóvenes y regiones HII[†] en el disco (Población Tipo

[†]HII es la notación para el Hidrógeno Ionizado. Las regiones HII son detectadas por su abundante emisión en H_{α} , y están asociadas a zonas de formación estelar.

I).

Estos parámetros están correlacionados de la siguiente manera: Las espirales con un bulbo relativamente grande tienen unos brazos bien enrollados y de poca definición, y baja presencia de Población tipo I, por el contrario espirales con bulbo muy pequeño (virtualmente sin núcleo) tienen brazos espirales bien sueltos (poco enrollados) muy bien definidos y con alta presencia de Población I. Entonces la subdivisión a, b y c, pasa desde galaxias con un gran bulbo y brazos muy enrollados (Sa) hasta galaxias con bulbos pequeños y brazos bastante abiertos (Sc), como se ve en el esquema de Hubble (figura 1.1)

Cabe resaltar que según este sistema de clasificación, aproximadamente el 61 % de las galaxias cercanas (con magnitud fotográfica $m < 12,7$) presentan morfología espiral, por lo tanto, este tipo de objetos constituye uno de los sistemas más comunes (de Vaucouleurs 1963).

De Vaucouleurs en los años 50 extendió y complementó el esquema de Hubble. Él adicionó dos nuevas categorías Sd y Sm para las galaxias espirales, y también añadió las categorías intermedias tipo Sab, Sbc, Scd y Sdm; Por ejemplo: la categoría Sm llamada *espirales magallánicas*, tiene como arquetipo a la pequeña nube de Magallanes, la cual es una galaxia enana que orbita alrededor de la Vía Láctea y muestra una estructura espiral oculta.

Otra de las contribuciones que hizo De Vaucouleurs (1959) al esquema de Hubble, fue la introducción de un tipo intermedio de barras (SAB). Éstas son espirales donde la región central es alargada en forma de un tipo de distorsión oval, y son subdivididas de la misma manera que las espirales S o SB en a, b y c. En la figura 1.3 se presenta una galaxia con estas características.

De Vaucouleurs (1959) también detectó la presencia de un anillo interno para algunas galaxias. Este anillo rodea el núcleo y marca el inicio de los brazos espirales (ver el cuadro (a), figura 1.4), se denotan S(r); cuando el brazo espiral empieza directamente del núcleo se denota S(s). Otro tipo de anillo detectado por De Vaucouleurs (1959) es el denominado anillo externo, y se encuentra rodeando la estructura espiral (ver el cuadro (b), figura 1.4). En muchos casos la estructura espiral se une formando un círculo. Las espirales que tienen este tipo de anillos son indicadas por una R que precede el tipo de clasificación de Hubble. Los detalles morfológicos de las diferentes estructuras de anillos han sido estudiadas profundamente (Buta 1986 a, b; Buta & Croker 1993; Buta 1995), y se ha encontrado, que los anillos internos y externos están relacionados con ubicaciones cinemáticas claves, conocidas como *resonancias* (ver sección 1.10), donde el material rota sincrónicamente con el patrón espiral.

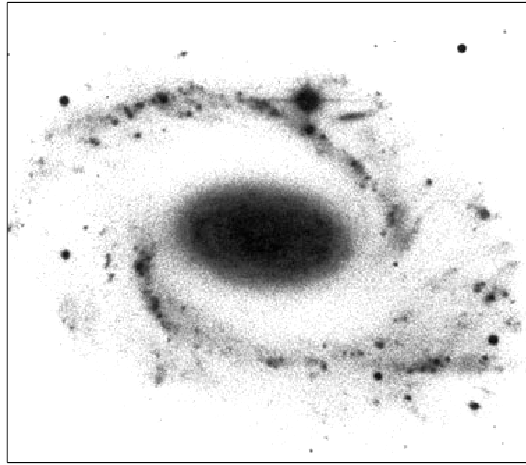


Figura 1.3: NGC 210, es clasificada como una galaxia SABb.

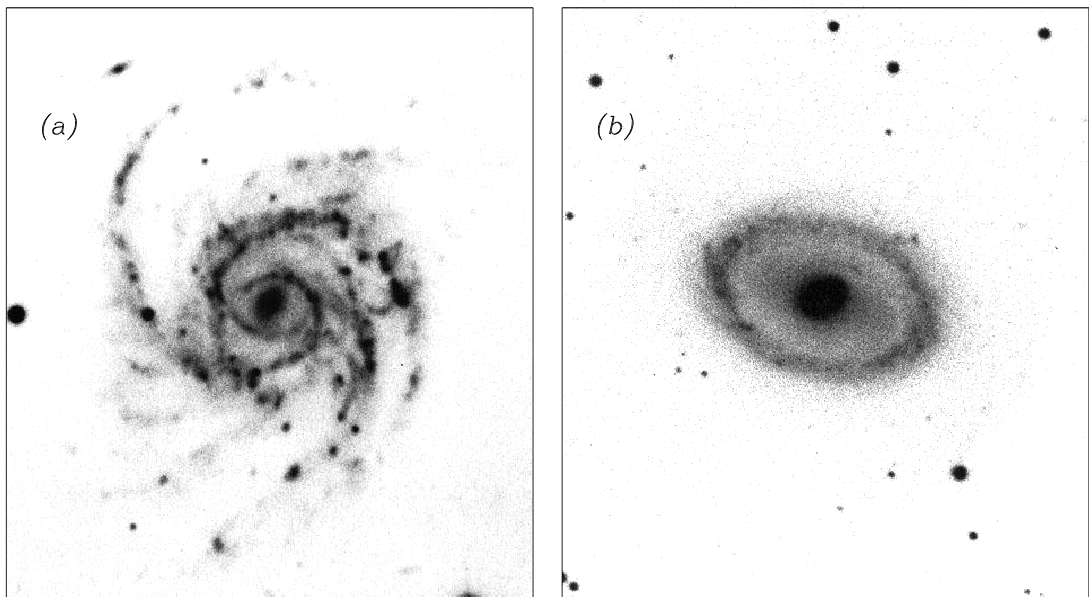


Figura 1.4: Ejemplos de anillos en galaxias espirales: en (a) la galaxia NGC 309 muestra un anillo interno; en (b) la galaxia NGC 3081 muestra un anillo externo.

De Vaucouleurs et al. (1976), introducen un código numérico (T-tipo) para cada tipo de galaxia. Este esquema está descrito en su forma más moderna en el catalogo RC3 (por sus siglas en inglés Third Reference Catalogue of Bright Galaxies de Vaucouleurs et al. (1991)).

Posteriormente fueron desarrollados otros sistemas de clasificación como el de Van den Berg (1960 a,b). Que relaciona la luminosidad absoluta de las galaxias con la extensión de la estructura espiral. Él encontró que las galaxias con la más alta luminosidad tienen brazos más extensos y sueltos (tipo Sc), en cuanto las espirales con una menor luminosidad tienen brazos cortos y son mucho más enrollados (tipo Sa).

Elmegreen & Elmegreen (1987) crearon un esquema de clasificación galáctica que depende del grado de simetría o continuidad de los brazos espirales. El rango de clasificación va desde espirales fragmentadas (flocculent) (clase de brazo 0) hasta espirales con un gran diseño (grand-design) (clase de brazo 12).

Una característica común de los esquemas anteriores, y por lo tanto una debilidad común, es que han utilizado exclusivamente la banda B (en el visible) para la clasificación galáctica. Esta limitación estriba en que la morfología de una galaxia puede cambiar cuando es analizada en el visible o el infrarrojo, de esta manera la clasificación de las espirales puede depender de la banda de análisis, ya sea que este en el infrarrojo o el visible (Block et al. 1994; Block & Puerari 1999). Por ejemplo, las bandas en el visible, son sensibles a las zonas de formación estelar y de estrellas jóvenes (estas zonas son típicamente asociadas a los brazos espirales, como se muestra en la sección 1.3). En las bandas ópticas, además es sustancial el efecto de absorción (extinción) por el polvo del medio interestelar, y este material también se concentra usualmente a lo largo de los brazos estelares (sección 1.3); En cambio, las bandas infrarrojas son más sensibles a la población estelar vieja (por lo general estrellas gigantes rojas) y enanas (tipo sol), las cuales dominan la masa estelar o al menos están en proporción directa a estas. En el infrarrojo las bandas son menos susceptible a la extinción ocasionada por el polvo.

Resumiendo lo anterior, las bandas B y H están dominadas por distinto tipo de población estelar, y sujeta a diferente nivel de absorción, por lo tanto estructuras que estén dominadas por una población vieja deben ser más prominente en el infrarrojo que en el visible, y por el contrario las estructuras que tenga una fuerte presencia de población joven deben ser mucho más luminosas en las bandas visibles que en las infrarrojas.

A pesar de lo anterior, la clasificación morfológica parece no cambiar mucho cuando es observada por bandas de diferente longitud de ondas, así lo muestra la clasificación de espirales del catalogo OSUBSGS (Ohio State University Bright Spiral Galaxy Survey) hecha por Eskridge et al. (2002), en la que no encuentran diferencias sustanciales entre el

tipo morfológico de la banda H (infrarroja) y las clasificaciones hechas en las bandas del visible. En los resultados de este trabajo tampoco encontramos diferencias remarcables en la clasificación morfológica entre la banda V (visible) y H (infrarrojo) para las espirales nucleares analizadas, la única diferencia morfológica importante encontrada entre las dos bandas fue valor del *pitch angle* (grado de enrollamiento) (ver los capítulos 4 y 5) de los brazos espirales.

1.2 Regiones Circumnucleares de Galaxias Espirales (RCG)

Como su nombre lo indica las RCG son regiones que están alrededor del núcleo galáctico (en el bulbo) y su extensión termina donde inicia la estructura espiral (ya sea barras o brazos espirales) (ver figura 5.1, pág. 54) y por lo general su radio está entre 1 *kpc* y 6 *kpc*. Como se comentó en la introducción, estas regiones han sido objeto de estudio porque se cree que son la clave para entender el mecanismo de alimentación de la región central (Shlosman 1990), y quizás, también haya una relación entre su morfolología y el tipo de actividad nuclear (Colina et al. 1997).

En las RCG se han encontrado diferentes tipos de morfologías, tales como: barras, anillos y varias clases de espirales (grand-design, flocculent, caóticas, etc.) (Martini et al. 2003). En la figura 1.5 se presenta la región circumnuclear de NGC 6951 y NGC 1667 en las cuales aparece un anillo y una distorsión oval (de tipo SAB) respectivamente. Observe lo parecido que son estas estructuras circumnucleares a las de gran escala (ver figuras 1.3 y 1.4).

Hasta ahora no se ha hallado ningún tipo de relación general o directa entre la morfolología de la espiral nuclear y la morfolología de la galaxia que la contiene, sin embargo como caso aislado se ha encontrado en observaciones (para una muestra de más de 100 galaxias), que posiblemente las espirales nucleares grand-design se presentan únicamente en galaxias barradas (gran-escala) (Martini et al. 2003). Estas observaciones son respaldadas por simulaciones computacionales hechas por Englmaier & Shlosman (2000) y Ann & Thakur (2004).

1.3 Brazos Espirales

La distribución de materia (estrellas, gas y polvo) en el disco galáctico es en forma de brazos espirales. Los brazos por lo general están marcados por tres clases de objetos

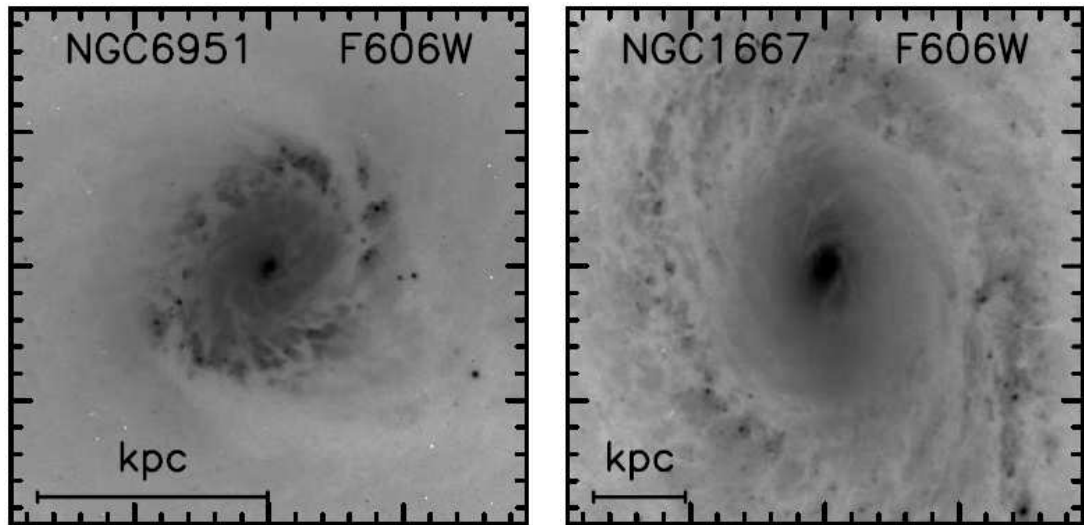


Figura 1.5: En la imagen de la derecha se muestra la RCG de NGC 6951; en la imagen izquierda se muestra la RCG de NGC 1667. La barra inferior en la parte izquierda de cada imagen equivale a 1 *kpc*. Estas imágenes fueron tomadas de Martini et al. (2003)

cuando son observados en el visible:

- Por cúmulos abiertos[‡], que incluyen estrellas O y B. Éstos son tipos estrellas jóvenes muy masivas, calientes y luminosas, y tienen una vida “corta”[§].
- Por caminos de gas molecular y polvo (dust lane), observados como bandas o huecos negros en los brazos espirales, debido al efecto de extinción sobre la luz estelar de las estrellas de fondo.
- Por regiones HII, que son asociadas a zonas de formación estelar.

El hecho de que estas sean las características principales a simple vista (en el visible) de los brazos espirales, indica que los brazos son zonas de intensa formación estelar.

[‡]Los cúmulos abiertos son una agrupación de estrellas jóvenes de gran luminosidad, situados en el disco galáctico.

[§] El factor principal en la evolución estelar es la masa, entre más masa tenga una estrella su evolución es más rápida (el tiempo de vida para estrellas de 10 masas solares es $< 10^7$ años), por el contrario estrellas tipo sol, o sea, estrellas de baja masa tiene una evolución más lenta (el tiempo de vida es alrededor de 10^{10} años).

Ahora, las estrellas son creadas a partir de la compresión o colapso de una nube de gas molecular, pero se necesita un evento desencadenador (un gatillo) para lograr la compresión del gas. Un acontecimiento podría ser las explosiones de supernovas[¶]; pero este es un factor poco probable porque es un fenómeno causado por la muerte estelar, y sucede con una frecuencia muy baja en las galaxias. Por otro lado si la compresión es causada por una perturbación gravitacional, surge la pregunta ¿porqué las zonas de formación estelar trazan brazos espirales?. Un modelo que explica de buena manera esta cuestión fue elaborado por Lin & Shu (1964), ellos proponen que la estructura espiral es causada por ondas de densidad moviéndose a través del disco de gas, polvo y estrellas; produciendo regiones de formación estelar, que a su vez delinian los brazos. En la sección 1.7 se explica de una manera más detallada el modelo y el escenario de formación estelar.

1.4 El Problema del Enrollamiento

Uno de los problemas de la astronomía galáctica es la explicación del sostenimiento de la estructura espiral. Se sabe que las estrellas rotan alrededor del disco diferencialmente: Estrellas cercanas al centro galáctico giran con mayor velocidad que las estrellas en el borde del disco, en la figura 4.12 (pág. 52) se presenta la curva de rotación de NGC 5427, donde se ve claramente este fenómeno.

La rotación diferencial puede crear un patrón espiral en pocas vueltas, haremos un ejercicio para demostrar esta proposición. En la figura 1.6 presentamos el patrón espiral en diferentes tiempos de evolución. En la parte (a) las estrellas comienzan a girar todas a la vez a partir de un mismo ángulo; la parte (b) muestra la estructura del disco, después de 50 millones de años: la estrella del radio menor a completando media revolución, mientras que las estrellas de radios superiores apenas han hecho un recorrido parcial de su circunferencia; la parte (c) muestra la evolución de la espiral después de 100 millones de años (1 revolución de la estrella en el radio más pequeño) y la parte (d) después de 500 millones de años, observe que a esta altura el patrón espiral alcanzó un grado dramático de enrollamiento.

Cálculos de la edad de estrellas viejas en las galaxias sugieren, que las galaxias tienen del orden de 10.000 millones de años de existencia. Por lo tanto si los brazos espirales

[¶]Se cree que todas las estrellas masivas mueren en una violenta explosión conocida como supernova, arrojando parte de su material, que es rico en elementos pesados; es muy probable que el sistema solar haya sido creado a partir del remanente de una Supernova.

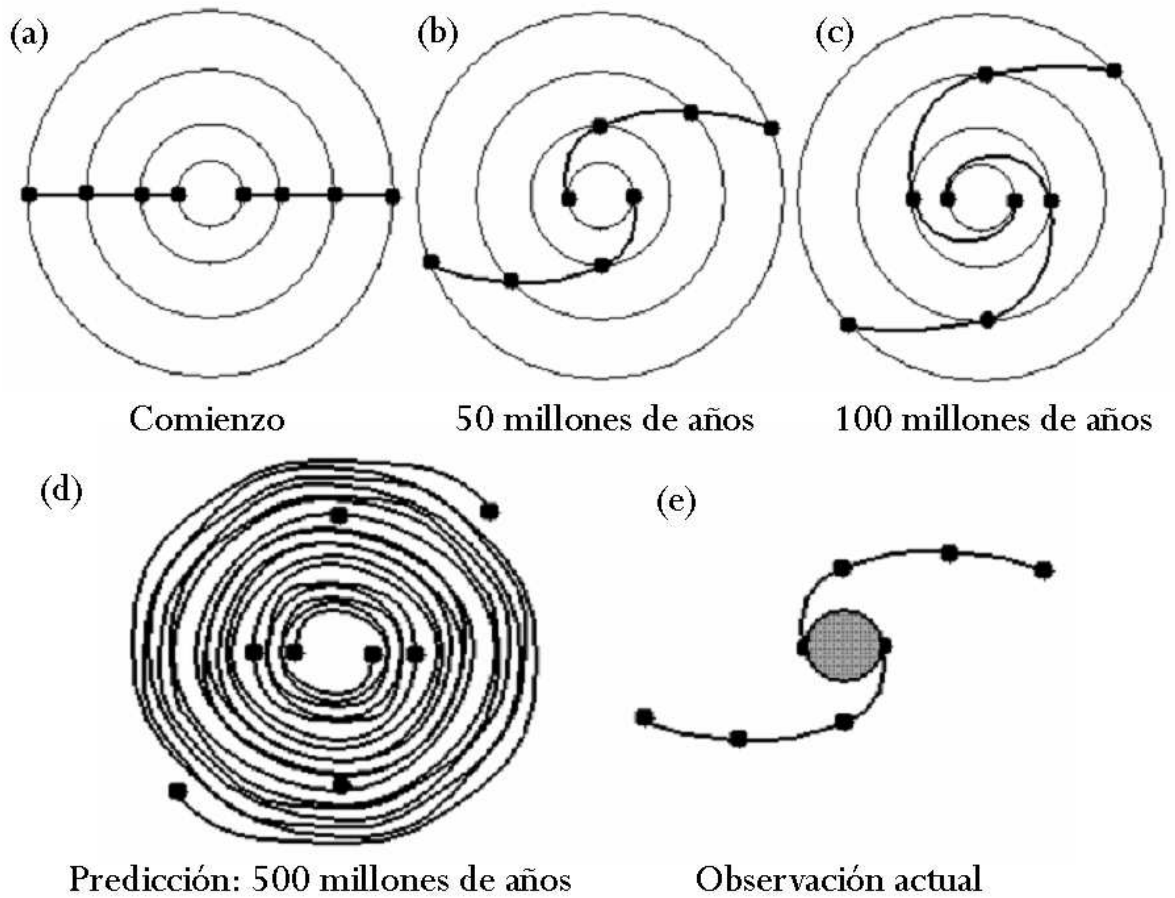


Figura 1.6: Evolución de los brazos espirales

fueran producto de la rotación diferencial de las estrellas ya se hubieran deshecho a causa de su extremo enrollamiento, y actualmente no observaríamos ningún tipo de patrón espiral. Sin embargo, lo más sorprendente es que las galaxias muestran un patrón espiral como si fuera el producto de pocas revoluciones del disco estelar (compare la parte (e) con la parte (b)). Esta observación conduce a dos posibilidades: la primera que los brazos son un fenómeno transitorio de corta vida; la segunda, los brazos espirales no son materiales, y por lo tanto son causados por otro tipo de mecanismo.

1.5 Representación de Brazos en Espirales Logarítmicas

Para el caso particular de las galaxias espirales, se ha demostrado que la estructura espiral puede ser representada por espirales logarítmicas (Groot 1925, 1926; Reynolds 1925). Por ejemplo, en el trabajo de Groot (1925, 1926) fue hecho un estudio de varias espirales que incluía espirales de Arquímedes, espirales Hiperbólicas y espirales de Cotes, conjuntamente con espirales logarítmicas, concluyendo que estas últimas son las que mejor se ajustan a los brazos de las galaxias.

1.5.1. *Pitch Angle*

Para la definición del *pitch angle* utilizaremos una espiral logarítmica, que esta definida por la expresión:

$$r = r_0 e^{-\frac{m}{p}\theta} , \quad (1.1)$$

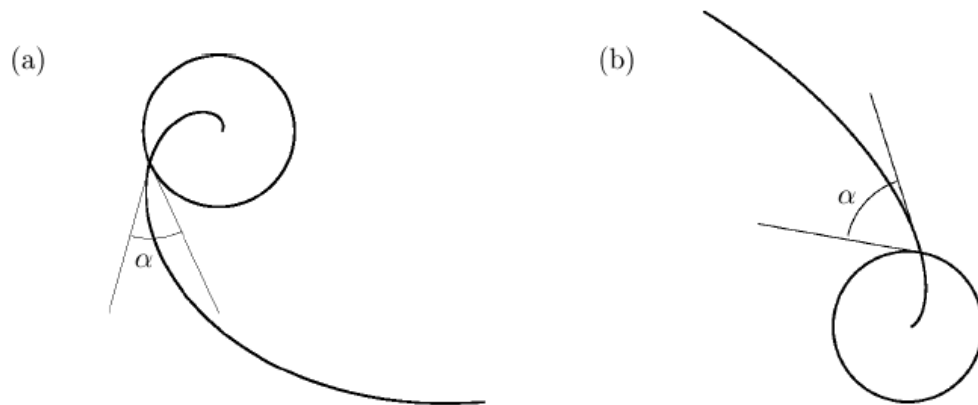
donde m es el número de brazos, r y θ son las coordenadas polares; y p es una variable relacionada con el *pitch angle* por la ecuación:

$$\tan\alpha = -\frac{m}{p} . \quad (1.2)$$

Juntando las ecuaciones anteriores podemos obtener la siguiente relación:

$$r = r_0 e^{\theta \tan\alpha} . \quad (1.3)$$

De esta última expresión, observamos que el *pitch angle* es un parámetro importante, ya que da, el grado de enrollamiento de los brazos espirales. Este ángulo se puede hallar dibujando un círculo a cualquier radio, y midiendo el ángulo entre el círculo y la tangente del brazo espiral, como se muestra en la figura 1.7. A partir de esta definición vemos, que los brazos con un alto grado de enrollamiento tienen ángulos pequeños de *pitch angle*, y brazos con un grado bajo de enrollamiento un *pitch angle* grande. Ahora a manera de ejercicio, miremos el *pitch angle* para los diferentes tipos de galaxia del esquema de Hubble (figura 1.1), por ejemplo: para galaxias tipo Sa, el *pitch angle* tiene valores alrededor de 5° , en cambio para galaxias tipo Sc los valores para el *pitch angle*

Figura 1.7: *Pitch Angles*.

están alrededor de 40° ; para galaxias barradas el *pitch angle* tiene un valor de 90° . En la mayoría de galaxias el valor del *pitch angle* se mantiene constante para toda la extensión del brazo espiral.

1.6 Carácter de los Brazos Espirales

Una característica aun más intrigante que el problema del enrollamiento es el carácter de los brazos espirales. Para explicarlo utilizaremos el esquema de la figura 1.6, observe que en este esquema, el sentido de rotación de la galaxia es antihorario y que causa un enrollamiento de los brazos en forma de “S”, esta sería la forma natural de enrollamiento de los brazos espirales, y de esta misma manera espirales que rotan en sentido horario tienen un enrollamiento natural, opuesto en forma de “Z”. Entonces los brazos que tienen un enrollamiento acorde con el sentido de rotación de la galaxia, por definición son de carácter *Trailing*. no obstante hay galaxias que a pesar de que giran en sentido antihorario, como es el caso del esquema de la figura 1.6, muestran una forma de espiral opuesta, es decir, los brazos espirales en forma de “Z”, también se ve este fenómeno en galaxias con rotación en sentido horario. Luego brazos, que muestran un enrollamiento contrario a la rotación de la galaxia, por definición son de carácter *Leading*. En la figura 1.8 se ilustra los dos tipos de carácter de los brazos espirales.

Un cambio en la señal del *pitch angle* corresponde a una inversión del carácter del brazo espiral. Por lo tanto, para una galaxia que rote en sentido antihorario un *pitch angle*

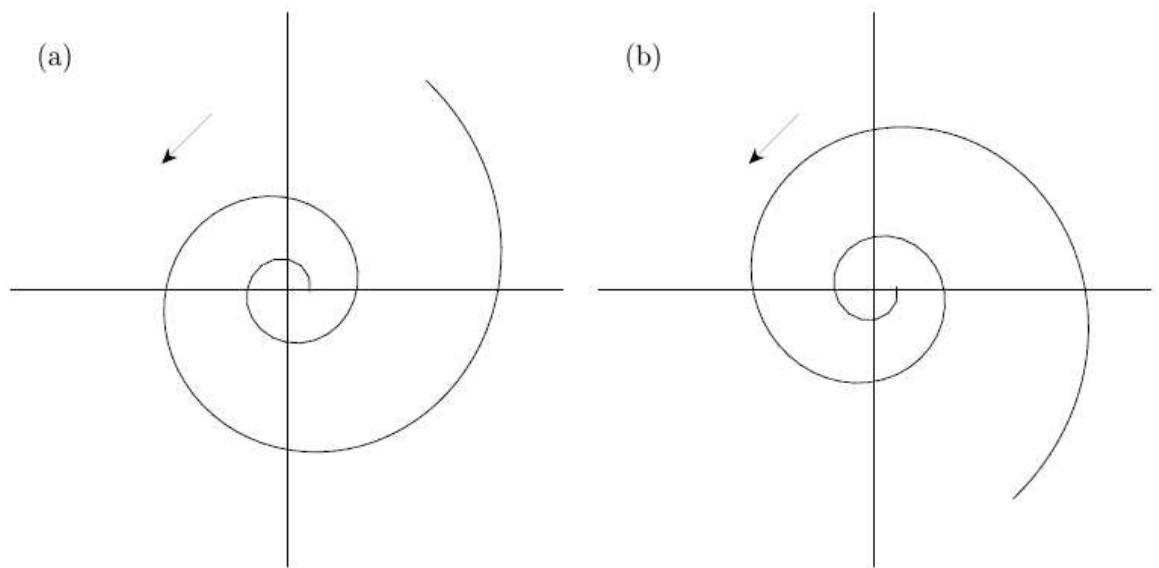


Figura 1.8: Carácter de los brazos espirales: cuadro (a) *Leading* y cuadro (b) *Trailing*. La flecha indica el sentido de rotación de la galaxia.

positivo corresponde una espiral de tipo *Leading*, y un *pitch angle* negativo corresponde un brazo espiral de tipo *Trailing*.

1.7 Ondas de Densidad

De las secciones 1.3, 1.4 y 1.6, concluimos lo siguiente: a) los brazos espirales son trazados por zonas de formación estelar, y para que existan estas regiones se requiere de un gatillo (perturbación gravitacional) para la compresión de las nubes moleculares; b) Los brazos no comparten la rotación estelar alrededor del centro galáctico. Por lo tanto un modelo de la estructura espiral debe explicar estos dos factores.

El primer investigador en trabajar teóricamente este asunto fue el astrónomo sueco Bertin Lindblad (1947, 1948). Él reconoció a la estructura espiral, como resultado de la interacción entre las orbitas de las estrellas del disco, y que por lo tanto debería ser investigada a partir de la dinámica estelar. Este trabajo fue abordado solamente por Lindblad hasta los años 60, donde aparecieron teorías alternativas, por ejemplo, como las que propusieron la organización de brazos espirales por campos magnéticos espirales (Piddington 1964, 1967; Elvius & Herlofson 1960).

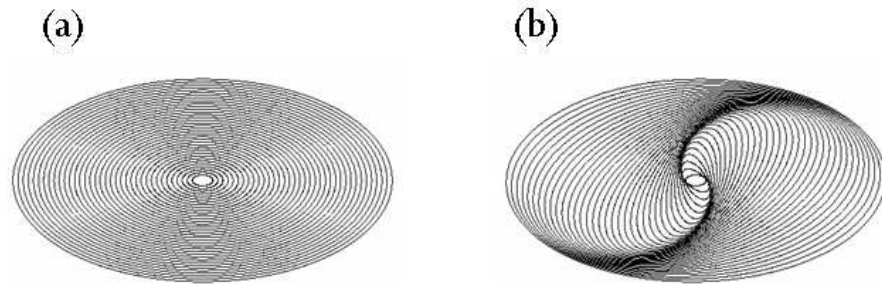


Figura 1.9: Modelo de ondas de densidad propuesto por Lindblad: (a) órbitas elípticas de estrellas alineadas; (b) Cuando giramos las órbitas por un ángulo $\theta(r)$, aparece una estructura bisimétrica de brazos espirales.

Lindblad interpreto los brazos espirales en las galaxias, como el resultado de ondas de densidad. Concentrándose en el análisis de las orbitas galácticas de estrellas individuales y en los efectos resonantes asociados a las mismas. Según Lindblad, las posiciones geométricas de las órbitas, provocan los máximos de densidad, en forma de brazos espirales, o sea, la densidad de un punto es inversamente proporcional a sus órbitas vecinas. Este concepto es representado gráficamente en la figura 1.9, en la parte (a) se considera orbitas concéntricas con los ejes alineados y que están uniformemente poblados por las estrellas. En la figura 1.9 en la parte (b) podemos ver los resultados de girar los ejes principales de las orbitas por un ángulo $\theta(r) = -\ln(r) + b$, donde a y b son constantes y r es el eje mayor de la órbita. En esta representación aparecen claramente dos brazos espirales. Un cambio en la constante a genera una variación en el grado de enrollamiento en la estructura espiral, de modo que a medida que es incrementado el valor de la constante a , tal estructura aparece más enrollada, y viceversa.

Las estrellas en el disco galáctico tienen órbitas que son aproximadamente circulares, y cuando una estrella es desviada, ella oscila radialmente alrededor del centro orbital (ejecutando la llamada oscilación epicíclica). La situación es similar a la de un oscilador armónico, donde la fuerza restauradora en la estrella es ejercida por la conservación del momento angular de la estrella (ver explicación en la sección siguiente, pág. 17). Como una primera aproximación, en un sistema de referencia girando con la velocidad angular de la estructura espiral (ω_p), el movimiento de la estrella es gobernado por dos frecuencias: la frecuencia epicíclica $\kappa(r)$ y la frecuencia relativa de rotación de la estrella con respecto al centro galáctico en el sistema de referencia del patrón espiral ($(\omega - \omega_p)$, donde ω es la velocidad angular de la estrella con respecto al centro galáctico).

Si estas dos frecuencias son iguales o están relacionadas por un número entero, sucede una resonancia. Para una espiral de dos brazos definimos tres resonancias principales: resonancia interna de Lindblad (RIL), resonancia externa de Lindblad (REL) y resonancia de corrotación (RC). En la sección siguiente la 1.8 explicaremos en detalladamente estas resonancias.

Lin & Shu (1964) introducen la teoría de ondas de densidad espiral, dando una sólida base matemática para el estudio de estas estructuras como perturbaciones del campo gravitacional del disco galáctico. Ellos fueron los primeros en producir resultados cuantitativos de ondas de densidad como un efecto colectivo, a través del uso de los métodos matemáticos desarrollados y utilizados con éxito en problemas análogos en física de plasma e hidrodinámica. El trabajo de Lin & Shu representa la hipótesis de la existencia de una onda espiral cuasi estacionaria, en la distribución de estrellas en una galaxia discoidal.

Estas ondas podrían ser producidas por inestabilidad gravitacionales^{||}, y además limitadas por la dispersión de velocidades estelares. Uno de los grandes logros de esta teoría, fue permitir formalmente la existencia, tanto de espirales de tipo *Leading* como *Trailing*. No obstante estudios posteriores encontraron que la cinemática de los discos favorece la permanencia espiral tipo *Trailing* (contonpoulos 1971) siendo las *Leading* fenómenos transitorios en este escenario.

Roberts (1969) hizo un estudio de la dinámica de la formación estelar por choques, con la presencia de un patrón perturbador. En este trabajo fueron considerados los movimientos relativos entre el gas contenido en el disco galáctico y un campo espiral de dos brazos. Fue sugerido, entonces, que ondas de choque pueden ser el mecanismo para el colapso gravitacional de las nubes de gas, dando origen a la formación estelar. Roberts describió detalladamente el escenario de un patrón espiral para nuestra galaxia, como es ilustrado en la figura 1.10, esta presenta un patrón de densidad espiral bisimétrico, que debido a la velocidad relativa entre él y el disco de gas, genera una franja de formación estelar y de regiones HII (lado interno del brazo espiral).

En el contexto de la teoría de ondas de densidad es natural intentar interpretar los diversos tipos de galaxias espirales, asociando su estructura a gran escala, con un modo global de oscilación, Bertin et al. (1989 a,b). Ellos propusieron que la estructura espiral a gran escala es gobernada por uno o dos modos dominantes, los cuales no se esperan que sean fijos.

^{||}Estas inestabilidades son entendidas aquí como cualquier mecanismo que quiebre la simetría axial del sistema discoidal

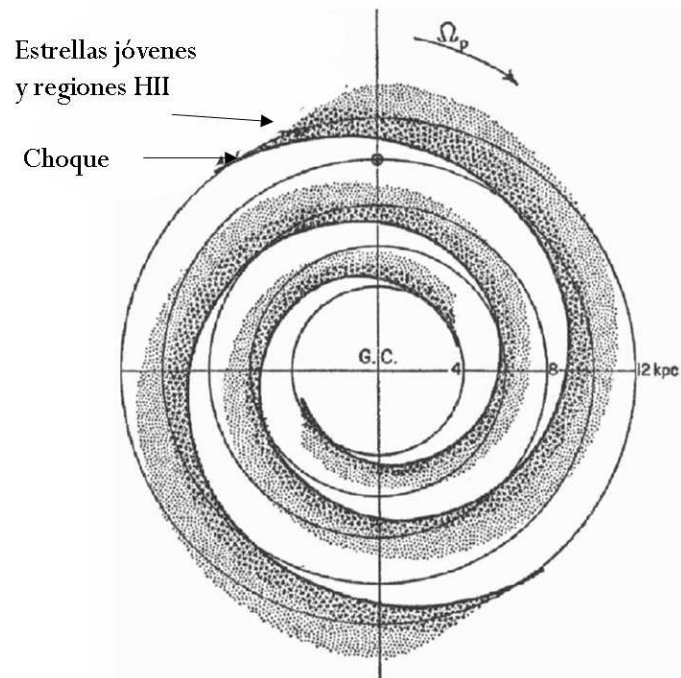


Figura 1.10: Ilustración del mecanismo de formación estelar por choques (Roberts 1969).

Las estructuras de dos brazos observadas en galaxias espirales pueden ser interpretadas como siendo causadas por paquetes de onda de vida corta, propagándose radialmente en la galaxia, o por un modo espiral de vida larga. En el primer caso, durante su evolución la galaxia puede ser atravesada sucesivamente por muchos trenes de onda, con diferentes velocidades del patrón, y cada una de ellas siendo amortiguada en la RIL y en la REL. En el caso que no exista RIL los trenes de onda serán reflejados en el centro de la galaxia cambiando su carácter *Leading* para *Trailing* (Athanasoula 1984); mas este no es el único proceso de amortiguamiento experimentado por las ondas de vida corta. El gas puede disipar la energía de las ondas, ya que él, no responde linealmente la compresión generada por las mismas. Todo este proceso sucede rápidamente, en escala de tiempo del orden de algunas revoluciones galácticas, y las ondas en este caso no tienen mucho tiempo para crecer en amplitud. Por esta razón la hipótesis de un patrón cuasi estacionario es más probable en espirales.

Cuando el paquete de ondas es excitado por una perturbación externa, o por condensaciones locales, él es amplificado por el mecanismo conocido como swing amplification (Toomre 1981). Muchas reflexiones en la parte externa del RIL (o el centro galáctico si no existe RIL) y en la corrotación (RS) pueden producir ondas estacionarias y por tanto

un modo puede ser excitado. Los mecanismos externos propuestos son interacciones de marea con una galaxia próxima.

Otras evidencias para este modelo, es la presencia de fenómenos de resonancias en los brazos espirales: espuelas (ver nota de pie de la pág. 49) en la resonancia 4:1, la terminación de los brazos espirales y bandas de polvo en las REL; y círculos de formación estelar en los radios de corrotación, RIL Y REL.

La identificación de los radios de resonancias en los discos es posible conociendo la velocidades del patrón perturbador y la curva de rotación. como se muestra en la sección 1.10.

1.8 Frecuencia Epicíclica

Cuando pensamos en una galaxia espiral, debemos tener en cuenta que ella es una mezcla de gas y estrellas. Todo este conjunto esta sometido a fuerzas que causan un tipo de reacción diferente en la componente gaseosa y en la estelar (Bertin 1993). Las estrellas y el gas en el disco de una galaxia se mueven en orbitas aproximadamente circulares (a menos que este cercanos a una barra). Ellas también oscilan en sus órbitas a causa de perturbaciones generadas por efectos gravitacionales combinados de otros objetos y también por causa de las componentes aleatorias de velocidad, de la nube molecular de la cual fueron formadas. Estas oscilaciones en torno a la órbita circular son periódicas, y en un sistema de referencia comóvil (no inercial), con una velocidad angular, igual a la velocidad angular del disco en ese círculo, trazan órbitas en forma de elipses (llamados epiciclos) a mediada que las estrellas se mueven radialmente hacia el interior y exterior del disco galáctico (Athanasoula 1984). La frecuencia de oscilación es llamada frecuencia epicíclica.

Estos movimientos en el disco pueden ser explicados a través de conservación de momentum angular, que opera por medio de la fuerza de coriolis. El proceso puede ser entendido de la siguiente manera: si una estrella está en movimiento más lentamente que el movimiento medio de las estrellas en ese radio, ella se desviara en dirección al núcleo, porque su fuerza centrífuga es mucho más débil (para el balanceo de fuerzas) que la fuerza gravitacional del interior de la galaxia. Como este sistema está en rotación, en la medida que la estrella se mueve en dirección al centro, sufre un aumento en la velocidad circular debido a la aceleración coriolis:

$$A_{coriolis} = 2(\vec{\omega} \times \vec{v}_r),$$

donde $\vec{\omega}$ es la velocidad angular del sistema de referencia, y \vec{v} la velocidad lineal de la estrella. Ahora este movimiento puede ser visto como el resultado de la conservación del momentum angular, $L = mv_{\theta}r$, donde m es la masa, r el radio, y v_{θ} la velocidad tangencial; cuando la estrella disminuye en el radio esto conduce a un aumento en la velocidad tangencial, y el incremento de la velocidad tangencial causa un aumento de la fuerza centrífuga, tal que supera la fuerza gravitacional del interior del disco. En este punto tendremos una situación contraria a la interior: aparece una fuerza de coriolis en dirección externa, que permite que la estrella se mueva en dirección contraria al núcleo. Entonces como el resultado del balanceo entre fuerzas gravitacionales, centrífuga y de coriolis, la estrella oscila de una manera regular en su órbita.

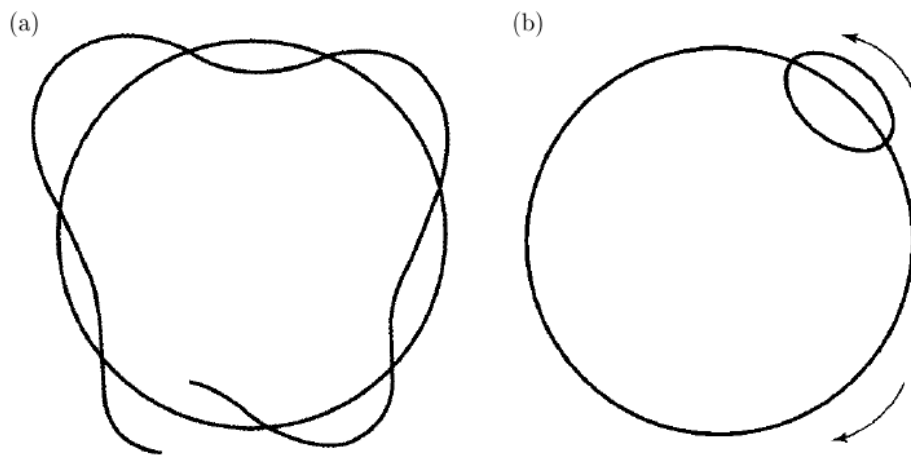


Figura 1.11: Los epiciclos visto desde un sistema de referencia externo (inercial) (a), y en un sistema (no inercial) rotando con una velocidad angular igual a la velocidad angular del disco (b). Las flechas en (b) indican la dirección de rotación en el disco y el epiciclo (Elmegreen 1998).

Visto desde afuera de la galaxia (en un sistema inercial fijo), podemos ver oscilaciones en la órbita estelar, como se ve en el cuadro (a) en la figura 1.11; mientras que el sistema local en reposo SLR (sistema no inercial) que se mueve en un círculo, la estrella describe una órbita en forma de elipse, como es visto en el cuadro (b). Así en un sistema de referencia no inercial la estrella se moverá en sentido retrógrado en el epiciclo.

El valor de la frecuencia epicíclica, κ , puede ser obtenido a través de la ecuación:

$$\kappa = \sqrt{4\omega_{gal}^2 + 2r\omega_{gal} \frac{d\omega_{gal}}{dr}},$$

donde ω_{gal} corresponde a la velocidad angular del disco, y es determinada a través de la curva de rotación de la galaxia.

Esta descripción semi-cualitativa es hecha debido a la brevedad necesaria para el trabajo. Un tratamiento completo del problema puede ser visto en Binney & Tremaine (1987).

1.9 Consecuencias Ondas de Densidad Espiral

Como se menciona en la sección 1.7, el proceso de generación y conservación de la estructura espiral en una galaxia discoidal puede ser explicado como siendo el resultado de la presencia de ondas de densidad espiral en disco galácticos. El efecto de esta onda es el de apilar material temporalmente en la cresta de la onda; Precisamente es este apilamiento que produce los brazos espirales (Lindblad 1948). El aumento de densidad causa desviación de las estrellas y del gas a medida que se aproximan y se mueven a través de la onda (Bertin 1980).

Los movimientos epicíclicos existen también en un escenario de ondas de densidad, como se discutió en la sección anterior. Si nosotros estamos en un marco de referencia rotando con una tasa de $\omega - \frac{\kappa}{2}$, la órbita de la estrella es una órbita cerrada. Si la onda de densidad (OD) está presente, entonces la gravedad de la onda puede desviar las estrellas y el gas de manera que sus órbitas serán elipses cerradas en un sistema de referencia que rota para un amplio intervalo de radios galáctico (Athanasoula 1984). Este sistema de referencia que rota es conocido como sistema de referencia de corrotación de la onda espiral.

Consideremos ahora que sucede cuando se aproxima una estrella a una cresta de OD: Asumiendo que ella está en una región interna al radio de corrotación (que es la región donde la velocidad angular del patrón espiral coincide con la del disco), la estrella se moverá más rápido que el patrón espiral. Por lo tanto ella se aproximará al brazo y lo atravesará. En la medida que se aproxima al brazo la estrella se acelera porque el brazo tiene una densidad mayor que la del resto del disco (ver figura 1.12). Como resultado la estrella es empujada en dirección de un radio mayor, de modo que su velocidad azimutal disminuye a causa de la conservación del momentum angular. Cuando la estrella atraviesa el brazo, las fuerzas están en equilibrio, y por lo tanto no experimenta ningún tipo de aceleración. En la medida que ella sale de la cresta de la OD, de nuevo es empujada por el brazo, de manera que ella es acelerada en dirección de radios menores (ver figura 1.12). Este efecto es conocido como velocity streaming. Como resultado de este fenómeno las velocidades tienden a ser paralelas dentro del mismo brazo y con un

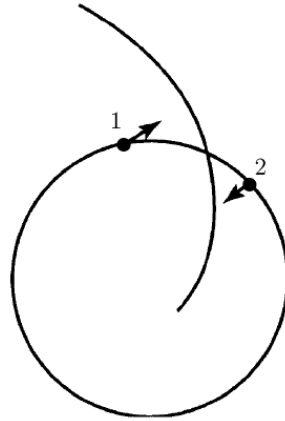


Figura 1.12: Las estrellas son empujadas desde su órbita (las flechas indican la dirección) cuando se acercan a los brazos espirales (Elmegreen 1998).

alto *pitch angle* en la región interna de los brazos.

1.10 Resonancias

Si una estrella tiene una velocidad angular ω y el patrón tiene una velocidad angular ω_p , entonces la velocidad relativa de la estrella con respecto al patrón está dada por la diferencia $\omega - \omega_p$. Cuando la frecuencia epicíclica κ es sincrónica con el movimiento relativo de patrón espiral se crea una condición conocida como resonancia. En otras palabras, una resonancia sucede cuando la diferencia entre la velocidad angular del disco y la velocidad angular del perturbación, es un múltiplo integral de la frecuencia epicíclica κ (Wielen 1974):

$$\omega - \omega_p = \pm \frac{\kappa}{m},$$

donde m debe ser un número entero y representa el número de brazos espirales.

En una galaxia de dos brazos espirales, las dos resonancias fundamentales son llamadas resonancia interna y externa de Lindblad (RIL) y (REL) respectivamente, donde el epiciclo es completado en el tiempo que dura la estrella de ir de un brazo a otro. En otras palabras, en un sistema de referencia que gira con velocidad angular ω_p , son completados dos epiciclos en una vuelta alrededor de la galaxia. Podemos escribir esta

condición en la siguiente forma:

$$\omega - \omega_p = -\frac{\kappa}{2}, \quad \text{en la RIL,} \quad (1.4)$$

$$\omega - \omega_p = +\frac{\kappa}{2}, \quad \text{en la REL.} \quad (1.5)$$

En el radio de resonancia la estrella está en el mismo punto de su epiciclo cada vez que ella encuentre el brazo espiral, de manera que ella recibe la misma aceleración gravitacional en el mismo punto del epiciclo. Una estrella localizada en el radio de resonancia cada vez que pasa por el brazo espiral absorbe energía del patrón resonante, de modo que en cada pasada ella va más rápido y describe epiciclos cada vez mayores. Por lo tanto, las resonancias RIL y REL definen los límites máximos de estructura de los brazos espirales, ya que una onda de densidad estelar con amplitud finita no puede propagarse más allá de radios limitantes (Elmegreen 1998).

La resonancia de corrotación (RC) secede cuando la velocidad angular de la estrella es igual a la del patrón perturbador (Wielen 1974), o sea:

$$\omega - \omega_p = 0, \quad \text{en la RC.} \quad (1.6)$$

Nosotros podemos localizar estas resonancias por medio de la curva de rotación junto con la velocidad del patrón perturbador (Athanasoula 1984). Como ejemplo presentaremos el caso hipotético de una galaxia con una velocidad angular del patrón perturbador de $30 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ y una curva de rotación con velocidad circular constante 200 km s^{-1} . Construimos un diagrama de ω vs Radio, que se presenta en la figura 1.13, donde la curva continua corresponde a la velocidad angular del disco, y son también graficadas las curvas correspondientes a $\omega + \kappa/2$ y $\omega - \kappa/2$. La línea horizontal continua representa la velocidad del patrón espiral, que es interceptada en tres puntos por las curvas ω , $\omega + \kappa/2$ y $\omega - \kappa/2$. Estos puntos de intersección corresponden respectivamente a los puntos de resonancia interna y externa de lindblad y el radio de corrotación.

Observamos que conociendo la velocidad del patrón perturbador y la curva de rotación del disco galáctico, podemos obtener los radios de resonancia. Pero en la realidad lo único que se puede obtener directamente de las galaxias es la curva de rotación, la velocidad del patrón es desconocida; pero se puede detectar por medio de métodos fotométricos. En este trabajo emplearemos el método de la Transformada de Fourier Unidimensional

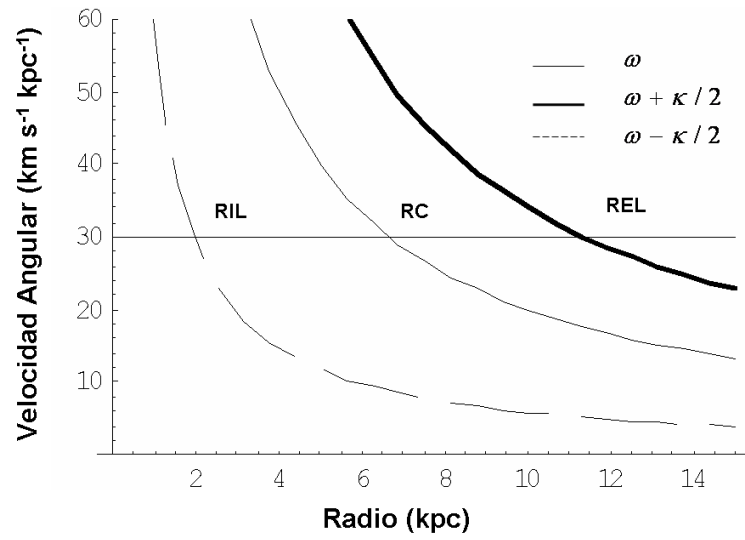


Figura 1.13: Diagrama de ω vs Radio para una curva de rotación con velocidad constante $V = 200 \text{ km s}^{-1}$.

para determinar el radio de corrotación (ver sección 2.1 para una explicación detallada), que automáticamente permite conocer la velocidad del patron perturbador, haciendo interceptar el radio de corrotación con el diagrama de ω vs el Radio.

MÉTODOS DE ANÁLISIS

En este capítulo presentaremos tres métodos que se utilizan generalmente para estudiar las galaxias espirales a gran-escala. En este trabajo los emplearemos para el estudio de las espirales nucleares, y a partir de los resultados comprobaremos la pertinencia de estos métodos para el análisis de este tipo estructuras, y además observaremos si estas espirales tienen características similares a las espirales a gran-escala.

Como veremos en el desarrollo del capítulo cada método empleado permite el análisis de la estructura espiral desde un punto de vista diferente. Por ejemplo: El método de Fourier Unidimensional dará características dinámicas, como los radios de resonancia y la velocidad del patrón perturbador; El método de la Transformada de Fourier Bidimensional, proporcionará un espectro de Fourier que permitirá conocer los principales modos de la onda de densidad espiral, también se observará el comportamiento radial de estos modos; y a través del método de Elmegreen, Elmegreen & Montenegro (1992) (de aquí en adelante EEM92) analizaremos las componentes simétricas de la estructura.

2.1 Método de Transformada de Fourier Unidimensional

Este método fue introducido por Puerari & Dottori (1997), y está basado en la Teoría de Ondas de Densidad (ODE) y en el análisis de Fourier de perfiles azimutales *. En

* Los perfiles azimutales son funciones que dan la distribución de luz azimutalmente para un radio dado del disco galáctico. en otras palabras, dado un radio se barre un ángulo de 2π para obtener la distribución de luz azimutalmente en ese radio.

esta sección analizaremos las razones físicas.

Si las Onda de Densidad (OD) chocan con el disco de gas crean un frente de choque, que sirve como gatillo que propicia zonas de formación estelar. Como vimos en la sección 1.3 estas zonas son identificadas por estrellas jóvenes tipo O y B, y regiones HII; además su luminosidad domina en el visible. Podemos entonces concluir que las regiones de formación estelar pueden servir como marcadores del frente choque(ver figura 1.10).

Con base a lo anterior Beckman & Cepa (1990) (BC) analizaron los perfiles azimutales, y encontraron que estos eran más luminosos o mas azules en la parte de los brazos donde el gas estaba siendo chocado (en zonas de formación estelar).

Schweizer (1976) en un estudio de las estrellas del disco (población vieja) y de estrellas OB de nuestra galaxia, determino que el 70 % de luminosidad en el filtro B (en el visible) corresponde a las estrellas OB, en cuanto las estrellas viejas solo contribuyen con el 30 % restante. Ya en el caso del filtro I (infrarrojo) la situación se invierte, pues el 80 % de la luminosidad proviene de las estrellas viejas del disco.

Bajo este escenario BC analizaron *NGC 7479* y *NGC 1835* con filtros en el visible y el infrarrojo, y encontraron que existía un desplazamiento sistemático de la fase de los brazos espirales, cuando son observadas en diferentes bandas. Este desplazamiento es solamente el resultado de la posición relativa del frente de choque con el Patrón Perturbador (PP). Dicho de una manera más simple: cuando el patrón perturbador pasa por una región del disco, estimula la formación de estrellas, y debido a la velocidad relativa entre el PP y el disco, las estrellas formadas empiezan a quedarse detrás de este, en esa medida se van convirtiendo en estrellas más viejas. Por lo tanto podemos afirmar que la formación estelar inducidas por choques, en un escenario de OD, produce una distribución azimutal de edades estelares a través de los brazos espirales.

Tomando como referencia el Radio de Corrotación (RC), donde la velocidad angular de la perturbación ω_p y la del disco estelar ω coinciden, el escenario de las OD puede ser descrito como sigue: el material del disco que está contenido en el RC barrerá el PP[†] creando un frente de choque en un lado del brazo. Ahora para radios mayores al RC ocurre lo opuesto: el PP barrerá el material del disco, por lo tanto el frente de choque estará en el otro lado del brazo, es decir, si hay un observador en el RC él verá cómo el frente de choque sufre una inversión de orden con respecto a su posición ,ver figura 2.1. Resumiendo, tenemos un frente de choque marcado por una población

[†]ya que la velocidad angular del disco en esta parte de la galaxia es mayor a la del patrón perturbador

estelar joven, donde su luminosidad es dominante en el visible, y el PP está marcado por población estelar vieja, donde su luminosidad es dominante en el infrarrojo. Por lo tanto un observador parado en el RC, puede percibir como el frente de choque y PP en dirección radial sufren una inversión en el orden en cual aparece las poblaciones estelares del disco viejo y nuevo a través del brazo en dirección radial, es decir, tenemos una distribución azimutal de edades en el disco que se invierte en la RC.

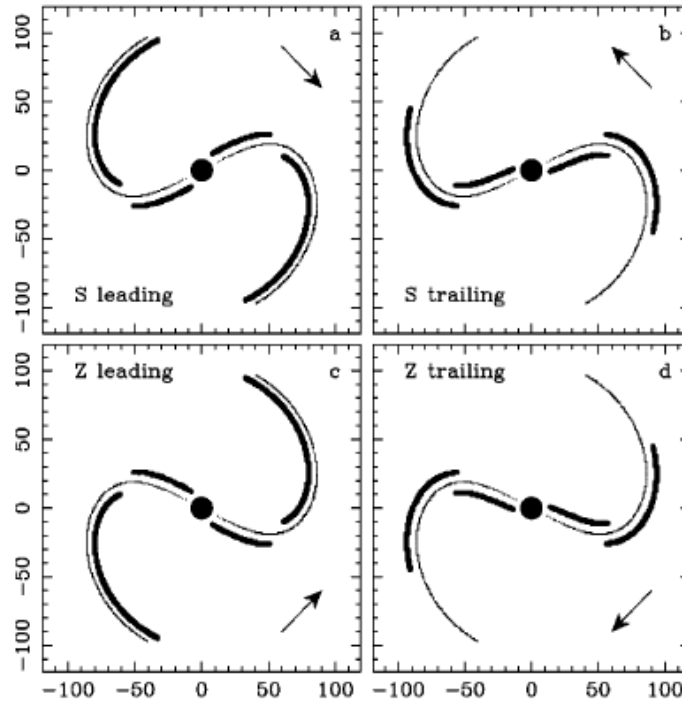


Figura 2.1: Comportamiento Azimutal del frente de choque (línea Gruesa) y de la onda de densidad (línea fina) en el disco; para espirales tipo “S”: (a) *Leading* y (b) *Trailing*; y para espirales tipo “Z”: (a) *Leading* y (b) *Trailing*; en cada panel se indica el sentido de rotación de la galaxia. (Puerari & Dottori (1997))

Puerari & Dottori (1997) con la idea de detectar este punto de inversión (radio de corrotación), analizaron el comportamiento relativo de las fases[‡] de la OD y el frente de

[‡]En el tratamiento de imágenes la fase de la transformada de Fourier es utilizada para la detección del corrimiento de la imagen. Para justificar esto se hace una analogía, supongamos que tenemos dos ondas armónicas: $\cos(\omega t)$ y $\cos(\omega t + \alpha)$, están son ondas que poseen un mismo comportamiento pero

choque, θ_{OD} y θ_{FC} , respectivamente, por intermedio de la *TFU* aplicada a los perfiles azimutales $I_r(\theta)$.

La transformada de fourier puede ser escrita como sigue:

$$\mathfrak{S}_m(r) = \int_{-\pi}^{+\pi} I_r(\theta) e^{-mi\theta} d\theta, \quad (2.1)$$

donde m es el número de brazos. La fase Θ es obtenida por la relación:

$$\Theta(r) = \tan^{-1} \frac{Re[\mathfrak{S}_m(r)]}{Im[\mathfrak{S}_m(r)]}, \quad (2.2)$$

donde Re y Im corresponde a la parte real e imaginaria de los coeficientes complejos de Fourier.

2.1.1. Diagrama de Fase

El comportamiento relativo de las fases θ_{od} y θ_{fc} de las espirales ejemplo en la figura 2.1, se presenta en la figura 2.2. De esta figura se puede determinar fácilmente el carácter *Leading* o *Trailing* de los brazos espirales con la simple información del tipo de forma S o Z de los brazos espirales. Sin embargo la información más valiosa para nuestro trabajo es el punto de corte entre las fase, ya que señala el radio de corrotación.

2.1.2. Diferencia de Fase

La figura 2.2 es útil en casos en que el cambio de fase es lo suficientemente clara y tiene valores, que en este diagrama son fáciles de identificar. Mas existen casos en que aparecen variaciones muy sutiles y se torna difícil identificar claramente el punto de corrotación en el diagrama de fase. En la figura 2.3 presentamos el diagrama de

están desfasadas por ángulo α , o sea tienen un corrimiento dado por el ángulo de fase. De esta manera el análisis de fase de los perfiles azimutales muestra el corrimiento (o desfase) entre la OD y el frente de choque.

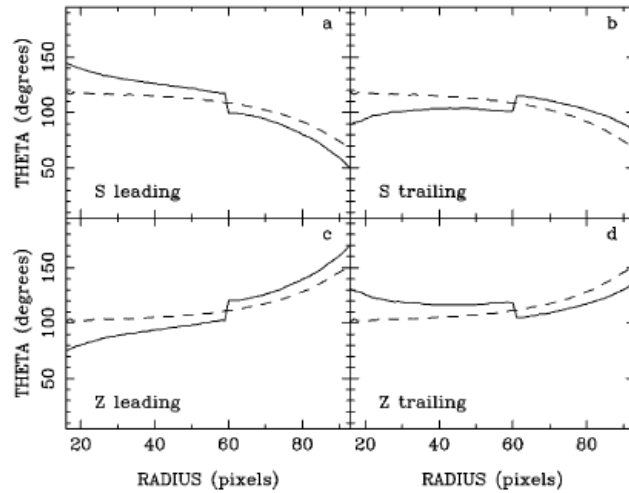


Figura 2.2: Comportamiento de la fase $\Theta(r)$ para la OD (línea punteada) y el el frente de choque (línea continua). (Puerari & Dottori (1997))

diferencia de fase tanto para espirales de tipo S como para Z. En este diagrama no va interesar el punto de corte con la línea de cero grados, que apunta al RC. De nuevo resaltamos que conociendo el tipo de brazos espirales (S o Z), es posible determinar el carácter *Leading* o *Trailing* de los brazos espirales.

2.1.3. Determinación del Ruido

Para tener certeza del punto de corte (donde esta la RC) del diagrama de fase, se recurre al procedimiento planteado por Vera-Villamizar et al. (2001), este consiste en el análisis de la fase de varias imágenes de la misma banda. Cuando comparamos los diagramas de fase de las imágenes de la misma banda, notamos una fluctuación estadística de la fase, esta puede ser cuantificada con el cálculo de la diferencia de fase entre las imágenes. bajo esta idea fueron utilizadas tres imágenes en las bandas V (visible) y H (infrarrojo), que después fueron sumadas. La suma fue calculada combinando las imágenes $V_1 + V_2$ y $V_2 + V_3$, de manera que fueron sumadas dos imágenes para hacer comparadas. El mismo tipo de proceso fue aplicado para la banda H. El aspecto global de la diferencia de fase calculado sobre imágenes de una misma banda es igual a la fluctuación estadística (σ) de alta frecuencia, en cuanto al aspecto de calculo de diferencia de fase sobre imágenes de diferente filtro producen diferencia de fase de baja frecuencia. Para tener certeza en los valores de corte del diagrama de diferencia de fase, localmente debemos tener

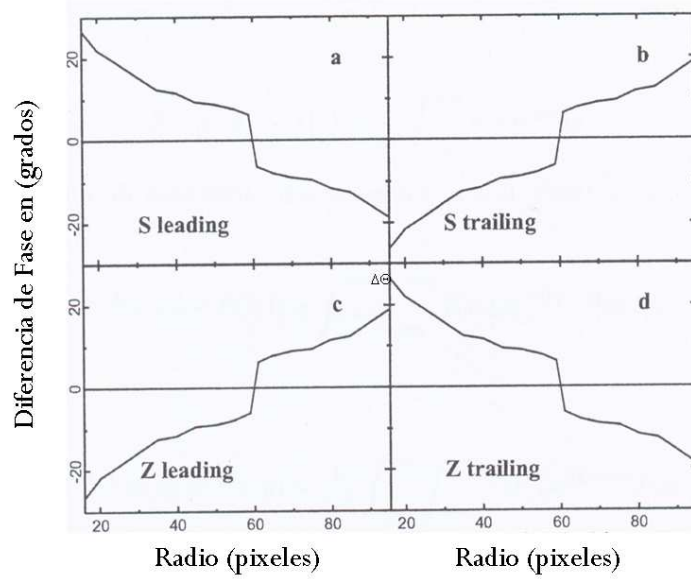


Figura 2.3: Diagrama de diferencia fase construido a partir de la figura 2.2.

cambios por encima de 3σ .

Una vez obtenido con certeza el RC, se realiza un corte en la el diagrama de ω versus el Radio, en el radio de RC para conocer la velocidad del PP, ver figura 1.13. A la par se construyen las curvas de $\Omega - \frac{\kappa}{m}$ y $\Omega + \frac{\kappa}{m}$, donde m es el numero de brazos, para hallar las posibles resonancia interna o externa del PP. Estos resultados son importantes porque son características dinámicas de la estructura espiral.

2.2 Transformada de Fourier

Cualquier función $f(x)$ que cumpla condiciones de integrabilidad puede ser escrita en términos de su transformada de Fourier en la forma:

$$\mathcal{F}[f(x)] = F(k) = \int_{-\infty}^{+\infty} f(x)e^{-ikx} dx, \quad (2.3)$$

donde $F(k)$ es la llamada transformada de Fourier. Se puede recuperar la función $f(x)$ calculando la transformada inversa de $F(k)$, que se expresa en la forma:

$$\mathcal{F}^{-1}[F(k)] = f(x) = \frac{1}{2\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} F(k) e^{-ikx} dk. \quad (2.4)$$

Para una función de dos variables la extensión es natural, podemos escribir:

$$\mathcal{F}[f(x, y)] = F(k, l) = \int_{-\infty}^{+\infty} \int_{-\infty}^{+\infty} f(x, y) e^{-i(kx+ly)} dx dy, \quad (2.5)$$

análogamente con el caso unidimensional la transformada inversa esta dada por.

$$\mathcal{F}^{-1}[F(k, l)] = f(x, y) = \int_{-\infty}^{+\infty} \int_{-\infty}^{+\infty} F(k, l) e^{-i(kx+ly)} dk dl. \quad (2.6)$$

2.3 Método de la Transformada de Fourier Bidimensional

Es posible representar los brazos espirales haciendo uso del análisis de fourier sobre las imágenes. Este análisis esta basado en espirales logarítmicas, y permite a través del espectro de Fourier determinar el numero “m”(el numero de brazos) dominante y calcular el grado de enrollamiento de los brazos. Este método es muy utilizado en el tratamiento de imágenes, porque es una herramienta matemática sencilla, y además proporciona un significado físico de la función que se estudia.

El método de transformada de Fourier fue introducido para el análisis de estructuras espirales por Kalnajs (1975), para estudiar las distribución de regiones HII, de asociaciones de estrellas OB y de gas neutro (HI) de la galaxia de andromeda. La regiones HII también fueron analizadas para diferentes muestras de galaxia (considere & Athanassoula 1982; Puerari & Dottori 1992).

Como se indico en la sección 1.5, los brazos espirales pueden ser asociados a espirales logarítmicas. De esta forma conviene tener una distribución de intensidad de la imagen de una galaxia en coordenadas polares, entonces la distribución de intensidad de una imagen deproyectada en un plano esta dada por $I(u, \theta)$ [§], donde $u = \ln(r)$, θ y r son las

[§] $I(u, \theta)$ es realmente una matriz discreta de puntos.

coordenadas polares. Luego los coeficientes de Fourier se pueden escribir:

$$\mathcal{F}[I(u, \theta)] = A(p, m) = \frac{1}{D} \int_{-\pi}^{+\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} I(u, \theta) e^{-i(m\theta + up)} du d\theta. \quad (2.7)$$

donde m representa el número de onda azimutal o número brazos, p es el numero de onda radial logarítmico o la medida de dirección y ángulo de enrollamiento de los brazos espirales, y está relacionado con el *pitch angle* de la forma: $\alpha = \arctan\left(-\frac{m}{p}\right)$; $I(\theta, r)$ es la distribución de luz de la galaxia; y D es un factor de normalización dado:

$$D = \int_{-\pi}^{+\pi} \int_{-\infty}^{+\infty} I(u, \theta) du d\theta. \quad (2.8)$$

Nosotros utilizamos un algoritmo conocido como Transformada Rápida de Fourier[¶] (TRF), para obtener la matriz $A(p, m)$ de transformada de Fourier discreta computada en la matriz $I(u, \theta)$.

Entonces el coeficiente de Fourier, $A(p, m)$, es la intensidad de una componente que tiene una forma espiral logarítmica de m brazos y que poseen un valor de *pitch angle* $\alpha = \arctan\left(-\frac{m}{p}\right)$. Las componentes que tienen un p positivo tienen un enrollamiento en forma de S (ver sección 1.6), es decir, el patrón esta enrollado en sentido antihorario. Mientras que las componentes con p negativo tiene una forma de Z; y las que tienen un $p = 0$ no tienen forma espiral, mas tienen una barra. Basados en esto podemos decir, por ejemplo, que para una espiral barrada o con distorsiones ovales la componente principal es $A(0, 2)$.

En la práctica las integrales tienen un radio mínimo, en el cual se trata de excluir el núcleo, y un radio máximo, que iría hasta el final de la estructura espiral. Los limites adecuados para el análisis de los coeficientes de Fourier es $0 \leq m \leq 6$ con paso de $\Delta m = 1$ y entre^{||} $-50 \leq p \leq 50$ con un paso de $\Delta p = 0,25$.

[¶]La rutina empleada hace parte de una serie de Algoritmos del libro *Numerical Recipes in C* (Press et al. 1995). Ella solo puede ser aplicada a lados igualmente espaciados, y tiene la limitación que los valores de M y N , que corresponde a las dimensiones de la matriz que contiene la distribución de intensidades en coordenadas (u, θ) , deben ser potencia de 2.

^{||}Los limites del intervalo de p fueron establecidos teniendo en cuenta que no han sido observados valores mayores que $p = 50$, y en el caso de $m = 2$ correspondería una espiral con un ángulo de

En los espectros de Fourier y como es natural cuando se descompone una función con el método de transformada de Fourier, aparecen armónicos de la frecuencia principal (m/p) que son $2m/2p$, $3m/3p$, ... estos armónicos tienen una misma amplitud (observe que el valor de *pitch angle* también es igual para todos los armónicos). Cuando las espirales no son logarítmicas exactas, como es el caso de las espirales reales, los armónicos tienen una amplitud menor a la componente principal.

Una prueba de la habilidad del método para detectar brazos espirales y medir su *pitch angle* es presentada en la figura 2.4 (pág. 34), la cual presenta una espiral sintética con dos brazos dibujada con un *pitch angle* de aproximadamente 10° (parte superior de la figura 2.4). Una vez que calculamos la transformada de Fourier sobre esta imagen obtenemos los espectros mostrados en la parte inferior de la figura 2.4. Allí podemos apreciar como el $m = 2$ es el pico más alto en los espectros (apuntando la componente más importante) y que se encuentra en $p = -10$, que es el valor esperado para un *pitch angle* aproximado de 10° . El signo negativo del valor de p nos apunta a una espiral con enrollamiento de tipo Z, que concuerda efectivamente con la espiral. Los otros picos que se encuentran en $m=4$ y $m=6$ son armónicos del pico principal en $m = 2$ (observe que cumple la relación señalada arriba para los armónicos).

La transformada inversa de las funciones complejas $A(p, m)$ deben reconstruir la galaxia. La transformada de Fourier inversa está definida como sigue:

$$\mathcal{AT}(u, \theta) = \sum_m S_m e^{im\theta} dk dl, \quad (2.9)$$

donde la función S_m representa el perfil de densidad radial de la componente m , que puede escribirse:

$$S_m(u) = \frac{D}{e^{2u} 4\pi^2} \int_{-p}^{+p} G_m A(p, m) e^{ipu} du, \quad (2.10)$$

donde $G_m(p)$ es dada por la siguiente ecuación:

$$G_m(p) = e^{-\frac{1}{2}[(\frac{p-p_{max}}{25})^2]}, \quad (2.11)$$

enrollamiento menor a $\alpha = 2$.

con p_{max} siendo el valor de p para el cual el espectro de un determinado m es máximo en amplitud.

La expresión 2.11 representa un filtro de alta frecuencia usado para suavizar el espectro $A(p, m)$ en los extremos del intervalo integración, que para nuestro caso es $-50 \leq p \leq 50$.

Con las ecuaciones 2.9 y 2.10 pueden ser obtenidos muchos resultados. Por ejemplo la función $S_m(r)$ (de aquí en adelante función de densidad radial de Fourier) es independiente de θ y representa la distribución radial de intensidad para cualquier componente m . De esta manera mediante su análisis se puede determinar en que posición de la galaxia una determinada componente es dominante.

Ahora cuando recuperamos una función $S_m e^{im\theta}$ para una determinada componente m , obtenemos una antitransformada correspondiente a los valores específicos de m . Una gran ventaja de esto es que podemos dibujar componentes individuales o la suma de ellas de la transformada inversa.

Resumiendo por medio de la transformada de Fourier bidimensional, podemos separar de la estructura espiral los modos (o componentes) m que la constituyen, y determinar cual es el modo (s) principal (es) o dominante(s), y también conocer como es su comportamiento y relevancia en el disco.

2.4 Método de Elmegreen

En muchos casos, la estructura espiral permanece invariante bajo una rotación de un ángulo de $2\pi/m$, donde m es el numero de brazos, alrededor del centro, conocido como simetría m -fold. En esta simetría las galaxias tienen un numero m dominante de brazos. La mayoría de las galaxias tienen un modo $m=2$ que domina.

Este método fue propuesto y desarrollado por Elmegreen, Elmegreen & Montenegro (1992) (EEM92). Inicialmente ellos notaron que existían muchas galaxias espirales que presentaban una transición de una estructura predominante a de dos brazos en las regiones internas, a una estructura de brazos múltiples en las regiones externas. Kalnajs en 1983 tenía propuesto la separación de las componentes simétricas en galaxias espirales, usando sucesivas rotaciones y sustracciones en imágenes de galaxias. Y fue precisamente esta idea que EEM92 que emplearon para conseguir separar las componentes de 2 y 3 brazos en galaxias.

Inicialmente las imágenes de galaxias deben ser tratadas según el proceso presentado en el capítulo 3. A partir de estas imágenes reducidas (que serán designadas como imágenes I) pueden ser ilustradas las partes simétricas de las galaxias haciendo sucesivas rotaciones y sustracciones. Una imagen que contiene todo lo que no es simétrico en una galaxia (que se llamaremos A_2) puede ser creada, haciendo una sustracción de imagen I de una I rotada un ángulo de 180° , o sea:

$$A_2 = [I(r, \theta) - I(r, \theta + \pi)]_T, \quad (2.12)$$

donde el sufijo T indica truncamiento, o sea, que los píxeles con valores negativo son tomados como cero. La imagen A_2 muestra la forma estelar no simétrica e irregular en la estructura espiral, además de un poco de estructura de un brazo y de tres brazos.

La parte bisimétrica de una galaxia (que aquí designaremos como imagen S_2) será la diferencia entre la imagen original I y la imagen que contiene la parte asimétrica A_2 . Esta operación puede ser detallada matemáticamente de la siguiente manera:

$$S_2 = I(r, \theta) - [I(r, \theta) - I(r, \theta + \pi)]_T. \quad (2.13)$$

Con este proceso estamos simplemente resaltando todos los detalles brillantes que tienen contrapartida de detalles igualmente brillante, y diametralmente opuesta en la galaxia. De esta forma estamos resaltando estructuras simétricas como spurs en los brazos espirales, regiones de formación estelar, etc.

La estructura de tres brazos (Llamada imagen S_3) puede ser obtenida siguiendo la misma línea de raciocinio de la imagen (S_2). Aquí son hechas dos imágenes rotadas un ángulo de 120 grados sucesivamente y substraídas de la imagen original I . Esto puede ser escrito así:

$$S_3 = 2I(r, \theta) - [I(r, \theta) - I(r, \theta + 2\pi/3)]_T - [I(r, \theta) - I(r, \theta - 2\pi/3)]_T. \quad (2.14)$$

De acuerdo con esta ecuación, Características que aparecen en dos de tres lados de un triángulo equilátero, tienen la mitad de brillo de las que aparecen en los tres lados. Por esta razón, las imágenes S_3 no son perfectamente simétricas; mas tienen una representación en brillo de las simetrías de tres brazos, siendo las partes más brillantes las más simétricas.

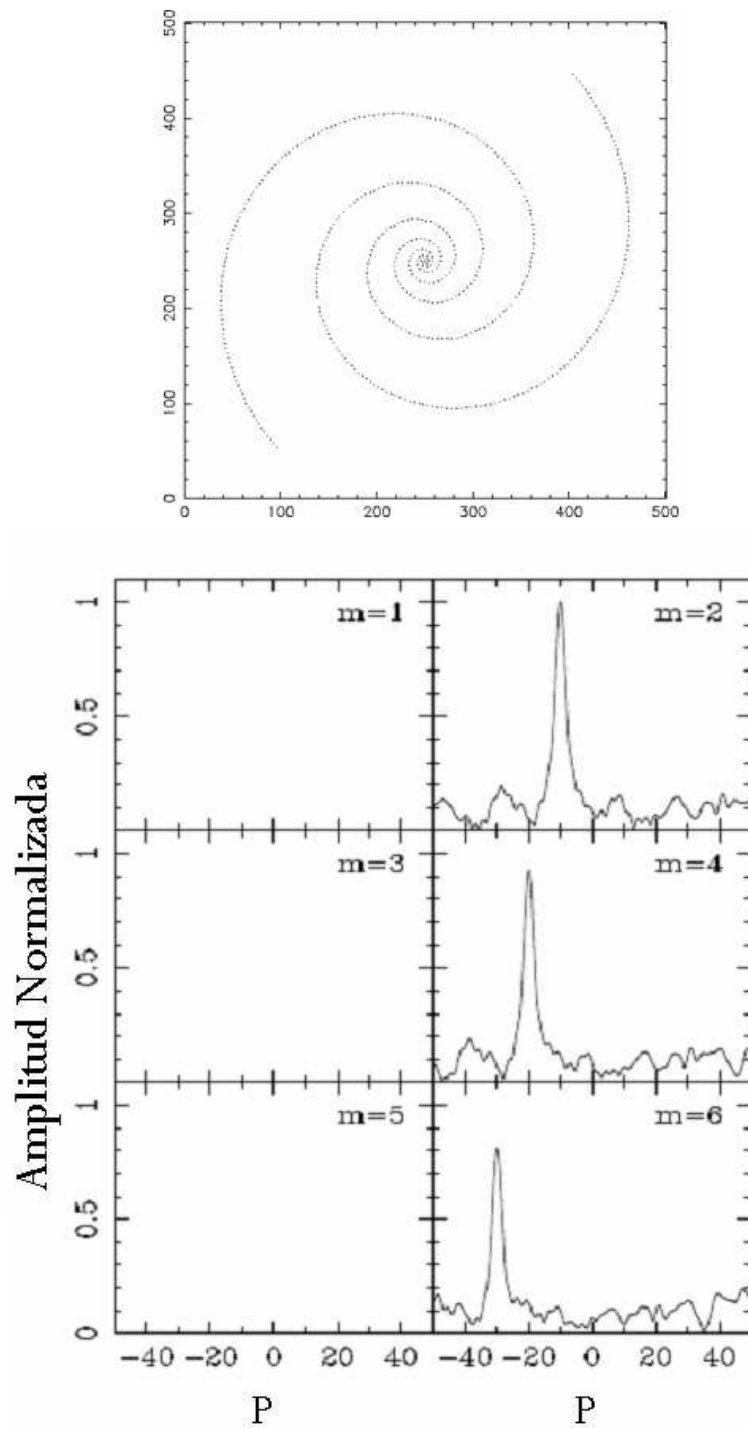


Figura 2.4: En la parte superior de la figura se presenta una espiral sintética de 2 brazos, y en la parte inferior los espectros de Fourier.

REDUCCIÓN DE IMÁGENES

Entre el momento de emisión de luz del objeto celeste y el momento de detección de la imagen, ésta sufre varias modificaciones. Se puede mencionar varios efectos: la absorción y dispersión de la luz por el medio interestelar (gas molecular, polvo, etc); la atenuación debido a la atmósfera; los efectos instrumentales del sistema empleado para adquisición de la imagen. Es por estos motivos que se “reducen las imágenes”, es decir, se tratan para quitar esta contribución extra a la luz propia de los objetos.

El proceso de reducción de imágenes que empleamos, tiene los siguientes pasos:

- Corregir imperfecciones de las imágenes tales como píxeles malos, estrellas de campo, etc.
- Realce de la estructura por medio de la sustracción del perfil radial.
- Deployección de las imágenes.

Este procedimiento de reducción se realizo con ayuda el paquete astronómico IRAF* (Image Reducction and Astronomical Facilities, ver <http://www.iraf.com>).

*El paquete de IRAF es una herramienta que tiene una gran cantidad de programas para el análisis y reducción de imágenes, es escrito y soportado por el grupo de programación IRAF del Observatorio Nacional de Astronomía Óptica (NOAO) en Tucson, Arizona. El IRAF es un software libre.

3.1 Realce de las Estructuras espirales en las Imágenes

Las galaxias tiene un intervalo de brillo muy grande entre el núcleo y las extensiones más débiles, y los detectores tiene un intervalo dinámico muy pequeño para poder representar el intervalo de intensidades. Así, las imágenes que aparecen super-expuestas en el núcleo de galaxia lo son muy débiles en las regiones externas. Estas regiones externas son de gran importancia porque permiten conocer el radio de máxima extensión de los brazos espirales. Es importante señalar en este punto que los brazos espirales son, de hecho, muy débiles en la mayoría de imágenes de galaxias espirales principalmente en las imágenes del infrarrojo (bandas J, K, etc.), por tanto, es necesario realizar un proceso para recalcar detalles de poca luminosidad en las imágenes. En este proceso primero se retira el perfil radial promediado azimultamente, que puede ser calculado a través de la siguiente relación:

$$\bar{I}_\theta(r) = \frac{\sum_\theta I(r, \theta)}{N}, \quad (3.1)$$

donde $I(r, \theta)$ es el valor de intensidad en una matriz original en el pixel (r, θ) y N representa el numero de píxeles usados para calcular la media en cada radio r .

Subtrayendo el valor de intensidad en cada pixel por el valor de intensidad promedia en el radio correspondiente, obtenemos una imagen sin el perfil azimutal:

$$I_{perf}(r, \theta) = I(r, \theta) - \bar{I}(r, \theta). \quad (3.2)$$

La característica más notable de esta imagen es el aparecimiento de un hueco en la región central de la galaxia. Este fenómeno sucede por causa de los valores de intensidad promediados $\bar{I}(r, \theta)$ en la región central son muy altos. Para corregir este problema debe hacerse una normalización de la imagen a un valor RMS^\dagger constante. Definiendo el valor RMS para cada radio como sigue:

$$RMS = \sqrt{\frac{\sum_\theta [I(r, \theta) - \bar{I}(r, \theta)]^2}{N}}. \quad (3.3)$$

[†]el valor de RMS corresponde al valor sigma, o sea, es una medida del esparcimiento de los valores con respecto a una media.

La normalización de las imágenes a un valor RMS constante es hecha multiplicando todos los píxeles localizados a una misma distancia r por el valor:

$$B(r) = \frac{c}{RMS(r)}, \quad (3.4)$$

donde el valor de la constante c puede ser calculado como siendo el promedio de los valores $RMS(r)$, o sea:

$$c = \sum_r \frac{R\bar{M}S}{n}, \quad (3.5)$$

donde el valor n corresponde al número de valores $R\bar{M}S$ obtenidos a través de la matriz $I(r, \theta)$.

3.2 Deproyección de las imágenes

Las galaxias están inclinadas aleatoriamente para nuestra línea de visión. Por convención la inclinación de una galaxia discoidal es el ángulo medido entre el disco y la perpendicular a nuestra línea de visión. Galaxias con una inclinación de 90° grados son conocidas como edge-on, en cuanto galaxias con una inclinación de 0° grados son llamadas face-on. Los discos de galaxias son prácticamente circulares cuando son observados face-on, por lo tanto una galaxia inclinada un ángulo β , es vista en nuestro plano de visión como un disco elíptico. El catalogo Third Reference of Bright Galaxies (RC3)(de Vaucouleurs et al. 1991), presenta los valores de la razón de los ejes de las elipses para casi la totalidad de las galaxias conocidas. La inclinación β puede ser determinada por:

$$\beta = \arccos \left(\frac{b}{a} \right), \quad (3.6)$$

donde b y a son los semiejes de la elipse proyectada en el cielo. En particular el RC3 presenta el $\log r_{25}$, donde r_{25} corresponde a la razón del eje menor sobre el eje mayor de la elipse, y el subíndice 25 se refiere al nivel de luminosidad de $25 \text{ mag arcsec}^{-2}$, del cual son medidos los ejes. También en RC3 podemos encontrar el valor del Ángulo de Posición (AP) de la galaxia. Este es el ángulo mayor del disco elíptico proyectado en el plano del cielo, medido con respecto al norte, en sentido este.

El conocimiento de los ángulos de inclinación y de posición permite deproyectar la imagen de la galaxia, de esta manera podemos tener la galaxia de análisis face-on, donde la estructura espiral se puede analizar de mejor forma. El problema principal de la deproyección de imágenes digitales, como en el caso nuestro, es el tratamiento de los elementos de imagen (píxeles) que sufren ampliaciones diferentes según la posición en la imagen, siendo que píxeles en un mismo ángulo de posición de la imagen sufren la misma transformación. El criterio usado para solucionar este problema es la normalización de píxeles en la imagen deproyectada. El proceso es el siguiente: para cada pixel de la imagen original determinamos el valor de área (por ejemplo 1×1 segundo de arco). Luego, en la imagen deproyectada es calculado el valor del área correspondiente a los píxeles en la imagen original, que varía dependiendo de la posición de tal pixel. Entonces, el valor de flujo en el área deproyectada es normalizado de tal manera que sea igual al valor del pixel en la imagen deproyectada.

Como ejemplo, en la figura 3.1 presentamos un imagen antes y después del proceso de deproyección y de realce de estructura. Puede ser percibido en el cuadro (b) de la figura 3.1 que los detalles de la periferia del disco galáctico son fuertemente contrastados con este método y las regiones de los brazos espirales son bastante realzadas. Este proceso permite un mejor análisis de perturbación en toda la extensión del disco. Resaltamos que el proceso de contraste hace perder información sobre la intensidad relativa entre diversas partes de la estructura espiral, mas ese no es el objeto de nuestra investigación.

3.3 Imágenes de Análisis

Para estudiar las regiones circumnucleares, se necesita de muy buena resolución debido a la gran distancia de las galaxias de análisis y la “pequeñas” escala de las espirales nucleares (entre 1 kpc y 6 kpc). Es por este motivo que se emplearon imágenes del telescopio espacial Hubble HST (por sus siglas en inglés Hubble Space Telescope), estas fueron obtenidas del archivo de datos del telescopio espacial MAST[‡] (<http://archive.stsci.edu>).

Las imágenes en el visible son de la cámara WFPC2, y fueron tomadas a través de la banda $F606W$ (de aquí en adelante la banda V), la cual tiene un ancho de banda de aproximadamente 2002 \AA y está centrada 5935 \AA ; y tiene una resolución de $0,046 \text{ pix/arc}$. Las imágenes en el infrarrojo son de la cámara NICMOS, y fueron toma-

[‡]MAST es el Multimission Archive at STScI, y el STScI es el Space Telescope Science Institute, el cual es operado por the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA), Inc., bajo el contrato de NASA, NAS 5-26555.

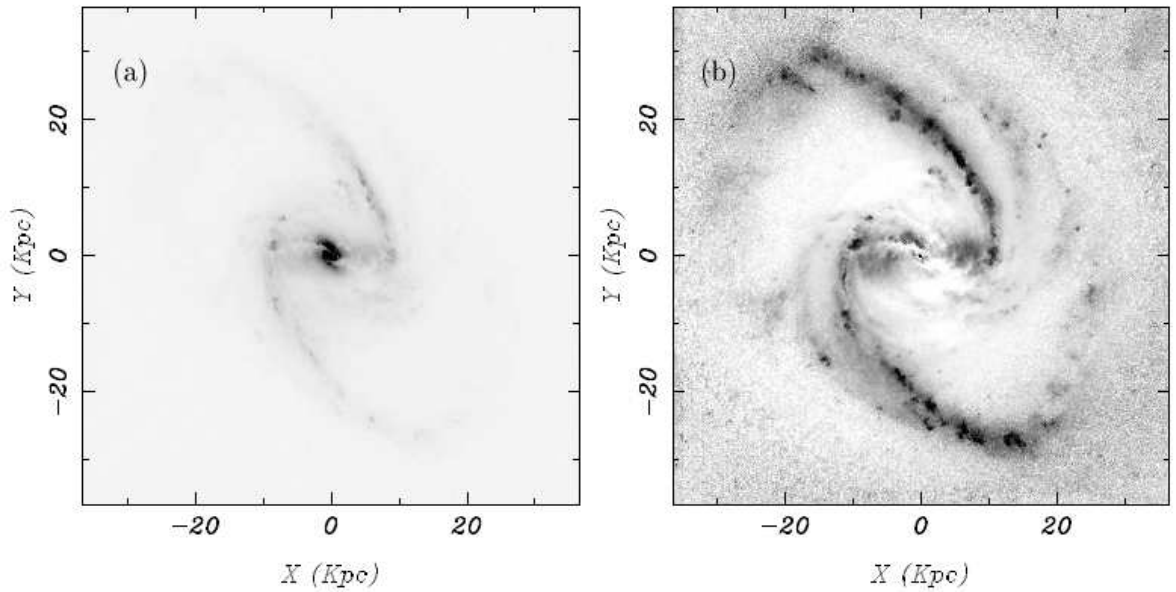


Figura 3.1: NGC 1365: En (a) la imagen original sin las estrellas de campo. En (b), igual que (a), mas esta imagen fue deproyectada, sustraído el perfil radial y luego normalizada.

das a través de la banda $F160W$ (de aquí en adelante banda H), la cual esta tiene un ancho de banda de aproximadamente 2000 \AA y está centrada en $1,6\mu m$; y tienen una resolución de $0,075 \text{ pix/arc}$.

En este trabajo analizaremos las regiones circumnucleares de NGC 5427 Y NGC 1530, estas galaxias fueron escogidas bajo los siguiente aspectos:

- Definición de la estructura espiral
- Existencia de imágenes de la estructura espiral tanto en el visible como en el infrarrojo
- Estudios referenciados de la galaxia, para la comparación de resultados.

CARACTERIZACIÓN DE LA REGIÓN CIRCUMNUCLEAR DE NGC 5427

NGC 5427 es una galaxia espiral, que tiene una clasificación morfológica SAc en el RC2 (de Vaucouleurs, de Vaucouleurs, & Corwin 1976), el valor de velocidad de recesión es de 2618 km s^{-1} (Theureau et al. 1998), y permite calcular la distancia a la galaxia, 34.9 Mpc, tomando la constante de Hubble, $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. La inclinación de NGC 5427 con respecto nuestra línea de visión es de 31° y el ángulo de posición es de $11,93^\circ$ según el RC3 (de Vaucouleurs et al. 1991).

Esta galaxia se encuentra en interacción con NGC 5426 que está a una distancia de 2.3 arcmin (23.34 kpc) (Sandage & Bedke 1994). Este par de galaxias fue catalogado por Vorontsov-Velyaminov (1959), y después incluido como objeto 271 en el atlas de Arp (1966). En el cuadro superior de la figura 4.1 se pueden ver los dos leves puentes de interacción entre las dos galaxias. Debido a que los campos de velocidad no muestran una fuerte perturbación se cree que este sistema tiene poco tiempo de interacción (Fuentes-Carrera et al. 2004).

Eskridge et al. (2002) describen NGC 5427 como una galaxia con un núcleo pequeño y del cual emergen dos brazos espirales *grand-design*, los cuales tienen amplias zonas de formación estelar, así lo de muestra la presencia de gran cantidad de regiones HII* (Gonzalez & Perez 1992; Gonzales et al. 1997). Fuentes-Carrera et al. (2004) encontraron una buena relación entre las características dinámicas de HII y morfológicas de la galaxia. Alfaro et al. (2001) obtuvieron la curva de rotación de NGC 5427, en esta

*El HII (Hidrógeno Ionizado) es buen trazador de las zonas de formación estelar (Kennicutt 1989).

identificaron oscilaciones que se correlacionan con la presencia de los brazos espirales, ellos sugirieron que este comportamiento es similar al esperado por la interacción de una onda de densidad espiral con un disco denso de gas (Martos & Cos 1998).

El núcleo de NGC 5427 es Seyfert II[†]. Colina et al. (1997) estudiaron la formación estelar en la región circumnuclear en busca de la relación de esta zona con la actividad nuclear. Ellos observaron un anillo circumnuclear en el ultravioleta que coincide con el anillo de regiones HII encontrado en diferentes trabajos (ver fig.8 en Gonzalez & Perez 1993, fig.1 en Alfaro et al. 2001, e imágenes en H_α de Evans et al. 1996 y Gonzalez et al. 1997), ambos anillos tienen un radio de un 1 kpc .

4.1 Transformada de Fourier Bidimensional

La Transformada de Fourier fue calculada entre los radios $0,63\text{kpc}$ y $1,39\text{kpc}$ en las imágenes[‡] de las bandas V (cuadro (a), figura 4.2) y H (cuadro (b), figura 4.2) de NGC 5427, previamente reducidas siguiendo el procedimiento descrito en el capítulo 3. En los espectros de Fourier de la figura 4.3 aparece la componente $m = 2$ como la más dominante en las dos bandas. El enrollamiento de los brazos es de tipo Z (ver sección 2.3), por lo tanto se analizaron los picos con valor de p negativo.

En la tabla 4.1 son mostrados los picos más importantes del conjunto de componentes en las dos bandas. El hecho más notable, es el desfase de los picos cuando son comparados la bandas; por ejemplo el pico más importante en $m = 2$ en la Banda V tiene un *pitch angle* (grado de enrollamiento) de 12.9 y en la banda H de 14, este fenómeno nos está apuntando probablemente el desplazamiento del patrón perturbador cuando es observado en las bandas V y H. También es de notar la considerable amplitud en los picos de $m = 4$ y $m = 6$ en las dos bandas, con un valor promedio de 0.59 y 0.63 para las bandas V y H respectivamente. Como sabemos los armónicos en el espectro de Fourier aparecen con dos características específicas que permiten identificarlos: la primera que coincidan con el mismo valor de *pitch angle* y la segunda que la amplitud disminuya en forma apreciable. Estas características no la poseen estos picos, luego no son armónicos. Con la ayuda de las Funciones de Densidad Radial de Fourier se

[†]Las Seyfert son galaxias espirales, con núcleos puntuales muy brillantes. Presentan espectros en el óptico caracterizados por la presencia de líneas de emisión anchas y estrechas (Seyfert de tipo I) o solamente estrechas (Seyfert de tipo II).

[‡]Las imágenes tienen un tamaño de $[18,2 \times 18,2]\text{ arcsec}$, con una resolución de aproximadamente $0,17\text{ kpc arcsec}^{-1}$.

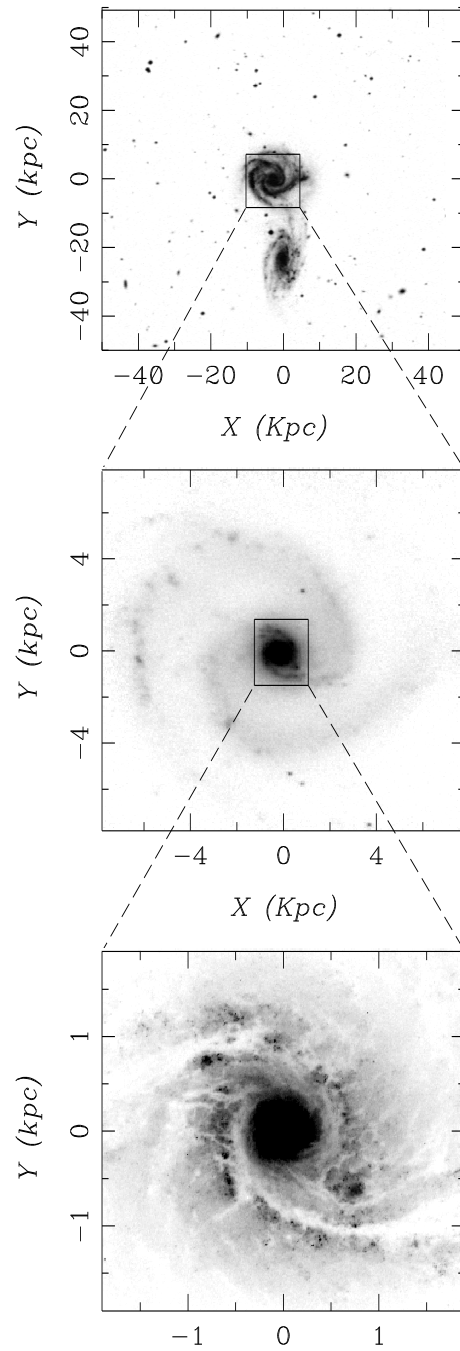


Figura 4.1: Imágenes a diferente escala de NGC 5427. En la imagen superior se observa NGC 5427 con su galaxia compañera NGC 5426; la imagen del medio es NGC 5427 en toda su extensión; y la imagen inferior es la región circumnuclear de NGC 5427.

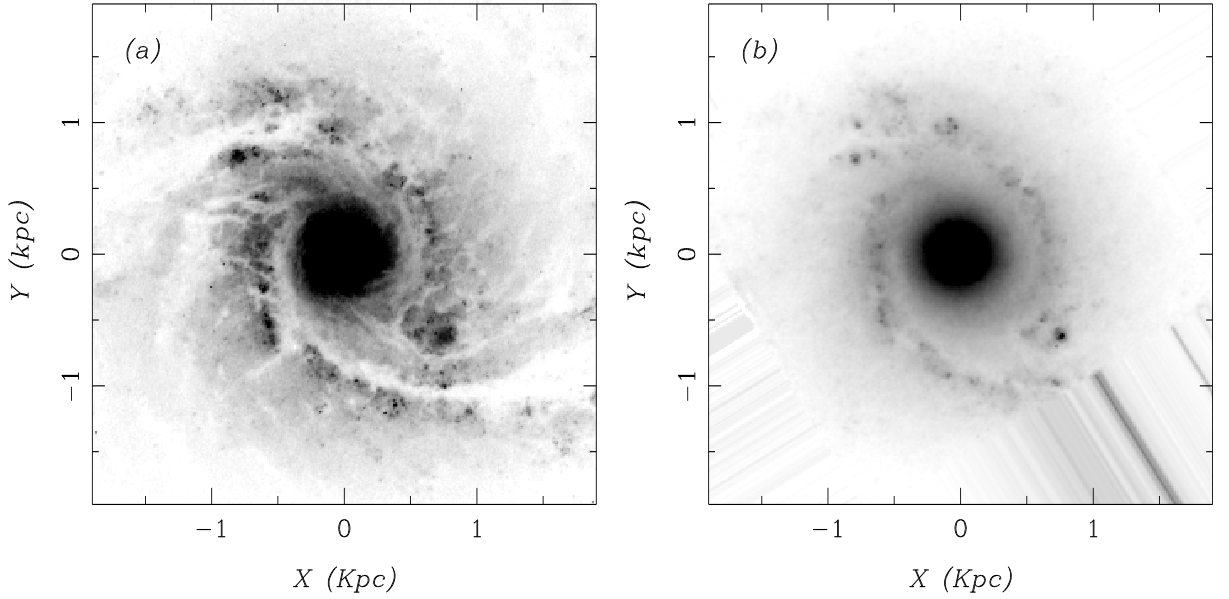


Figura 4.2: Imágenes reducidas de NGC 5427: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.

comprobara su importancia.

Las funciones de densidad radial de Fourier son presentadas en las figura 4.4 y la figura 4.5 en las Bandas V y H respectivamente. La componente $m = 2$ domina en casi toda la extensión del disco, excepto en el sector de $0,9 \text{ kpc}$ para la banda V y el sector $0,94 \text{ kpc}$ para la bandas H.

En la figura 4.6 se presenta la comparación entre la componente $m = 2$ y las componentes $m = 4$ y $m = 6$ de la banda H, observamos entonces un dominio de la componente $m = 2$ en casi toda la extensión del disco, este comportamiento resta importancia a los

Banda	m	p	Amplitud	θ
V	2	-8,75	1,00	$12,9 \pm 0,4$
	4	-7,00	0,51	$28,9 \pm 0,8$
	6	-9,50	0,67	$32,3 \pm 0,7$
H	2	-7,00	1,00	$14,0 \pm 0,4$
	4	-5,00	0,65	$38,7 \pm 2,7$
	6	-10,75	0,61	$29,2 \pm 0,6$

Tabla 4.1: Valores de los picos del espectro de Fourier para NGC 5427.

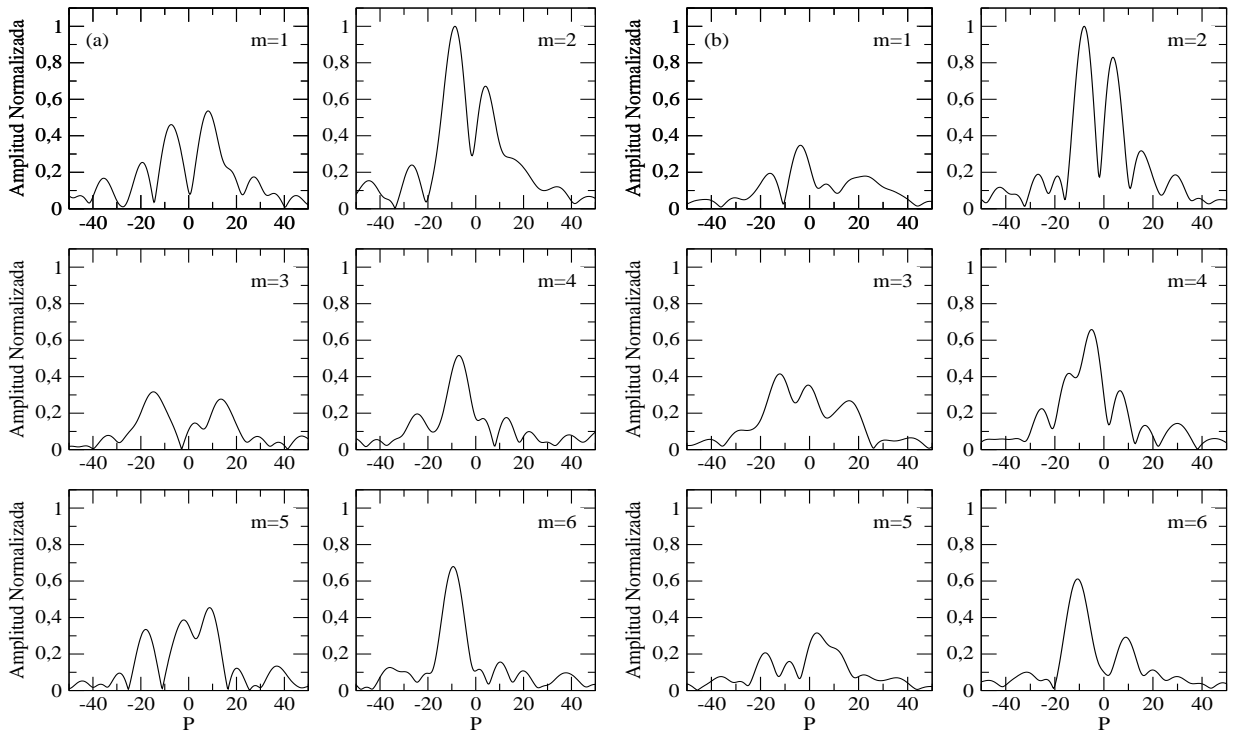


Figura 4.3: Espectros de Fourier (EF): en el panel izquierdo se presentan EF para la banda V, y en el panel derecho los EF en la banda H.

modos $m = 4$ y $m = 6$.

En la figura 4.7 son comparadas las componentes $m = 2$ de las funciones de densidad radial de Fourier de la banda V y H. Las dos componentes muestran comportamientos similares en radios cercanos al núcleo hasta el punto de 1 kpc , donde las componentes toman comportamiento opuestos, en la banda V la componentes decae a medida que nos alejamos en el radio, situación contraria en la banda H donde la componente aumenta con el radio.

En la sección 1.1 comentamos el domino que tiene la población estelar joven en la luminosidad en el visible (banda V) asimismo el domino que tiene la población estelar vieja en la luminosidad en el infrarrojo (banda H) (Eskridge et al 2002). Aplicando lo anterior el comportamiento de la función de densidad radial sirve como una buena aproximación de la distribución de población estelar en el disco en función del radio. Por lo tanto a partir del análisis del comportamiento de la componente $m = 2$ (que en el caso de NGC 5427 es la componente más dominante) tendremos una idea de cómo es la distribución de la población estelar en el disco.

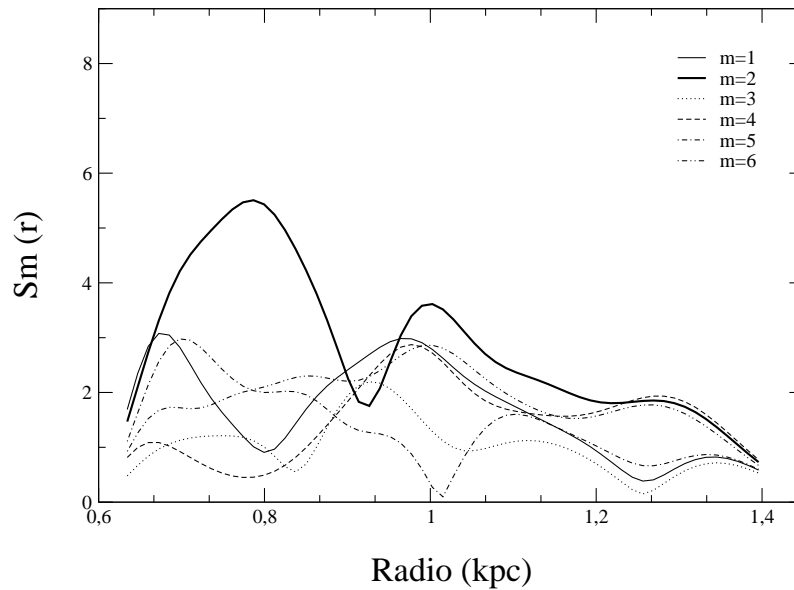


Figura 4.4: Funciones de densidad radial de Fourier de NGC 5427 en la banda V.

En la figura 4.7 vemos que las dos componentes $m = 2$ tienen una fuerte presencia cerca al centro del disco (distribución de edades pareja), teniendo un máximo común en $0,75 \text{ kpc}$, a partir de ese punto las dos componentes decaen, llegando a su valor mínimo en la región de $0,92 \text{ kpc}$. Después de esta región las componentes vuelven a aumentar hasta la región de un 1 kpc , hasta aquí la distribución de población estelar ha sido similar, este punto es clave porque a partir de él las dos componentes tienen comportamientos diferentes: La componente de la banda V (población joven) comienza con un decaimiento hasta el final del disco; en cambio la componente de la banda H (población vieja) sigue en una tendencia de aumento. Resumimos las características globales de cada población: La población joven (banda V) tiene una mayor presencia en radios cercanos al núcleo, pero su proporción decae en radios lejanos. La población vieja tiene también una mayor presencia cerca al núcleo, después decae en la región media del disco ($0,87 \text{ kpc}$ a $0,94 \text{ kpc}$), y vuelve a tener una proporción grande al final del disco. La distribución de edades en el disco es un aporte importante en la descripción morfológica de estas zonas, además a partir de esta información se puede conocer la edad del patrón perturbador (Junquiera & Combes 1996; Vera-Villamizar et al 2001)

La figura 4.8 muestra las imágenes Antitransformadas de NGC 5427 calculadas en las bandas V y H para la componente $m = 2$. Estas imágenes sintéticas fueron obtenidas con el procedimiento descrito en la sección 2.3. Al hacer la comparación de las dos imágenes Antitransformadas observamos, que los brazos espirales tienen una fuerte

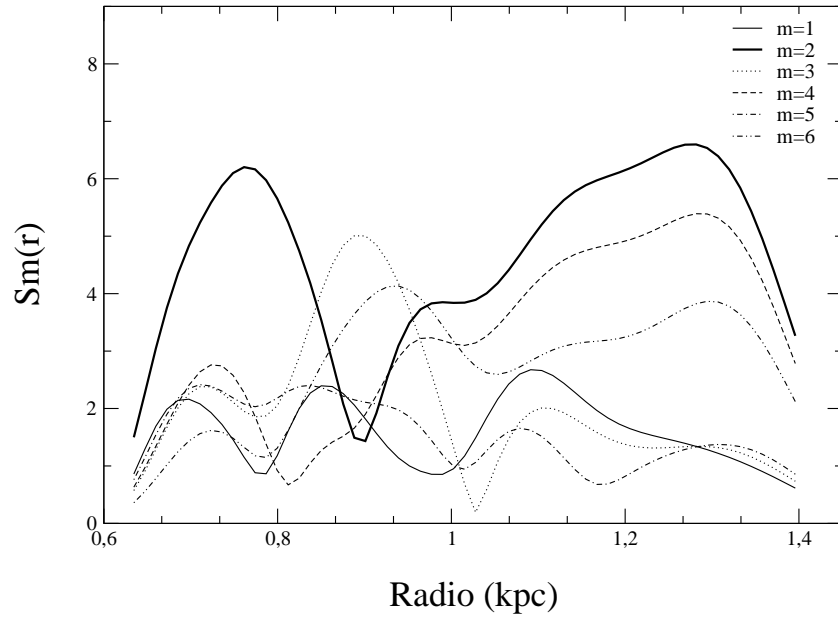


Figura 4.5: Funciones de densidad radial de Fourier de NGC 5427 en la banda H.

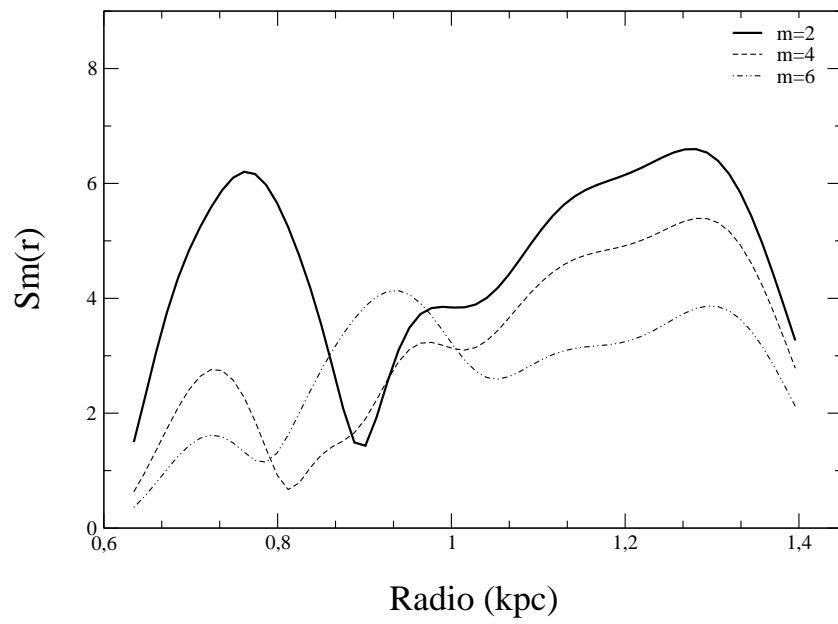


Figura 4.6: Funciones de densidad radial de Fourier de NGC 5427 en la banda H: para los $m = 2, 4$ y 6 .

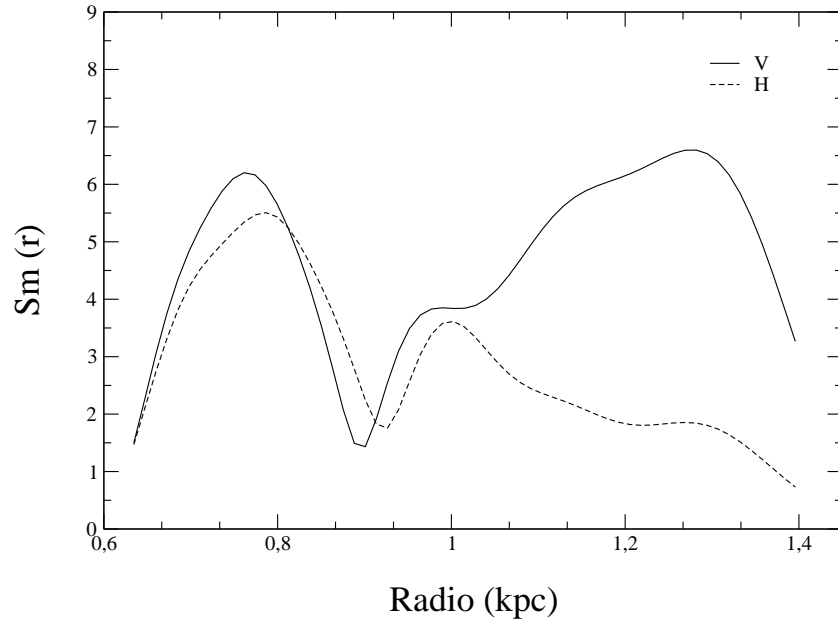


Figura 4.7: Funciones de densidad radial de Fourier para la componente $m = 2$ en las bandas V y H.

intensidad y un ancho mediano en la región cercana al núcleo, después hay una región (0.87 a 0.94 kpc) de decaimiento de intensidad y disminución del ancho de los brazos espirales, observe que este sector coincide con el mínimo de las funciones de densidad radial, ahora en la región entre 0.94 y 1.03 kpc los brazos mantienen el mismo ancho pero aumentan su intensidad, y a partir de este radio la Antitrasformada de cada banda tienen un comportamiento diferente para los brazos: Para la Antitrasformada de la banda V, en el último sector del disco aumentan considerablemente el ancho de los brazos espirales y decae su intensidad; los brazos espirales de la Antitrasformada de la banda H, aumentan su ancho y su intensidad. Percibimos que las imágenes de las Antitrasformadas siguen el mismo comportamiento de las funciones de densidad radial de Fourier. También notamos que las Antitrasformadas complementan muy bien el análisis de la componente $m = 2$ al mostrar su distribución azimutal de intensidad en el disco.

La figura 4.9 presenta los contornos de la Antitrasformada para la componente $m = 2$ de la banda V y H sobrepuestos sobre las respectivas imágenes originales de cada banda. Se observa que los contornos describen muy bien la estructura espiral, dando validez y confiabilidad a los resultados del método Fourier.

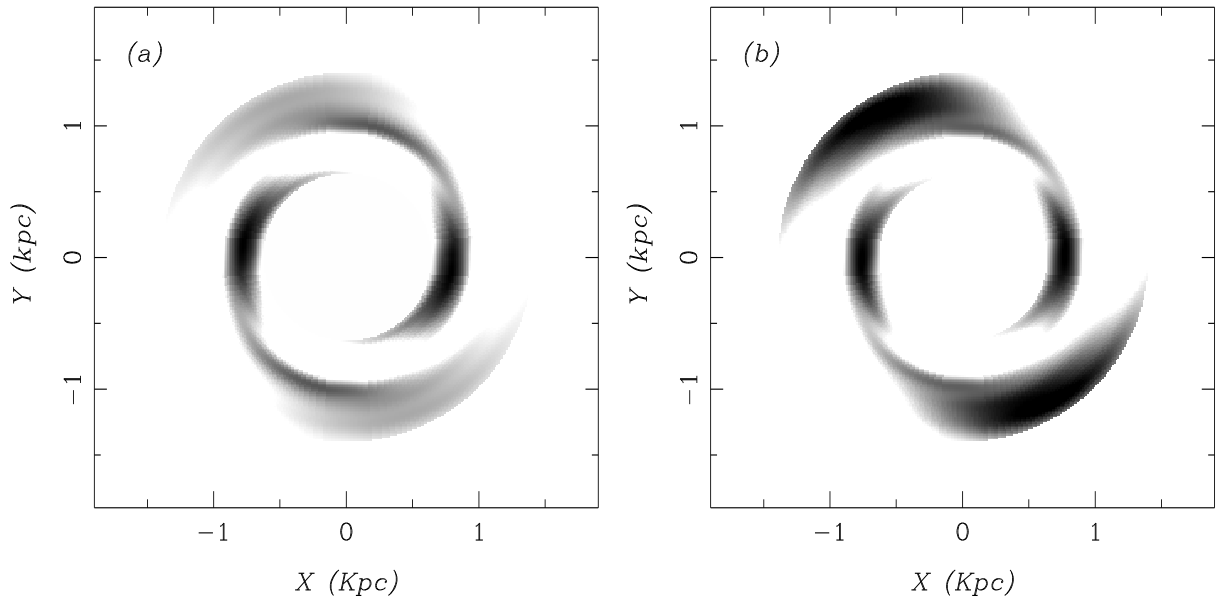


Figura 4.8: Antitransformadas para $m = 2$: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.

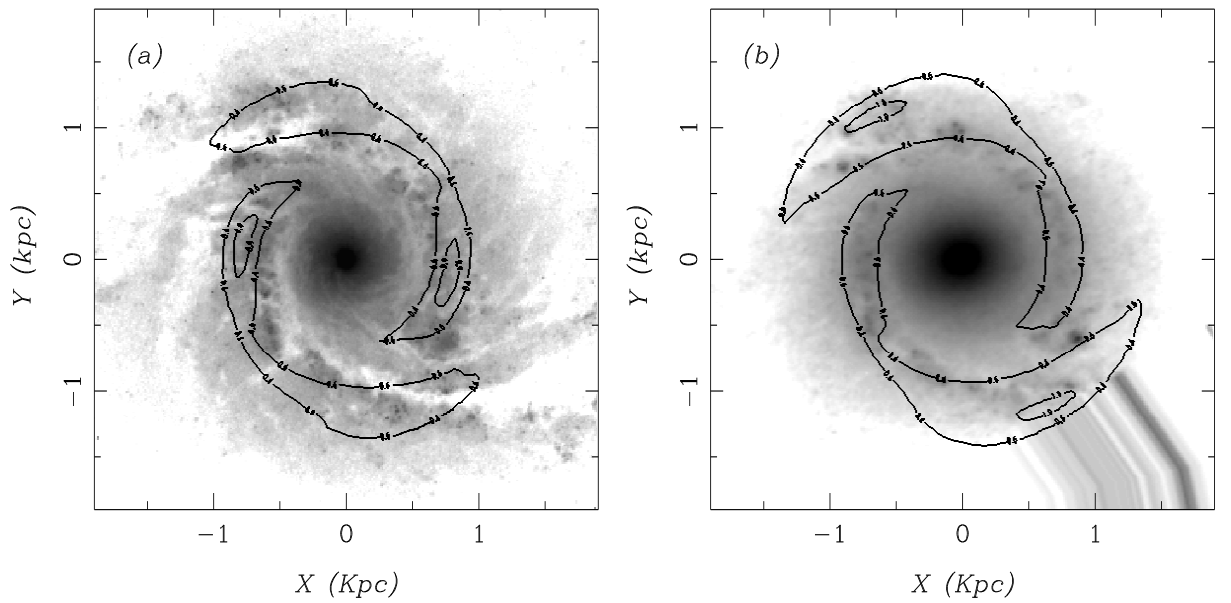


Figura 4.9: Contorno de la Antitransformada $m = 2$ sobre las imágenes reducidas: en el cuadro (a) la banda V y el cuadro (b) banda H.

4.2 Simetrización de las Imágenes

En la figura 4.10 son mostradas las imágenes simetrizadas de NGC 5427 en las bandas V y H según el método de Elmegreen (EEM92), explicado en la sección 2.4. Del panel de imágenes presentado en la figura 4.10 las imágenes S2 en las dos bandas (ver cuadro (a) y (d)) muestran las estructuras mejor definidas de todo el conjunto de imágenes. La estructura de la imagen S2 de la banda H (cuadro (d)) muestra una barra central que tiene un radio de $0,38 \text{ kpc}$, otra característica importante que tiene esta estructura son las espuelas (spurs[§]) simétricas que surgen de los brazos espirales en la región $0,82 \text{ kpc}$ (también aparecen en la imagen S2 de la banda V, ver cuadro (a)), esta característica se observa en brazos espirales a gran-escala, dos ejemplos son NGC628 y NGC 5457.

En la imagen S3 de la banda V (ver cuadro (b)) se observa una estructura débil, presentando tres grumos simétricos en la región central del disco, y a partir de un radio de $0,82 \text{ kpc}$ surgen dos pares de tres brazos espirales. En la imagen S3 de la banda H (cuadro (e)), es difícil distinguir algún tipo de estructura, el único aspecto importante es la aparición de tres grumos simétricos en la radio $0,88 \text{ kpc}$.

Las imágenes asimétricas A2 en las banda V (cuadro (c)) y banda H (cuadro (f)), muestran las partes no bisimétricas de la estructura circumnuclear, muestra la parte de los brazos espirales no simétricas y al parecer estas estructuras están contribuyendo a la aparición de estructuras simétricas en estas imágenes S3.

De la descripción anterior, notamos que la estructura bisimétrica está muy bien definida y es importante en la mayor parte del disco, corroborando los resultados previos, que señalan a la componente $m = 2$ como la componente principal de la estructura espiral.

[§]Los spurs son partes pequeñas de materia (estrellas, gas etc.) que salen de los brazos espirales en forma de “espuelas”, y son ubicados simétricamente en los brazos. En teoría estas estructuras ocurren en un radio de resonancia donde 4 epiciclos son hechos en una órbita completa en el marco de referencia del patrón espirales, es decir, donde $\omega - \omega_p = +\kappa/4$, esta resonancia es llamada 4:1.

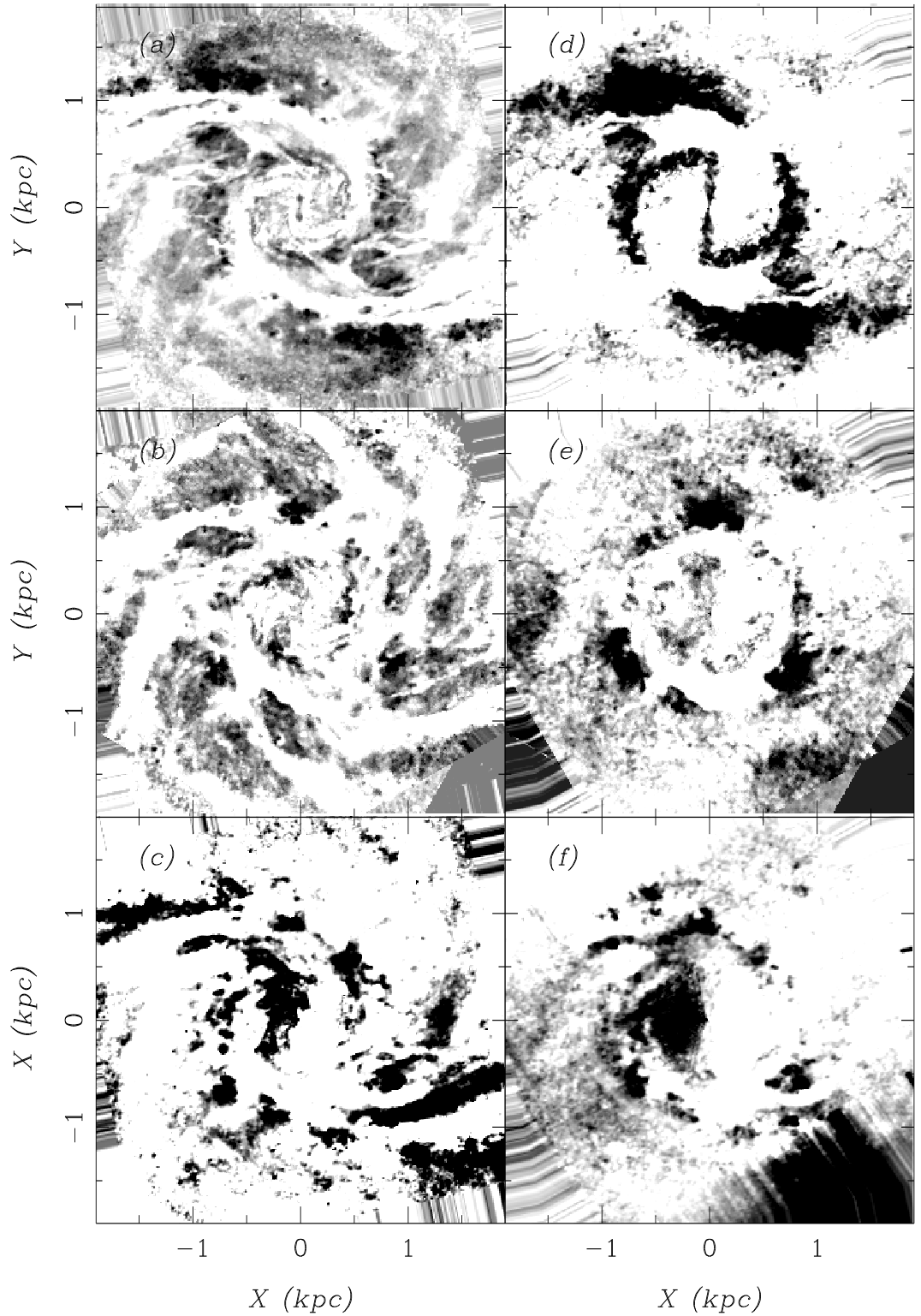


Figura 4.10: Imágenes Simetrizadas de NGC 5427, las imágenes están dispuestas de tal forma que (a), (b) y (c) corresponden a las imágenes S2, S3 y A2 para la banda V y las imágenes (d), (e) y (f) corresponden a S2, S3 y A2 de la banda H.

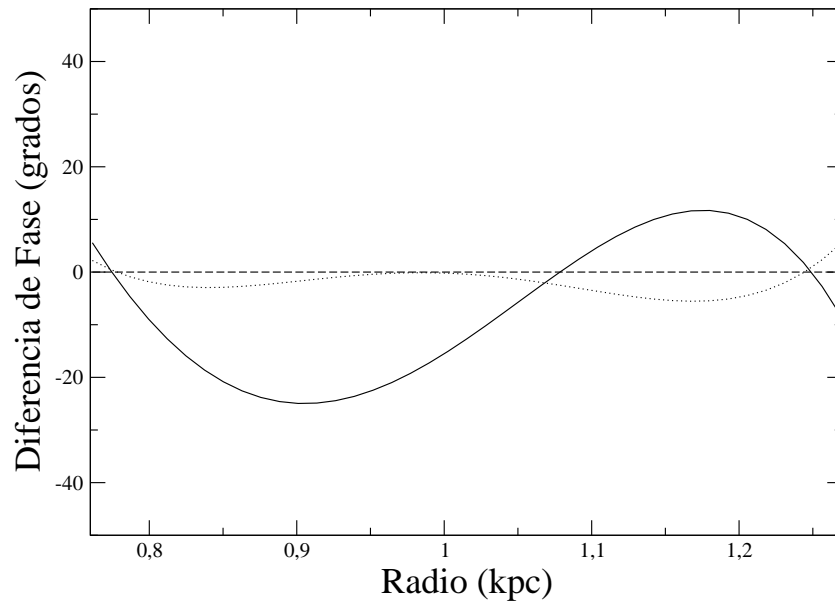


Figura 4.11: Diferencia de fase (línea continua) a partir de las imágenes en las bandas V y H de NGC 5427. La línea a trazos representa el ruido calculado en la banda H.

4.3 Resonancia de Corrotación

Para determinar la resonancia de corrotación de NGC 5427 aplicamos el análisis explicado en la sección 2.1 (pág. 23). En la figura 4.11 se muestra la diferencia de fase (línea continua) entre las bandas H y V en función del radio y el ruido[¶] en la banda H (línea a trazos) que fue calculado siguiendo el proceso ilustrado en la sección 2.1.3 (pág. 27).

El ruido tiene un comportamiento suave en toda la extensión del disco. Observamos que la diferencia de fase tiene tres puntos de corte con la línea de cero grados en $0,77 \text{ kpc}$, $1,07 \text{ kpc}$ y $1,24 \text{ kpc}$, en la sección 2.1.3 (pág. 27) se comentó que el criterio principal para determinar la validez de un punto de corte era que la diferencia de fase en ese punto fuera superior a 3σ . Basados en este criterio podemos descartar el primer y último punto de corte debido a que en sus respectivas regiones el nivel de ruido local es alto, por lo tanto no puede haber certeza para estos puntos de corte. En la región del punto $1,07 \text{ kpc}$ la diferencia de fase es ampliamente mayor que 3σ , esto le da validez al punto

[¶]Para NGC 5427 no se pudo contar con ruido en la banda V, por que no disponíamos de varias imágenes en la banda V, necesarias para el cálculo del ruido, leer sección 2.1.3.

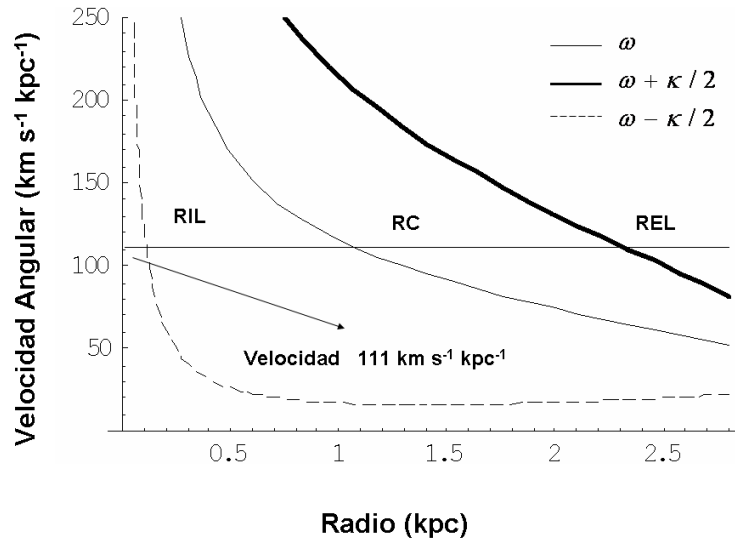


Figura 4.12: Diagrama ω vs Radio, calculado a partir de curva de rotación de NGC 5427 (Alfaro et al. 2001).

de corte. Además hay dos hechos importantes para certificar este punto, el primero, es que su radio está cerca al radio del anillo ($\sim 1 \text{ kpc}$) de regiones HII (comentado en la introducción de este capítulo), lo más probable es que este sea consecuencia de la resonancia de corrotación (Elmegreen et al 1992; Elmegreen 1997); el segundo, es que este punto está en la región de inflexión de las funciones de densidad radial de Fourier de las componentes $m = 2$ (ver figura 4.7, pág. 47). Por todo lo anterior se toma al radio $1,07 \text{ kpc}$ como punto de resonancia de corrotación.

Con el comportamiento de la diferencia de fase de NGC 5427 en la región de la resonancia de corrotación y con el tipo de enrollamiento de los brazos espirales, que para NGC 5427 es de tipo Z, podemos comparar con la figura 2.3 (pág. 28) para determinar el carácter *Leading* o *Trailing* de los brazos espirales. De esta comparación deducimos que los brazos tiene un carácter *Leading*.

En la figura 4.12 presentamos el diagrama de la velocidad angular (ω) vs Radio. Con el radio de resonancia de corrotación podemos determinar la velocidad del patrón perturbador, $\omega_{rc} = 111 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$, y el radio de las resonancias internas (RIL) y externas (REL) de Lindblad en 0.1 y 2.3 kpc respectivamente, observe que estos radios salen de nuestro campo de análisis que está entre 0.63 y 1.39 kpc .

CARACTERIZACIÓN DE LA REGIÓN CIRCUMNUCLEAR DE NGC 1530

NGC 1530 es una galaxia espiral barrada, que tiene una clasificación morfológica SBb en el RC2 (de Vaucouleurs, de Vaucouleurs, & Corwin 1976), el valor de velocidad de recesión es de $V = 2461 \text{ km s}^{-1}$ en el RC3 (de Vaucouleurs et al. 1991), y permite calcular la distancia a la galaxia, 32.8 Mpc, tomando la constante de Hubble, $H = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$. La inclinación de NGC 5427 con respecto nuestra línea de visión es de 58° y el ángulo de posición es 12° según el RC3 (de Vaucouleurs et al. 1991)

NGC 1530 ha sido tratada como arquetipo de las galaxias espirales barradas, así lo demuestran la gran cantidad de estudios sobre sus características morfológicas y dinámicas. Estos trabajos se han visto favorecidos por la buena definición de la barra y su gran longitud (ver figura 5.1). Una de las características que más llama la atención de NGC 1530 son los caminos de polvo (dust lanes) que parten desde el núcleo en direcciones opuestas siguiendo el eje mayor de la barra hasta finalizar los brazos espirales (estudiados por Regan et al. 1995 a través de la combinación de imágenes en infrarrojo y visible, Mapas de Color), estos caminos de polvo son interpretados como regiones de choque en el flujo de gas, así lo demuestran las simulación hidrodinámicas de potenciales barrados (Athassoula 1992; Friedli & Benz 1993; Piner, Stone & Teuben 1995). Estos choques comprimen el gas y el campo magnético, por tanto incrementan la radiación ciclotrón, este incremento probablemente explique la emisión en radio continuo, vista en la banda de 1,4Ghz (Condon 1996, Regan 1996)

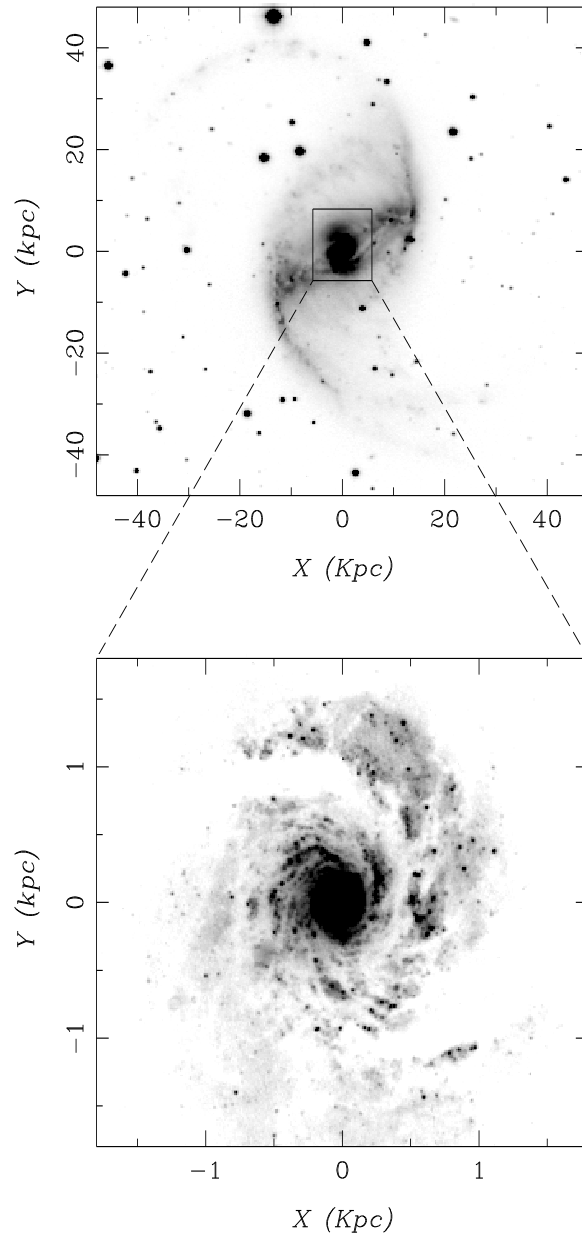


Figura 5.1: Dos imágenes a diferente escala de NGC 1530. La imagen de superior es NGC 1530 en toda su extensión; La imagen inferior es un acercamiento a la región circumnuclear de NGC 1530.

La distribución de CO* está muy bien correlacionada con los caminos de polvo (Regan et al. 1995). Downes et al. (1996) hicieron un estudio de CO, hallándolo en órbitas perpendiculares a la barra en la zona nuclear, que en conjunto forman un anillo circumnuclear. Esta característica encaja muy bien con los patrones predichos por modelos de resonancia (Athassoula 1984; Jenkins & Binney 1994) en los cuales el gas dentro de la resonancia de corrotación (casi siempre ubicada al final de la barra) se mueve en órbitas elípticas cerradas a lo largo de la barra hasta que llega a la zona de resonancia interna (casi siempre ubicada al inicio de la barra) donde se mueve en órbitas perpendiculares a la barra.

Estas órbitas son conocidas respectivamente como x1 y x2 en la notación de Contopoulos & Mertzanides (1977). Este comportamiento predicho por las simulaciones para las órbitas del gas es comprobado por las observaciones. Un claro esquema de lo anterior se puede ver en la Fig. 10 de Downes et al. (1996).

Downes et al. (1996) también observaron una gran cantidad de gas en la región nuclear (cerca del 25 % de la masa total del gas en la galaxia), esta concentración de gas se espera que sea producto de la acreción de material debido a las barras[†] (Athassoula 1992; Friedli & Benz 1993; Piner, Stone & Teuben 1995). Regan et al. (1996) hacen estudios en H_α derivando a partir de ellos la curva de rotación de la galaxia; de esta obtienen la velocidad del patrón de la barra, $20 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$, y la usa para predecir los radios de resonancia que coincide con importantes características morfológicas de la galaxia, un anillo exterior (al final de los brazos) en HI^\ddagger coincide con la Resonancia Externa. Un anillo interno (ubicado donde termina la barra y comienzan los brazos espirales) en regiones H_α coincide en la Resonancia de Corrotación, y un anillo nuclear en regiones CO coincide con la Resonancia Interna.

Regan et al. (1997) combinando las observaciones en H_α con modelos hidrodinámicos lograron obtener una tasa de caída de material (inflow) a la región central de 1 Masa Solar/Año. Reynaud & Downes (1997) usando emisiones moleculares de CO y HCN estudiaron la región circumnuclear de NGC 1530, encontraron un fuerte gradiente de velocidad espacialmente confinado en dos arcos acoplados a un anillo circumnuclear. Estos dos arcos representan frentes de choque, donde la caída de gas (inflow) a lo largo de la barra esta siendo obligada a cambiar de dirección y asumir la configuración de

*El CO es un excelente trazador del gas molecular, puesto que puede ser emitido incluso en gases moleculares muy fríos ($T > 10K$) y densidades muy bajas ($10^{2.5} \text{ cm}^{-3}$)

[†]En la introducción se habla que las barras fueron propuestas como mecanismo de alimentación (fuelling) para los AGN (Shlosman et al. 1989).

[‡]Hidrógeno atómico.

órbitas $\times 2$ alrededor del núcleo. Los dos puntos donde los arcos se acoplan al anillo circumnuclear son las principales zonas de emisión de HCN, y donde la densidad molecular tiene un punto alto. Reynaud & Downes (1997) postulan la existencia de 2 resonancias internas: una a $1,2 \text{ kpc}$ en la zona de acople de los arcos con el anillo, y la otra $0,1 \text{ kpc}$ bien cerca del núcleo. En un trabajo subsiguiente Reynaud & Downes (1999) hicieron un mapeo de la misma región pero con dos líneas de emisión diferentes ^{12}CO ^{13}CO , y muestran que la densidad de gas molecular es más alta en el anillo circumnuclear que en los arcos. Perez-Ramirez et al. (2000) encontraron una muy bien definida espiral nuclear de polvo en el mapa de color J-K (imagen resultante de la resta de las imágenes en banda J y la banda K) (Fig. 2b, Perez-Ramirez et al. 2000). Esta espiral se acomoda muy bien a las características del gas molecular encontradas por Reynaud & Downes 97.

Zurita et al.(2004) hacen un estudio detallado de NGC 1530 en H_α ; de este obtiene el campo de velocidad de movimientos no-circulares (asociados al inflow del gas) en toda la extensión de la galaxia, y se correlacionan muy bien con los caminos de polvo, tanto en las barras como en la región nuclear (Fig.14, Zurita et al. 2004).

5.1 Transformada de Fourier Bidimensional

La transformada de Fourier fue calculada en las imágenes[§] de las bandas V y H de NGC 1530 (ver figura 5.2), que previamente fueron reducidas siguiendo el procedimiento descrito en capítulo 3, la región de calculo fue entre los radios $0,47 \text{ kpc}$ y $1,55 \text{ kpc}$. Los espectros de Fourier se muestran en la figura 5.3, en estos aparece la componente $m = 1$ como la más dominante en las dos bandas, no obstante la componente $m = 2$ tiene cierta importancia en las dos bandas. Como en el caso de NGC 5427 el enrollamiento de los brazos espirales es de tipo Z para NGC 1530, por lo tanto se analizaran solamente los picos con valor de p negativo.

En la tabla 5.1 se muestran los picos más importantes del conjunto de componentes en las dos bandas. Como se comento en el párrafo anterior la componente $m = 1$ tiene el pico con el valor máximo en las dos bandas, este resultado pone a la componente $m = 1$ como la más dominante en el disco. La conclusión anterior parece infundada a simple vista debido a la “evidente” estructura espiral de dos brazos observada en las imágenes

[§]Las imágenes tienen un tamaño de $[18,2 \times 18,2] \text{ arcsec}$, con una resolución de aproximadamente $0,16 \text{ kpc arcsec}^{-1}$.

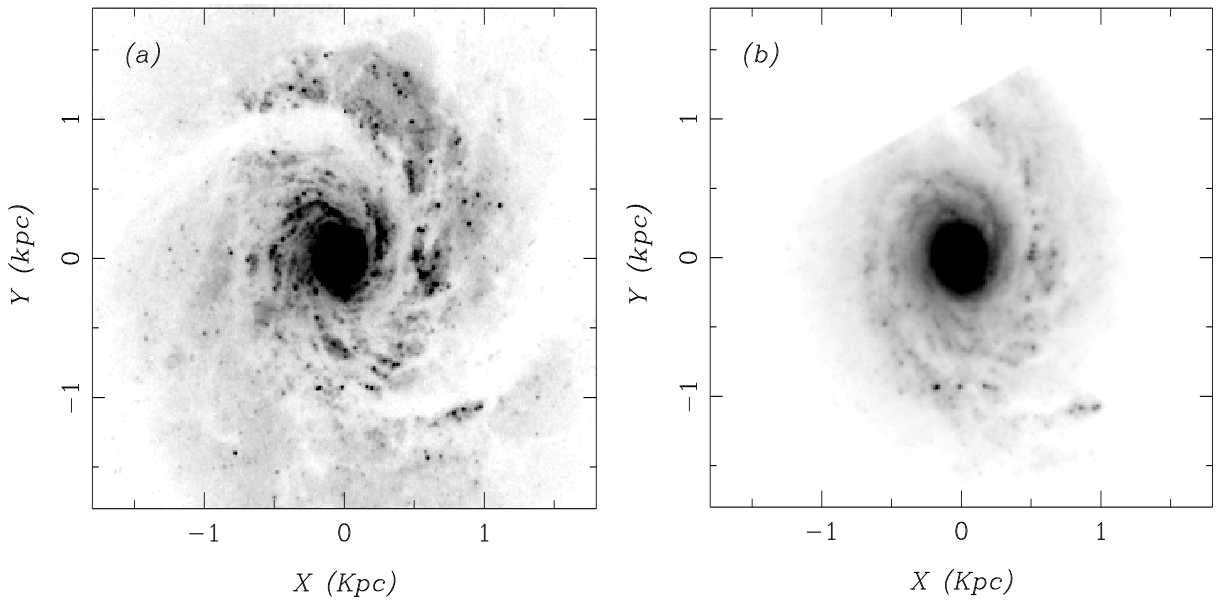


Figura 5.2: Imágenes reducidas de NGC 1530: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.

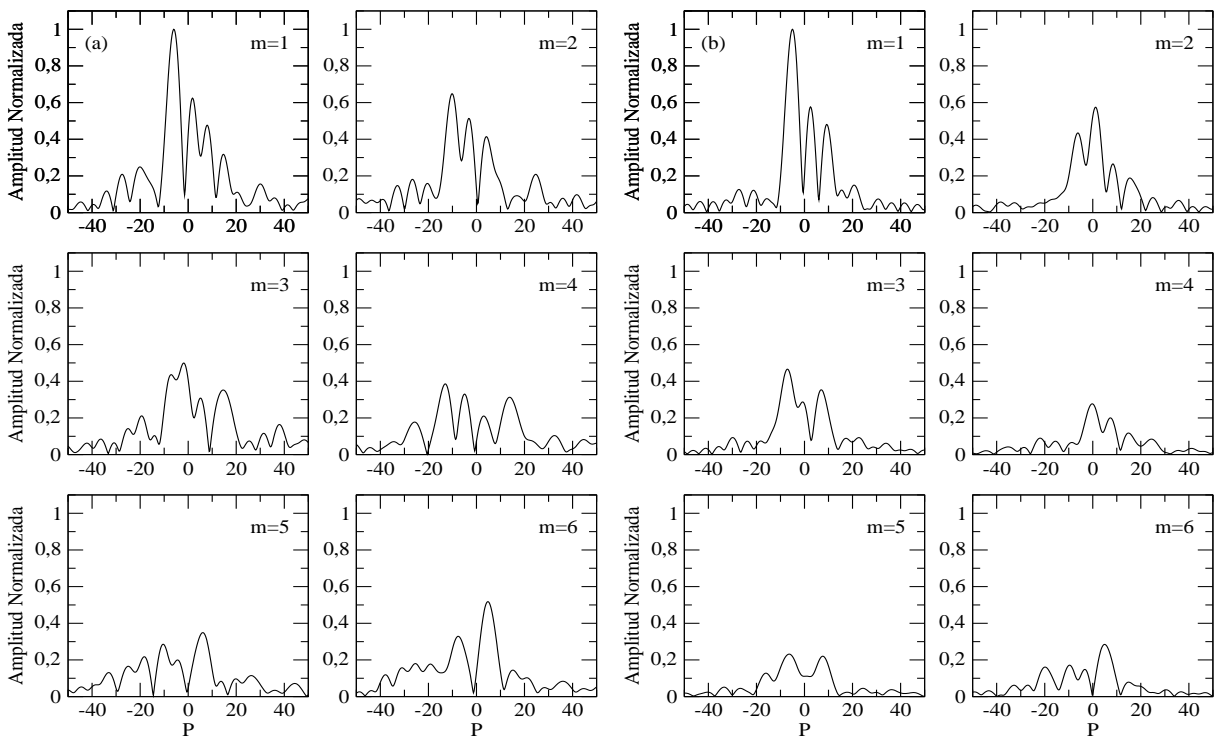


Figura 5.3: Espectros de Fourier: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.

Banda	m	p	Amplitud	θ
V	1	-6,00	1,00	$9,4 \pm 0,4$
	2	-10,25	0,64	$11,0 \pm 0,3$
	3	-7,00	0,43	$23,1 \pm 0,8$
H	1	-5,00	1,00	$11,3 \pm 0,5$
	2	-6,25	0,43	$17,7 \pm 0,7$
	3	-7,00	0,46	$23,1 \pm 0,8$

Tabla 5.1: Valores de los picos del espectro de Fourier para NGC 1530.

de la bandas V y H de NGC 1530 (ver figura 5.2), no obstante al observar con detalle, se encuentra que el brazo derecho de la estructura espiral está mucho más definido y tiene un ancho mayor que el brazo izquierdo en las dos imágenes, por lo tanto los dos brazos espirales no son simétricos y esta característica causa que la componente $m = 1$ sea más dominante que la componente $m = 2$, lo que explica el resultado obtenido por la transformada Fourier bidimensional.

Otros aspectos importantes para mencionar del espectro de Fourier, es por un lado, el desfase entre los dos picos máximos de la componente $m = 1$ en las dos bandas, con valores de *pitch angle* (grado de enrollamiento) de 9,4 en la banda V y de 11,3 en la banda H, como se menciona en el análisis de NGC 5427 este comportamiento es típico de un escenario de ondas de densidad (Vera-Villamizar et al. 2001). Otro hecho destacable es la aparición de armónicos para el pico de la componente $m = 1$ de la banda V, los picos armónicos son: el pico más importante de la componente $m = 2$ (ver tabla 5.1) con un valor de $p = -10,25$, el pico en la componente $m = 3$ con un valor de $p = -19,25$ y el pico en la componente $m = 4$ con un valor de $p = -25,75$, recordemos que las dos condiciones para que un pico sea considerado armónico son: el mismo valor de *pitch angle* y una amplitud inferior, condición que cumplen los picos anteriores.

Las funciones de densidad radial para las bandas V y H son presentadas en las figuras 5.4 y 5.5 respectivamente. En la banda H La componente $m = 1$ domina en toda la extensión del disco, esta misma componente es dominante en la banda V, excepto en el sector entre $0,8 \text{ kpc}$ y 1 kpc donde el dominio es tomado por la componente $m = 2$.

En la figura 5.6 son comparadas las funciones de densidad radial de las componentes $m = 1$ de las bandas V y H. Las dos componentes se alternan el dominio a lo largo del disco en cuatro sectores diferentes: la componente de la banda H domina en los intervalos de $0,47 \text{ kpc}$ a $0,64 \text{ kpc}$ y de $0,76 \text{ kpc}$ a $1,16 \text{ kpc}$, y la banda V en el intervalo intermedio entre los dos anteriores y en el final del disco. A pesar de esta alternación de dominio, las dos componentes tienen comportamiento globales similares: En los radios internos

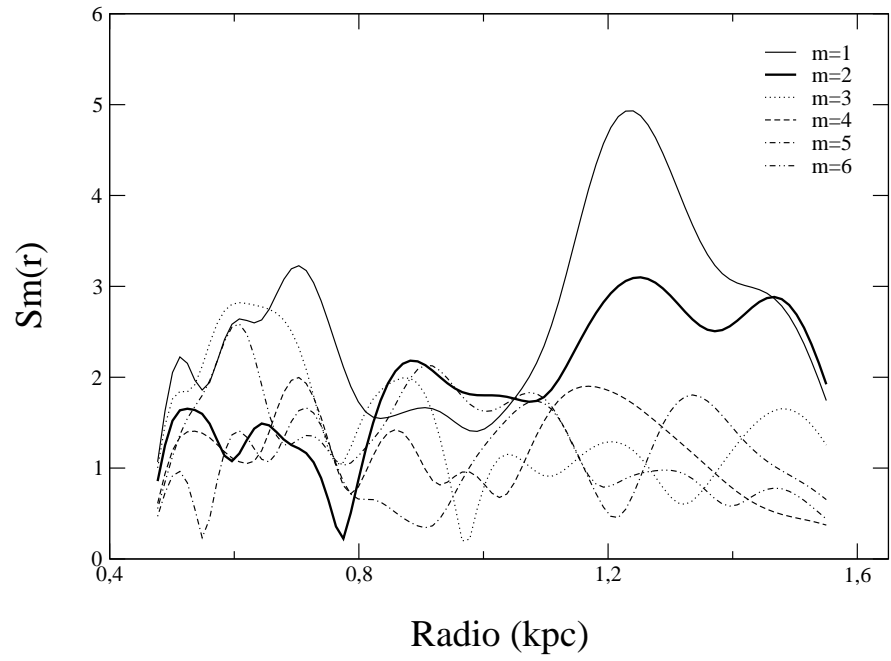


Figura 5.4: Funciones de densidad radial de Fourier de NGC 1530 en la banda V.

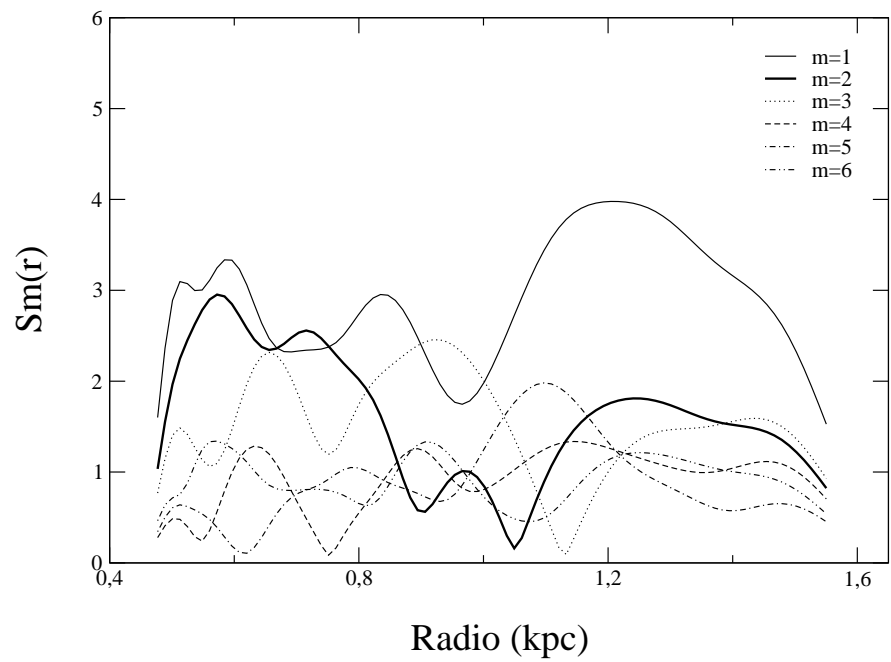


Figura 5.5: Funciones de densidad radial de Fourier de NGC1530 en la banda H.

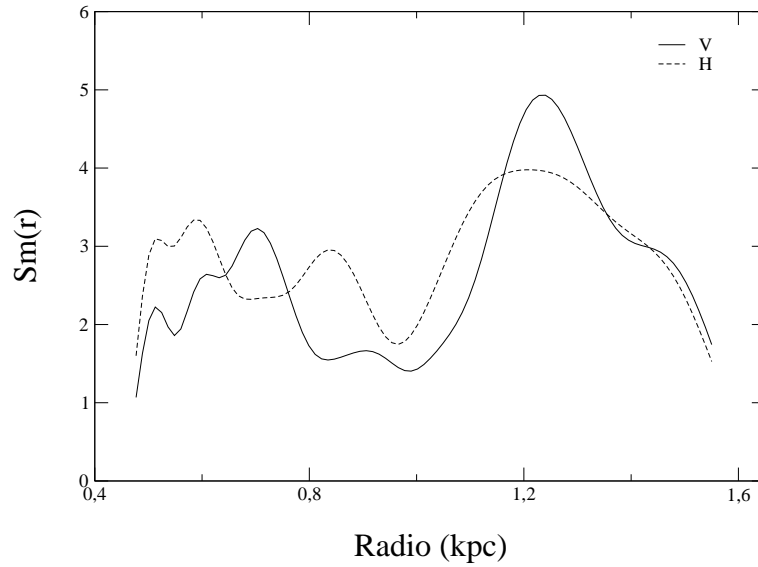


Figura 5.6: Comparación entre las funciones de densidad radial de Fourier de la componente $m = 1$ para las bandas V y H

y intermedios del disco tienen un comportamiento oscilante entre máximos y mínimos locales y su amplitud media es baja, en la parte final del disco su comportamiento se estabiliza y alcanza su amplitud máxima. Estas características son coherentes a lo que se observa en las imágenes respectivas de las dos bandas (ver figuras 5.4 y 5.5), donde el brazo espiral (el derecho en las imágenes) tiene una mayor importancia en la parte final disco, siendo mucho más notorio este comportamiento para el brazo de la banda V (observe además que la componente de $m = 1$ de V domina en este sector).

La figura 5.7 muestra las imágenes Antitransformadas de NGC 1530 calculadas en las bandas V (cuadro (a)) y H (cuadro (b)), de la componente $m = 1$. Estas imágenes sintéticas fueron obtenidas con el procedimiento descrito en la sección 2.3. Tales imágenes muestran el comportamiento azimutal (ancho e intensidad de los brazos espirales) de la componente $m=1$ en el disco. En ambas imágenes se observa un comportamiento similar en cuanto al ancho del brazo, teniendo un ancho pequeño dentro del radio de 1 kpc , y a partir de este el brazo sufre un ensanchamiento. Estos resultados están muy bien correlacionados con el comportamiento del ancho del brazo espiral (derecho) que se observa en las imágenes originales (ver figura 5.2).

La única diferencia en el comportamiento de la estructura (brazo espiral) en las imágenes Antitransformadas de la componente $m = 1$ en las dos bandas de análisis, está en la distribución de la intensidad en el ancho del brazo (puede haber una intensidad mayor

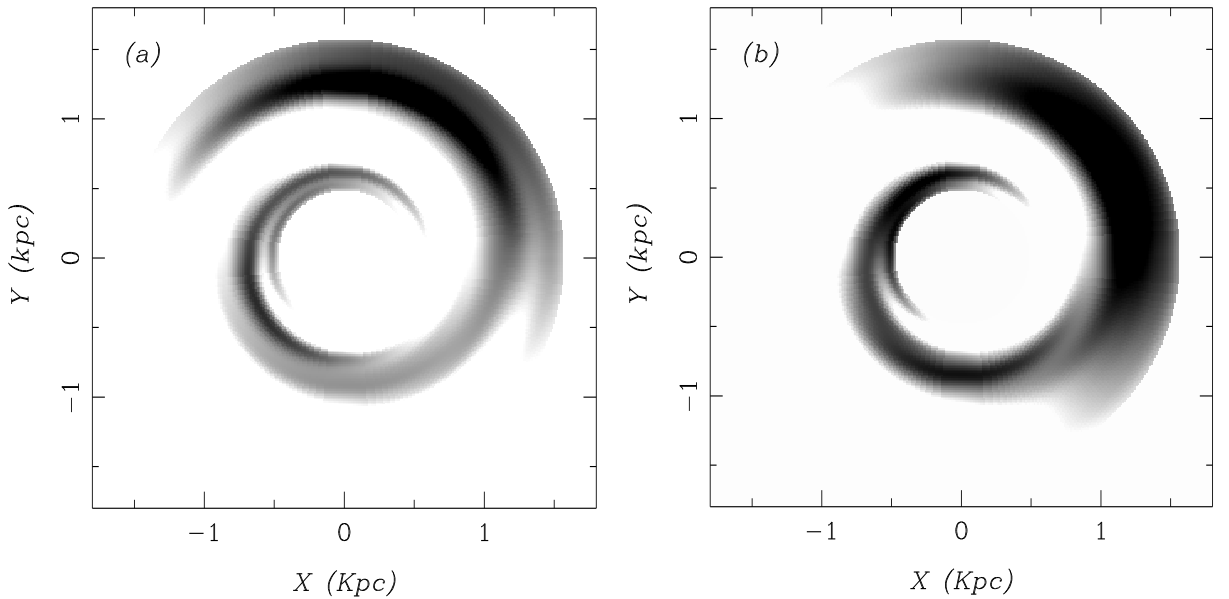


Figura 5.7: Antitransformadas para la componente $m = 1$: en el cuadro (a) la banda V y en el cuadro (b) la banda H.

ya sea bien en parte interna o en la parte media o en la parte externa del ancho del brazo). Para la banda V (cuadro (a), figura 5.7) encontramos una mayor intensidad en la cara interna del brazo en la zona interior del disco, en la zona media del disco la intensidad es homogénea en el ancho del brazo y en la zona final del disco la mayor intensidad está de nuevo en la parte interna del brazo. En cuanto a la banda H (cuadro (b), figura 5.7), en la zona interna del disco la mayor intensidad en el ancho del brazo está en la parte media, ya en la zona intermedia del disco al igual que en la banda V la intensidad es homogénea en el ancho del brazo, y en la zona final del disco la mayor intensidad en el ancho del brazo vuelve a estar en la parte media. Esta distribución del nivel de intensidad en el ancho del brazo espiral, sirve para tener una aproximación de la distribución azimuthal (ancho del brazo) de las poblaciones (vieja asociada a la banda H y joven asociada a la banda V) estelares, además esta distribución es típica de un escenario de onda de densidad, como se comentó en la sección 2.1.

La figura 5.8 muestra las imágenes Antitransformadas de NGC 1530 calculada en las bandas V (cuadro (a)) y H (cuadro (b)) de la componente $m = 2$. Estas imágenes fueron creadas siguiendo el mismo procedimiento del caso anterior. La Antitransformada en la banda V, tiene un comportamiento uniforme en todo el disco: La intensidad y el ancho de los brazos espirales crece uniformemente con respecto al radio, pasando de una estructura débil (ancho e intensidad pequeños) en el interior del disco a una estructura mucho más sólida (ancho e intensidad mayores) al final del disco (cuadro a, fig tal). La

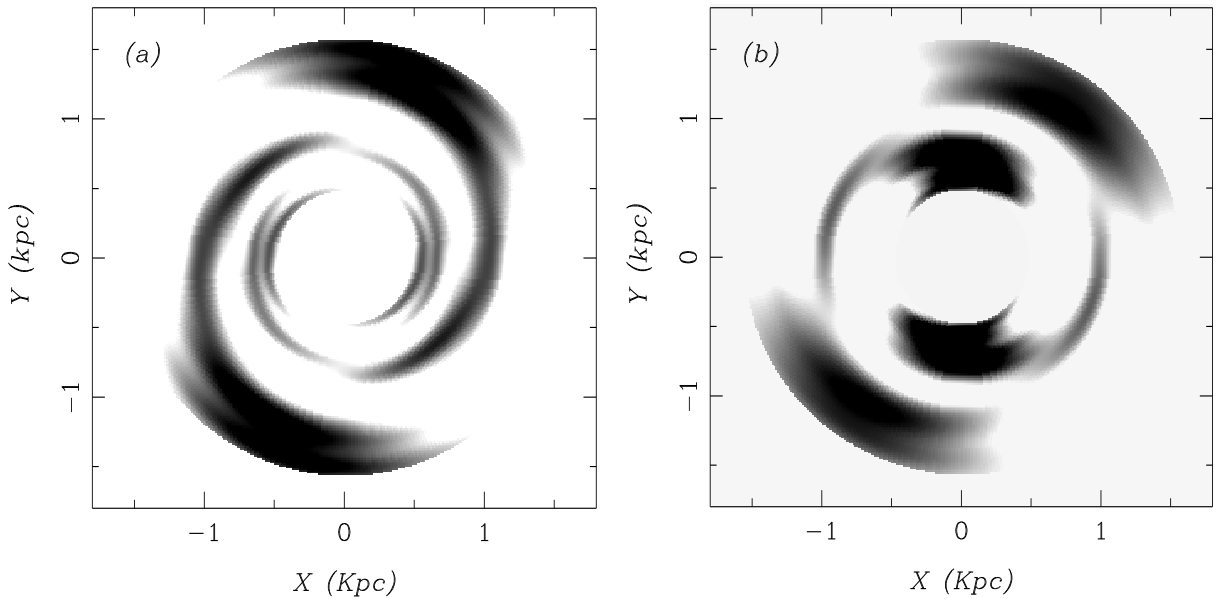


Figura 5.8: Antitransformadas para $m = 2$: en el cuadro (a) la banda V y el cuadro (b) banda H.

Antitransformada en la banda H, muestra una barra con un radio de $0,89 \text{ kpc}$, a partir de esta salen dos finos y poco intensos brazos. En las regiones más externas del disco a partir de un radio de $1,07 \text{ kpc}$ aparece una estructura anular (compare esta imagen con la imagen bisimétrica obtenida de el método de Elmegreen fig. 5.10, cuadro (d)).

En la figura 5.9 aparecen los contornos de la Antitransformada para la componente $m = 1$ del espectro de Fourier de la banda V y H sobrepuestos sobre las respectivas imágenes originales. Se observa como los contornos delinean muy bien al brazo derecho de la estructura espiral en las respectivas bandas, lo anterior da un muy buen respaldo a los resultados obtenidos con el análisis de Fourier.

5.2 Simetrización de las Imágenes

En la figura 5.10 se muestra las figuras simetrizadas de NGC 1530 en las bandas V y H según el método de Elmegreen (EEM92). De una manera global se observa que las imágenes S2 (estructuras bisimétrica) y A2 (estructuras no simétricas) tienen características interesantes. Empecemos por las imágenes S2, estas muestran una estructura definida y fuerte en intensidad. Tienen además dos características destacables en las dos bandas, la primera, una barra nuclear con un radio de $0,47 \text{ kpc}$ (justo a partir de

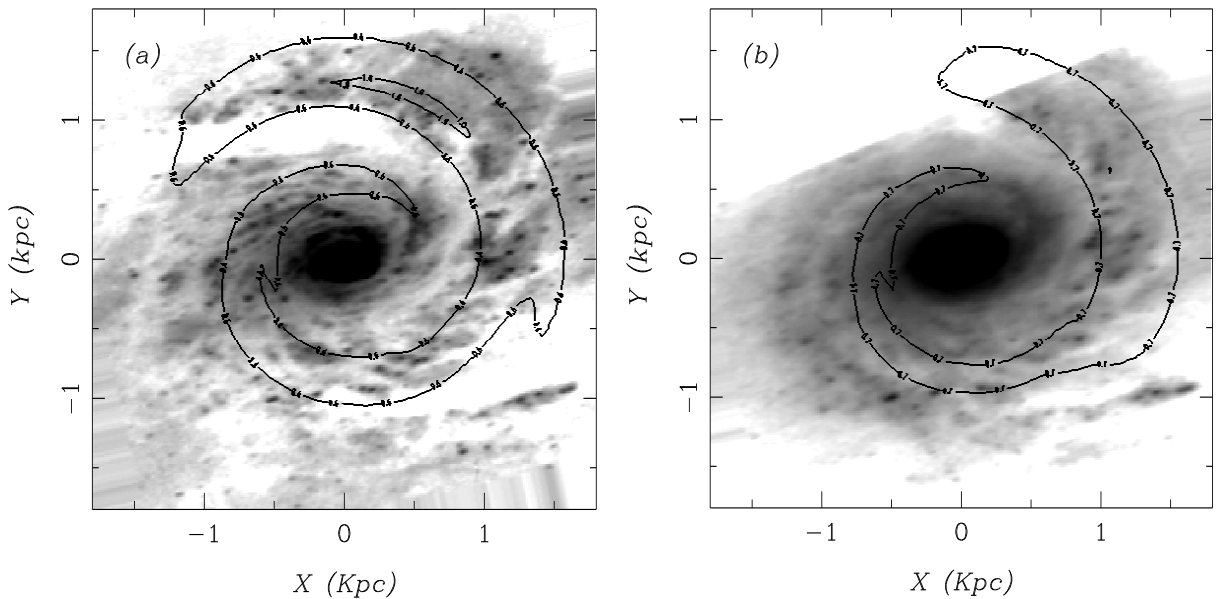


Figura 5.9: Contorno de la Antitransformada de la componente $m = 1$ sobre las imágenes reducidas, la banda V en el cuadro (a) y la banda H en el cuadro (b).

este radio se hizo análisis de Fourier) y la segunda dos pseudo-anillo, uno que contiene a la barra nuclear con un radio $0,71 \text{ kpc}$ y otro formado por la parte media de los brazos con un radio de $1,07 \text{ kpc}$, este último pseudo-anillo es encontrado también por Perez-Ramirez et al. (2000). Todas estas características son muy similares a las encontradas en espirales a gran escala (Elmegreen 1997).

Las imágenes asimétricas A2 en la banda V (cuadro (c)) y banda H (cuadro (f)) muestran las partes no bisimétricas de la estructura circumnuclear, en estas imágenes aparece claramente un brazo espiral derecho. Esto explica el resultado previo del espectro de Fourier dado que la estructura que aparece en las imágenes A2 es la que rompe la simetría de los brazos espirales (originales) y contribuye a que la componente $m = 1$ sea la más dominante del disco.

En las imágenes S3 de la banda V (cuadro (a)) y de la banda H (cuadro (d)), se observa una estructura débil, presentando al igual que ngc 5427 tres grupos simétricos en la región central del disco a un radio de $0,59 \text{ kpc}$.

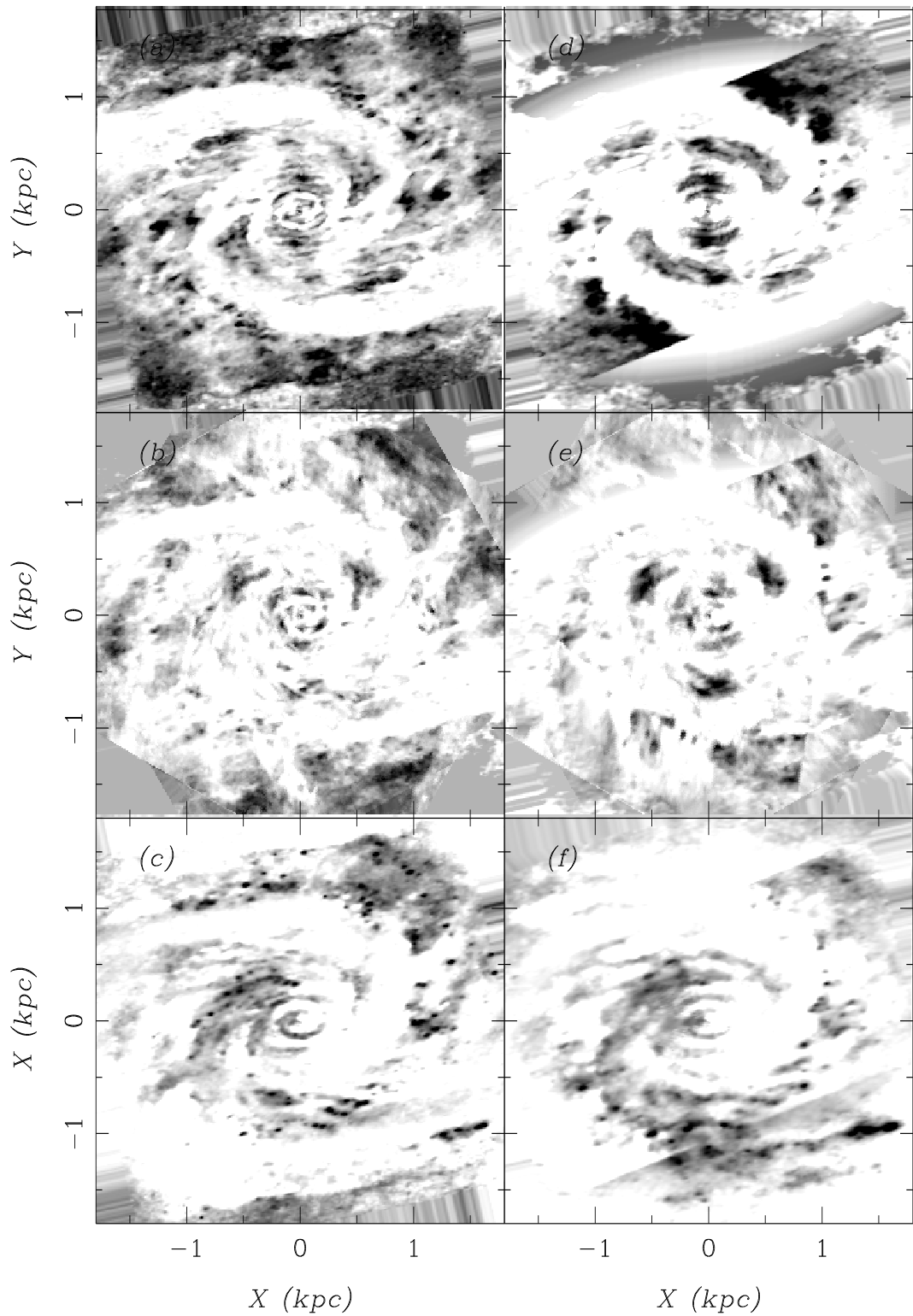


Figura 5.10: Imágenes Simetrizadas de NGC 1530, las imágenes están dispuestas de tal forma que (a), (b) y (c) corresponden a las imágenes S2, S3 y A2 para la banda V y las imágenes (d), (e) y (f) corresponden a S2, S3 y A2 de la banda H.

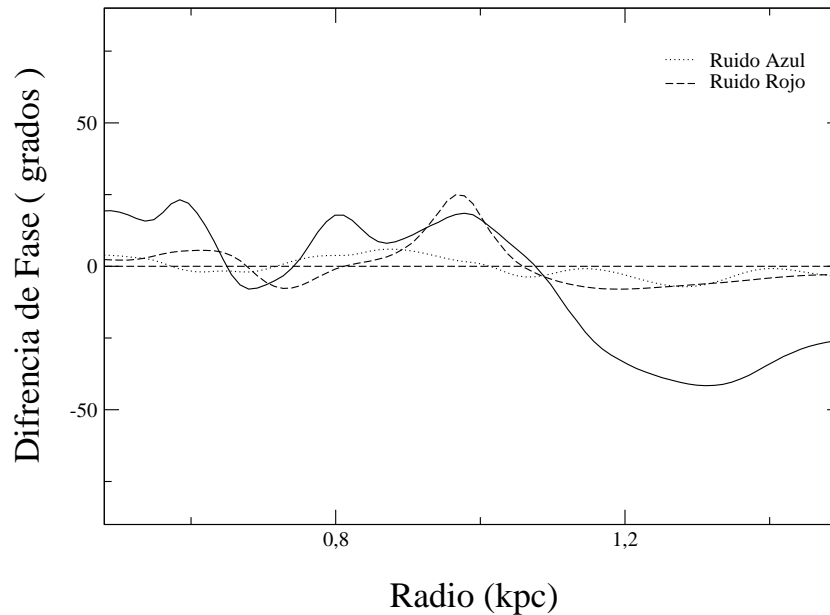


Figura 5.11: Diferencia de fase (línea continua) entre las imágenes de la banda V y la banda H de NGC 1530.

5.3 Resonancia de Corrotación

Para determinar la resonancia de corrotación de NGC 1530 aplicamos el procedimiento explicado en la sección 2.1 (pág. 23). En la figura 5.11 se presenta la curva de diferencia de fase (línea continua) entre las bandas H y V en función del radio, también está el ruido en las bandas V (línea punteada) y H (línea a trazos) que fueron calculados según el proceso ilustrado en la sección 2.1.3 (pág. 27). El ruido en las dos bandas muestra en la primera mitad del disco un comportamiento fuerte, ya en la parte final el comportamiento del ruido se suaviza.

La curva de diferencia de fase entre las dos bandas tiene tres puntos de corte en la línea de cero grados, en los radios, $0,65 \text{ kpc}$, $0,74 \text{ kpc}$ y $1,07 \text{ kpc}$. En la sección 2.1.3 (pág. 27) se comentó que el criterio principal para determinar la validez de un punto de corte era que la diferencia de fase local en ese punto fuera superior a 3σ . A partir de este criterio podemos descartar los dos primeros puntos de corte debido a que en sus respectivas regiones el nivel de ruido es alto, impidiendo tener precisión para estos puntos de corte. En el último punto de corte en el radio $1,07 \text{ kpc}$ la curva de diferencia de fase es mucho mayor que el nivel de ruido en la región de corte ($> 3\sigma$), por lo tanto el nivel de incertidumbre es bajo y se puede dar una buena confiabilidad a este

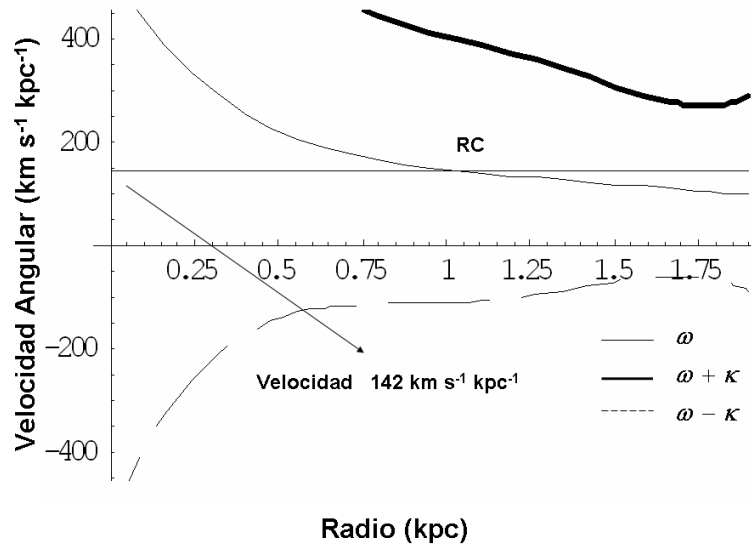


Figura 5.12: Diagrama ω vs Radio, obtenido a partir de la curva de Rotación de NGC 1530 (Downes & Renaud 1997). En este diagrama aparece también las curvas $\omega + \kappa$ y $\omega - \kappa$, estas son calculadas para un $m = 1$ (ver explicación en la sección 1.10).

punto de corte. Una observación destacable sobre este punto de corte es la coincidencia con el radio del pseudo-anillo encontrado en las imágenes A2 (sección 5.2). Otro hecho importante es que este punto coincide con el radio del anillo de gas molecular comentado en la introducción (Regan et al. 1996; Reynaud y Downes (1997); Perez-Ramirez et al. 2000) y está también cercano al radio de resonancia interna del patrón perturbador a gran-escala encontrado por Regan et al. (1996) y Reynaud y Downes (1997). Todo lo anterior permite tomar el punto $1,07 \text{ kpc}$ como el radio de la resonancia de corrotación.

Con el comportamiento de la curva de diferencia de fase y conociendo el tipo de enrollamiento de los brazos espirales, que para el caso de NGC 1530 es de tipo Z, podemos conocer el carácter *Leading* o *Trailing* de los brazos espirales comparando con la figura 2.3 (pág. 28). De esta comparación concluimos que la estructura espiral de NGC 1530 es de tipo *Trailing*.

En la figura 5.12 presentamos el diagrama de velocidad angular (ω) vs Radio. Con el radio de resonancia de corrotación ($1,07 \text{ kpc}$) podemos determinar la velocidad del Patrón Perturbador haciendo la intersección de este punto con la curva de rotación, de este procedimiento encontramos que la velocidad del Patrón Perturbador es de $\omega_{RC} = 142 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$. En esta estructura no se encuentran ni resonancia interna ni resonancia externa (ver figura 5.12).

CONCLUSIONES

El método de Transformada de Fourier Bidimensional (TFB) puede ser dividido en tres etapas: los Espectros de Fourier, las Funciones de Densidad Radial y las Antitransformadas, donde cada etapa sirvió como complemento a la precedente y en conjunto dieron un análisis detallado de la morfología circumnuclear.

En la primera etapa, de los Espectros de Fourier (EF) obtuvimos la componente principal del disco circumnuclear, que fue la misma componente para las dos bandas de análisis (V y H) en cada galaxia, $m = 1$ para NGC 1530 y $m = 2$ para NGC 5427. Otro aspecto interesante fue el desfase de los *pitch angle* (ángulo de enrollamiento) de la componente principal entre las dos bandas de análisis para cada galaxia, los valores de *pitch angle* para la componente $m = 1$ de NGC 1530 fueron de 9.4 y 11.3 en las bandas V y H respectivamente; y para la componente $m = 2$ de NGC 5427 fueron 12.9 y 14 en las bandas V y H respectivamente. Este desfase de los picos principales es un indicador del desplazamiento del patrón espiral cuando es observado en bandas diferentes. Una debilidad de los (EF) es que no dicen nada del comportamiento radial o azimutal de las componentes principales en el disco.

En la segunda etapa, a través de las Funciones de Densidad Radial (FDR), obtuvimos el comportamiento radial de las componentes en el disco, tales como: en que parte del disco son fuertes en que otras no, donde tienen un comportamiento constante, en que región o regiones son superadas por otras componentes, etc. Las componentes dominantes en los (EF) son también las principales FDR en el disco.

En la tercera etapa, a partir de las imágenes Antitransformadas hicimos un estudio del comportamiento azimutal (el ancho e intensidad del brazo espiral) de las componentes principales del disco circumnuclear de las galaxias de análisis.

Un ejercicio que sirvió para evaluar la confiabilidad de los resultados obtenidos con en el método de la TFB, fue la superposición de los contornos de las Antitransformadas de

las componentes principales sobre las imágenes originales. En las imágenes 4.9 (pág. 48) y 5.9 (pág. 63) podemos observar como los contornos de las Antitransformadas modelan muy bien las estructuras originales.

De los párrafos anteriores concluimos que el método de TFB en sus tres etapas constituyen un análisis morfológico completo de la estructura circumnuclear: Los espectros de Fourier a través de la separación de la estructura en cada una de sus componentes, permitió conocer las componentes principales del disco, las FDR dieron su comportamiento radial y las Antitransformadas el comportamiento azimutal de estas en el disco circumnuclear.

Ahora daremos la interpretación física de los resultados de cada una de las etapas del Método de Fourier: En los EF las componentes principales son los modos dominantes de la onda densidad espiral que está generando la estructura, y las FDR y las Antitransformadas muestran la distribución radial y azimutal de materia en el disco.

Con base a la interpretación física de arriba, presentamos en este trabajo la propuesta de emplear el método de la TFB, específicamente las FDR y las Antitransformadas, para el estudio de la distribución de población estelar (estrellas jóvenes y viejas) en toda la extensión del disco circumnuclear, como se ve en los capítulos de análisis de NGC 1530 Y NGC 5427. Con el argumento de que cada banda de análisis representa un tipo de población estelar diferente, la luminosidad la banda H (infrarrojo) es dominada principalmente por la población vieja del disco y la luminosidad de la banda V (visible) por la población joven y el polvo interestelar, como se explico en la página 6.

Una posibilidad que queda abierta para un trabajo futuro, es el análisis de las FDR para determinar la edad del patrón perturbador. Simulaciones numéricas realizadas por Junqueira & Combes (1996), muestran como el comportamiento de las FDR cambia a medida que evoluciona el patrón perturbador; con base en esto Vera-Villamizar et al. (2001) hizo un calculo de la edad del patrón perturbador comparando las FDR de sus galaxias (gran-escala) de análisis con las presentadas por las simulación de Junqueira & Combes (1996).

Nuestra siguiente herramienta de análisis fue el Método de Elmegreen (ME) que a través de su mosaico de imágenes sirvió en la búsqueda y análisis de las estructuras simétricas de dos y tres brazos y las estructuras no simétricas que se pueden presentar en el disco circumnuclear. Por ejemplo, en el caso de NGC 5427 se encontró una estructura simétrica muy bien definida en las imágenes S2 (ver figura 4.10, pág. 50), resultado que respalda a la componente $m = 2$ como la principal; En NGC 1530 representaba un reto mayor para ME, dado que la componente $m = 1$ es la más dominante en el disco no obstante la componente $m = 2$ también tiene una presencia importante (ver

, a pesar de estas circunstancias, el ME mostró su pertinencia y además fue de gran ayuda para la interpretación de los espectros de Fourier: En las imágenes Bisimétricas (S2) (ver figura 5.10, pág. 64) apareció una estructura espiral de dos brazos muy bien definida, correspondiente a la componente $m = 2$, corroborando la importancia de esta componente, sin embargo en las imágenes no simétricas (A2) apareció la estructura que contribuye a la componente de $m = 1$ para que sea la principal del disco.

El ME aparte de presentar estructuras simétricas, también nos ayuda a descubrir detalles de la estructura circumnuclear que no son visibles a simple vista en las imágenes originales, que en cambio aparecen claros y llamativos en el Mosaico de imágenes del ME. Así lo muestran los anillos, barras y espuelas (spurs) encontrados, por ejemplo, la barra nuclear junto con los pseudo-anillos observados en las imágenes S2 de NGC 1530, igualmente la barra nuclear hallada en la imagen S2 de la banda H de NGC 5427, las espuelas que aparecen en las imágenes S2 de NGC 5427, y los grupos simétricos vistos en las imágenes S3 en ambas galaxias.

El último método de análisis es la Transformada de Fourier Unidimensional (TFU), a través de este obtuvimos el comportamiento de la diferencia de fase entre las dos bandas de análisis. Por supuesto nuestra atención estaba dirigida a los puntos de corte de la diferencia de fase con la línea de cero grados, aquí vale la pena mencionar lo útil que fue el Ruido para determinar la validez de los puntos de corte. Aplicando este criterio solamente obtuvimos un punto de corte válido para cada galaxia, que coincidentalmente tienen el mismo radio para ambas, $1,07 kpc$. Con base al comportamiento mostrado de la diferencia de fase que es típico de un escenario de Ondas de Densidad (Schweizer 1976; Beckman & Cepa 1990; Puerari & Dottori 1997, del Rio & Cepa 1998; Vera-Villamizar et al. 2001), tomamos estos puntos de corte como radios de corrotación (RC) y los empleamos para hallar la velocidad del Patrón Perturbador (PP): Intersecando este punto con las curvas de rotación. Las velocidades obtenidas fueron de 111 y $142 km s^{-1} kpc^{-1}$ para NGC 5427 y NGC 1530 respectivamente. Estas velocidades del PP son mucho más altas comparadas con las velocidades encontradas para el PP de las espirales a gran-escala que oscilan entre 10 y $30 km s^{-1} kpc^{-1}$ (Vera-Villamizar et al. 2001). Para NGC 5427 también se encontraron los radios de las resonancias interna y externa de Lindblad, ubicados en los puntos 0.11 y $2.31 kpc$ respectivamente.

Otra característica importante que se halló gracias al análisis del comportamiento de la diferencia de fase fue el carácter de los brazos espirales: *Leading* y *Trailing* fue el carácter encontrado para NGC 5427 y NGC 1530 respectivamente.

Una observación interesante es la coincidencia de los radios de corrotación (RC) con las características morfológicas, verbigracia: La RC de NGC 5427 coincide con un anillo de regiones HII y también con un punto de inflexión de las FDR; en cuanto la RC de NGC

1530 coincide con un anillo de regiones CO, con el radio de resonancia interna encontrado por Regan et al. (1996) y Reynaud & Downes (1997) para la estructura a gran-escala, y también con el radio del pseudo-anillo encontrado con el ME. Las coincidencias entre las características morfológicas y dinámicas, son encontradas en espirales a gran-escala, incluso los anillos son utilizados como marcadores de resonancias (Elmegreen et al 1992, Elmegreen 1997).

Lo comentado en el párrafo anterior sumado a los siguientes resultados: las características morfológicas encontradas (barras, espuelas, pseudo-anillos) con el ME, el comportamiento de las FDR y la diferencia de fase, las componentes principales halladas a través del EF, el desfase de los *pitch angle* (grado de enrollamiento de los brazos espirales) entre las bandas de análisis, las Antitransformadas, y por supuesto el carácter de los brazos espirales, nos dan pie para proponer que las espirales circumnucleares de NGC 5427 y NGC 1530 son estructuras del mismo genero que las espirales a gran-escala por lo tanto posiblemente son el producto de un escenario de onda de densidad.

La anterior conclusión tiene profundas implicaciones desde un punto de vista evolutivo y dinámico de las galaxias: ¿cómo es el proceso de perturbación para la creación de la onda de densidad?; ¿En que tiempo cosmológico son creadas estas estructuras?; ¿Son estructuras estables o tienen una transición rápida?; ¿ La onda de la región circumnuclear está acoplada o desacoplada con la onda de la estructura a gran escala?. Gracias a nuestro análisis podemos sugerir respuestas o posibles caminos para encontrarlas. Por ejemplo, para la segunda pregunta podríamos estudiar las FDR para encontrar la edad del PP, como se comento párrafos arriba; En cuanto a la tercera pregunta, se podría partir de características, como el carácter de los brazos espirales y el grado de desarrollo y forma de los brazos, que son aspectos importantes a la hora de examinar la estabilidad de la estructura espiral (Contopoulos 1971; Binney & Tremain 1987); En la última pregunta, se puede hacer un trabajo complementario al nuestro para analizar la onda espiral de la estructura a gran-escala de NGC 5427 y NGC 1530, e investigar la posible relación con la onda espiral circumnuclear.

La conclusión de este trabajo, abre la puerta a las Ondas de Densidad Espiral (ODE) como posible mecanismo de creación de las estructuras circumnucleares. Sin embargo no sabemos nada del porcentaje de regiones circumnucleares que pueden estar en un escenario de ODE; para tener una aproximación en este sentido hay que trabajar con una mayor muestra de galaxias, y con modelos mucho más elaborados para una mejor comprensión del fenómeno. Esto además permitiría un estudio amplio de la evolución del PP, recordemos que cuando se observa una imagen de una galaxia se está viendo una imagen estática en el tiempo de evolución, Al tener una muestra amplia de regiones circumnucleares conoceremos los diferentes estados de evolución de la estructura, siendo los estados más estables: las forma de la estructura con mayor porcentaje de aparición.

Y los más inestables: lo contrario, las formas que aparecen con menor frecuencia.

El MTB ha sido aplicado para la clasificación de estructuras a gran-escala (Kalnajs 1975; Cosidere & Athanassoula 1982, 1988; Puerari & Dottori 1992; del Rio & Cepa 1999; Block & Puerari 1999; Vera-Villamizar et al 2001). Por lo tanto nosotros proponemos que el MTB sea utilizado para la clasificación de las estructuras circumnucleares, ya vimos todas las características morfológicas que obtuvimos con nuestras galaxias de análisis y además está relacionado con el escenario de ondas de densidad.

En este trabajo observamos la pertinencia de estudiar las estructuras circumnucleares, con los métodos de la transformada de Fourier Bidimensional y Unidimensional, y el método de Elmegreen, y por lo tanto lo recomendamos para futuras investigaciones sobre estas estructuras.

En cuanto a las recomendaciones para mejorar la confiabilidad de los resultados para futuros trabajos, tenemos en primer lugar la optimización del proceso de reducción de imágenes y de los métodos de análisis. Y en segundo lugar se debe tener en cuenta las limitaciones de la zona de estudio, a saber: El bajo contraste de la estructuras circumnucleares, cerca 0.1 mag entre la región interna de los brazos y los brazos (Englmaier & Shlosman 2000), la resolución de la imágenes como tal es buena[¶], pero se necesitaría una mejor para tener detalles sobre todo en zonas próximas al núcleo, además en esta parte del disco hay un bajo contraste debido alta luminosidad del núcleo, está fue una de las razones de que nuestros radios de inicio en el MTB fueran relativamente grandes, 0.47 y 0.63 *kpc* para NGC 1530 y NGC 5427 respectivamente.

[¶]Recordemos que trabajamos con las imágenes de Hubble, que en este momento son las que tienen mejor resolución para las regiones circumnucleares.

REFERENCIAS

- [1] Alfaro, E.J., Pérez, E., González-Delgado, R.M., Martos, M.A. & Franco, J. 2001, ApJ, 550, 253
- [2] Ann, H.B., & Lee, H.M. 2004, ApJL, 613, L105
- [3] Arp, H. 1966, Atlas of Peculiar Galaxies, California Institute of Technology, Pasadena
- [4] Considerere, S., Athanassoula, E., 1982, A&A, 111, 28
- [5] Athanassoula, E. 1984, Phys.Reps., 114, 319
- [6] Athanassoula, L. 1992, MNRAS, 259, 345
- [7] Beckman, J. E., Cepa, J. 1990, A&A, 229, 37
- [8] Binney, J., & Tremaine, S. 1987, Galactic Dynamics (Princeton : Princeton Univ. Press)
- [9] Bertin, G., Lin, C. C., Lowe, S. A., Thurstans, R. P 1989, ApJ, 338, 78
- [10] Bertin, G., Lin, C. C., Lowe, S. A., Thurstans, R. P 1989, ApJ, 338, 104
- [11] Bertin, G. 1993, PASP, 105, 604
- [12] Block, D. L., Bertin, G., Stockton, A., Grosbol, P., Moorwood, A. F. M., & Peletier, R. F. 1994, A&A, 288, 365
- [13] Block, D. L., & Puerari, I. 1999, A&A, 342, 627
- [14] Buta, R. 1986a, ApJS, 61, 60 - 1986b, ApJS, 61, 631
- [15] Buta R. 1995, ApJS, 96, 39

-
- [16] Buta, R., & Crocker, 1993, *AJ*, 105, 1344
- [17] Carollo, C. M., Stiavelli, M., & Mack, J. 1998, *AJ*, 116, 68
- [18] Colina, L., García-Vargas, M. L., González Delgado, R. M., Mas-Hesse, J. M., Pérez, E., Alberdi, A., & Krabbe, A. 1997, *ApJ*, 488, L71
- [19] Contopoulos, G. 1971, *ApJ*, 163, 181
- [20] Contopoulos, G., Mertzaniades, C. 1977, *A&A*, 61, 477
- [21] de Vaucouleurs, G. 1959, *HDP*, 53, 275
- [22] de Vaucouleurs, G. 1975, *ApJS*, 29, 193
- [23] de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G. 1976, *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies (RC2)*, Austin: University of Texas Press.
- [24] de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., Buta, R., Paturel, G., and Fouque, P. 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies (RC3)*, New York: Springer.
- [25] Downes, D., Reynaud, D. Solomon, P. M., & Radford, S. J. E. 1996, *ApJ*, 461, 186
- [26] Elmegreen, D. M. 1998, *Galaxies and galactic structure*. (Upper Saddle River: Prentice-Hall)
- [27] Elmegreen, D. M., Elmegreen, B. G. 1987, *ApJ*, 314, 3
- [28] Elmegreen, B. G., et al. 1998, *ApJ*, 503, L119
- [29] Elmegreen, B. G., Elmegreen, D. M., & Montenegro, L. 1992, *ApJS*, 79, 37
- [30] Elvius, A., Herlofson, N. 1960, *ApJ*, 131, 304
- [31] Englmaier, P. & Shlosman, I. 2000, *ApJ*, 528, 677
- [32] Eskridge, P. B., Frogel, J. A., Pogge, R. W., Quillen, A. C., Berlind, A. A., Davies, R. L., DePoy, D. L.; Gilbert, K. M.; Houdashelt, M. L., Kuchinski, L. E., Ramírez, S. V., Sellgren, K.; Stutz, A., Terndrup, D. M.; Tiede, G. P. 2002, *ApJS*, 143, 73
- [33] Evans, I. N., Koratkar, A. P., Storchi-Bergmann, T., Kirkpatrick, H., Heckman, T. M., Wilson, A. S. 1996, *ApJS*, 105, 93
- [34] Friedli, D., & Benz, W. 1993, *A&A*, 268, 65

- [35] Fuentes-Carrera, I., Rosado, M., Amram, P., Dultzin-Hacyan, D., Cruz-González, I., Salo, H., Laurikainen, E., Bernal, A., Ambrocio-Cruz, P., Le Coarer, E. 2004, *A&A*, 415, 451
- [36] González Delgado, R. M., & Pérez E. 1992, *ASPC*, 31, 371
- [37] González Delgado, R. M., & Pérez E. 1993, *Ap&SS*, 205, 127
- [38] González Delgado, R. M., Pérez, E., Tadhunter, C., Vílchez, J. M., & Rodríguez-Espinosa, J. M. 1997, *ApJS*, 108, 155
- [39] Groot, H. 1925, *MNRAS*, 85, 535
- [40] Groot, H. 1926, *MNRAS*, 86, 146
- [41] Hubble, E. P. 1926, *ApJ*, 64, 321
- [42] Hubble, E. P. 1936, *The Real of Nebulae*. (New Haven: Yale University Press)
- [43] Jenkis, A., Binney, J. 1994, *MNRAS*, 270, 703
- [44] Junqueira, S., & Combes, F. 1996, *A&A*, 312, 703
- [45] Kalnajs, A. J. 1975, in *La Dynamique des Galaxies Spirales*, ed. L. Weliachew (Paris : Paris Editions du CNRS), 103
- [46] Kennicutt, R. C., Edgar, B. K., Hodge, P. W. 1989, *ApJ*, 337, 761
- [47] Knapen, J. H. 2004, *pbmc.conf*, 189K
- [48] Kormendy, J. 1979, *ApJ*, 227, 714
- [49] Laine, S., Knapen, J. H., Pérez-Ramírez, D., Doyon, R., & Nadeau, D. 1999, *MNRAS*, 302, L33
- [50] Lin, C. C., & Shu, F. H. 1964, *ApJ*, 140, 646
- [51] Lindblad, B. 1947, *PASP*, 59, 305.
- [52] Lindblad, B. 1948, *MNRAS*, 108, 214.
- [53] Maciejewski, W., & Sparke, L. S. 1997, *ApJ*, 484, L117
- [54] Maciejewski, W., & Sparke, L. S. 1999, in *ASP Conf. Ser. 182, Galaxy Dynamics*, ed. D. R. Merritt, M. Valluri, & J. A. Sellwood(San Francisco: ASP),244
- [55] Maciejewski, W., Teuben, P. J., Sparke, L. S., & Stone, J. M., 2002, *MNRAS*, 329, 302

- [56] Martini, P. 2004, IAU, 220, 235
- [57] Martini, P., & Pogge, R. W. 1999, AJ, 118, 2646
- [58] Martini, P., Regan M. W., Mulchaey J.S., Pogge R. W. 2003, ApJS, 143, 353
- [59] Martos, M., & Cox, D. P. 1998, ApJ, 509, 703
- [60] Pérez-Ramírez, D., Knapen, J. H., Peletier, R. F., Laine, S., Doyon, R., Nadeau, D. 2000 MNRAS, 317, 234
- [61] Phillips, A. C., Illingworth, G. D., MacKenty, J. W., & Franx, M. 1996, AJ, 111, 1566
- [62] Piddington, J. H. 1964, MNRAS, 128, 345
- [63] Piddington, J. H. 1967, MNRAS, 136, 165
- [64] Piner, B. G., Stone, J. M., & Teuben, P. J. 1995, ApJ, 449, 508
- [65] Pogge, R. W., & Martini, P. 2002, ApJ, 569, 624
- [66] Puerari I., Dottori H. A., 1992, A&AS, 93, 469
- [67] Puerari, I & Dottori, H. 1997, ApJ, 476, L73-L75
- [68] Quillen, A. C., Alonso-Herrero, A., Rieke, M. J., McDonald, C., Falcke, H., & Rieke, G. H. 1999, ApJ, 525, 685
- [69] Quillen, A. C., Frogel, J. A., Kenney, J. D. P., Pogge, R. W., & DePoy, D. L. 1995, ApJ, 441, 549
- [70] Regan, M. W., & Mulchaey, J. S. 1999, AJ, 117, 2676
- [71] Regan, M., Teuben, P., Vogel, S., & van der Hulst, T. 1996, AJ, 112, 2549
- [72] Regan, M., Vogel, S., & Teuben, P. 1995, ApJ, 449, 576
- [73] Regan, M. W., Vogel, S. N., & Teuben, P. J. 1997, ApJ, 482, L143
- [74] Reynaud, D., & Downes, D. 1997, A&A, 319, 737
- [75] Reynaud, D., & Downes, D. 1999, A&A, 347, 37
- [76] Reynolds, J.H. 1952, MNRAS, 85, 1014
- [77] Roberts, W. W. 1969, ApJ, 158, 123

- [78] Sandage, A. & Bedke, J. 1994, *The Carnegie Atlas of Galaxies. Volume II*, Carnegie Institution of Washington with The Flintridge Foundation
- [79] Shaw, M., Axon, D., Probst, R., & Gatley, I. 1995, *MNRAS*, 274, 369
- [80] Schwarz, M. P. 1981, *ApJ*, 247, 77
- [81] Schweizer, F. *ApJS*, 1976, 31, 313
- [82] Shlosman, I., 2005, *AIPC*, 783, 223
- [83] Shlosman, I., Frank, J., & Begelman, M. C. 1989, *Nature*, 338, 45
- [84] Shlosman, I., Begelman, M. C., & Frank, J. 1989, *Nature*, 345, 679
- [85] Theureau, G., Bottinelli, L., Coudreau-Durand, N., Gouguenheim, L., Hallet, N., Loulergue, M., Paturel, G., Teerikorpi, P. 1998, *A&AS*, 130, 333
- [86] Toomre, A. 1964, *ApJ*, 139, 1217
- [87] Toomre, A., Toomre, J. 1972, *ApJ*, 178, 623
- [88] Toomre, A. 1981, in *Structure and Evolution of Normal Galaxies*, ed. S. M., Fall & D. Lynden-Bell (Cambridge: Cambridge University Press), 111
- [89] Van Den Bergh, S. 1960, *ApJ*, 131, 215
- [90] Van Den Bergh, S. 1960, *ApJ*, 131, 558
- [91] Vera-Villamizar, N., Dottori, H., Puerari, I. Carvalho, R. 2001, *ApJ*, 547, 187.
- [92] Vorontsov-Velyaminov, B. A. 1959, *Atlas and Catalogue of Interacting Galaxies*, part I, University of Moscow, Moscow
- [93] Wada, K., 2004, *cbhg.symp*, 186
- [94] Wielen, R. 1974, *PASP*, 86, 341
- [95] Zurita A., Relaño, M., Beckman, J. E., Knapen, J. H. 2004, *A&A*, 413, 73