

**UN ESTUDIO DE ESCENARIOS INESTABLES EN LA REGIÓN
CIRCUMNUCLEAR DE LA GALAXIA NGC 5427**

VLADÍMIR JEARIM PEÑA-SUÁREZ

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

2008

**UN ESTUDIO DE ESCENARIOS INESTABLES EN LA REGIÓN
CIRCUMNUCLEAR DE LA GALAXIA NGC 5427**

Trabajo de Grado presentado como requisito para optar al título de Físico por:

VLADÍMIR JEARIM PEÑA-SUÁREZ

Director:

Dr. NELSON VERA VILLAMIZAR

Codirector:

Dr. ARTURO PLATA GÓMEZ



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

2008

*Eu quero quer sempre aquilo com quem eu simpatizo,
e eu torno-me sempre, mais cedo ou mais tarde aquilo
con quem eu simpatizo*

E eu simpatizo com tudo!

*São-me simpáticos os homens superiores porque são
superiores e são-me simpáticos os homens inferiores,
porque são superiores tanto; porque ser inferior
é diferente de ser superior e isso é uma superioridade
a certos momentos de visão...*

*...Porque eu sou rei absoluto da minha simpatia,
basta que ela exista para que eu tenha razão de ser!
Chorei, não procurei esconderme, todos viram,
fingiram. Pena de mim não precisava. Ali onde eu
chorei, qualquer um chorava.*

*Dar volta por cima que eu dei, quero ver quem
dáva!...*

** * **

Dedico el trabajo (algo pequeño aún) y esta canción de María Bethânia, basada en Fernando Pessoa a todos los que sonrían en la angustia y en la felicidad con la misma convicción de que nada queda, todo sigue Y sigue la búsqueda.

AGRADECIMIENTOS

Agradezco a mi madre, la mujer más inteligente y adorable del mundo. A mis abuelos por estar ahí siempre, con su amor y sus ganas de darle felicidad y consejos a los que quieren. Al resto de mi familia que ha esperado cariñosa y pacientemente este instante. A mi amor y sus patitas. A mis hermaniiiiies por hacerme sentir miembro de un clan fabuloso y a mi papá por ser un hombre de razones ciertas, tiernamente equivocado a veces. A Margoth por saber llevar con tanto amor tanta cosa curiosa en la familia...

A mis amigos/hermanos Wilmer, Jimmy, Viviana, José Andrés, Julián y Orlando. Son seres de sueños y realidades especiales por su valor y singularidad.

A los Miembros del Grupo Halley de Astronomía de hoy, a los del pasado que compartieron la trascendencia del deseo de hacer una comunidad de la Astronomía para ésta región. También para los futuros, que conformarán el Departamento de Astronomía de nuestra Universidad. A eso llegaremos...

A los Maestros Bernardo Mayorga, Sterling Castañeda, Arturo Plata, Nelson Vera, Ilia Mikhailov, Blanca Inés Prada y Sonia Sabogal... A todos esos profes que supieron sonreír y ser pacientes conmigo.

A mis estudiantes del Colegio Semillero Dosmil, de La Cumbre. Por su cariño y paciencia para lidiar con un profe tan extraño, e incluso por sus "petites couchoneries", esas también educan profes.

A todos los que me han sonreído con sinceridad, me han contado su cuento y me han dejado contar el mío.

ÍNDICE GENERAL

Resumen	II
Abstract	IV
INTRODUCCIÓN	x
1. ESTUDIANDO EL NÚCLEO DE NGC 5427	1
1.1. ONDAS DE DENSIDAD EN NGC 5427	4
1.2. INESTABILIDADES EN EL DISCO GALÁCTICO	8
2. OBTENCIÓN DEL PARÁMETRO DE TOOMRE	17
2.1. EL PAQUETE IRAF Y LAS IMÁGENES HST	18
2.2. LIMPIEZA DE IMÁGENES Y FOTOMETRÍA EN IRAF	20
2.2.1. Preparación de las imágenes	20
2.2.2. Fotometría	22

2.2.3. Fotometría usando IRAF	31
2.2.4. Y ahora si... Implementación	34
3. DISCUSIÓN SOBRE ESCENARIOS INESTABLES EN NGC 5427	43
3.1. LO QUE SE SUPO DE NGC 5427	44
3.2. ESCENARIOS INESTABLES Y ESCALAS DE DISTANCIA	50
3.3. ERRORES E INCERTEZAS	54
4. CONCLUSIONES	59
REFERENCIAS	62

ÍNDICE DE FIGURAS

1.1. Imágenes a diferente escala de NGC 5427.	2
1.2. Imágenes reducidas de NGC 5427	6
1.3. Diagrama (ω) vs Radio	7
2.1. Sistema Fotométrico de Johnson & Morgan	23
2.2. Ilustración de curvas isofotas	32
2.3. Perfiles transversales de Luminosidad	35
2.4. Perfil del ancho de los brazos de la galaxia	36
3.1. Representaciones contrastadas en falso color de NGC 5427	49

ÍNDICE DE TABLAS

1.1.	Datos fotométricos de las imágenes de NGC 5427	6
1.2.	Curva extinción de Cardelli, Clayton & Mathis para un filtro H	13
2.1.	Parámetros fotométricos instrumentales de NGC 5427	25
2.2.	Medida del ancho del brazo	37
2.3.	Mapas de Color de zonas brazo/interbrazo (1)	39
2.4.	Mapas de Color de zonas brazo/interbrazo (2)	40
3.1.	Galaxias estudiadas por Martini & Pogge en 1999	46

Resumen

Título : Un estudio de inestabilidades en la región circumnuclear de la galaxia NGC 5427¹.

Autores : Peña Suárez, Vladimir Jearim ⁷.

Palabras Claves : Galaxias Seyfert 2, Imágenes HST, Banda V, Banda H, Ondas de densidad, Inestabilidad Autogravitante, Inestabilidad Hidrodinámica, IRAF.

Descripción : Se presentan aspectos morfológicos y dinámicos de la galaxia NGC 5427 y se comentan las implicaciones físicas de la estructura de Ondas de densidad que posee la región circumnuclear de la galaxia (0,6 a 1,4 kpc). Se refieren los conceptos de inestabilidad gravitacional y los tipos de estas inestabilidades, haciendo énfasis en las variables que afectan la estabilidad de una región interestelar. Se presenta el criterio del parámetro de Toomre Q como un valor de discriminación de las inestabilidades: autogravitantes para valores de $Q < 1$ e hidrodinámicas para valores mayores que 1. Se discuten algunas relaciones dinámicas para replantear el parámetro de Toomre en términos de cantidades medibles observacionalmente.

¹Trabajo de Pregrado

⁷Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Nelson Vera Villamizar (Director), Arturo Plata Gómez (Codirector).

Usando métodos fotométricos incorporados en el paquete IRAF se calcula el valor de la Densidad Superficial de Masa a través de la estimación del Exceso de Color y la Extinción Visual a partir de imágenes HST en la bandas Visible (V, 593,5 nm) e Infrarrojo cercano (H, 1600 nm). Se calcula el parámetro de Toomre a partir del valor de Densidad Superficial, encontrándose que la galaxia posee un régimen de inestabilidades hidrodinámicas. Se discuten las implicaciones de la presencia de este régimen inestable a la luz del escenario de ondas de densidad de la galaxia. Se sugieren métodos complementarios para verificar el valor del parámetro obtenido en este estudio. Se comentan las posibles fuentes de error e incertidumbre en que se pudo haber incurrido durante el desarrollo de la investigación.

Abstract

Title : An study of instabilities in the circumnuclear region of the galaxy NGC 5427¹.

Authors : Peña Suárez, Vladimir Jearim ⁷.

Key Words: Seyfert 2 Galaxies, HST Images, V Band, H Band, Density waves, Self-gravitating Instability, Hydrodynamical Instability, IRAF.

Description: We present morphological and dynamical aspects of the NGC 5427 galaxy, and we comment the physical implications of the density waves structure in circumnuclear region between 0,6 and 1,4 pc of the galaxy. We show the gravitational instability concepts and the classification of these instabilities, making an approach in the critical variables in a instability of interstellar region. We present the Toomreâs Parameter as a limit value of instabilities, self-gravitating, for $Q < 1$, and hydrodynamic for Q values over 1. We discuss some dynamical relationships to re-write the original expression of Toomreâs Parameter with measurable quantities by observable way.

Using photometrical methods incorporated in IRAF package we calculate the Surfaceâs Mass Density value through the Color excess and Visual Extinction estimate from

¹Trabajo de Pregrado

⁷Facultad de Ciencias, Escuela de Física, Nelson Vera Villamizar (Director), Arturo Plata Gómez (Codirector).

HST images in visible (V) (593,5 nm) and infrared (H) (1600 nm) bands. We obtain the Toomre's parameter from surface density, found that the galaxy has a hydrodynamic instabilities regime. We discuss the implications of these instable scenes and the relationship with the density waves of the galaxy. We suggested some complementary methods for verifying or cleanse the parameter's value obtained in this study. We comment the possible error and uncertainty sources that could have appeared during the research development.

INTRODUCCIÓN

Los procesos de alimentación del agujero negro central en una galaxia conforman un tema que genera muchas inquietudes en astrofísica y que conduce a diferentes ámbitos de estudio de las propiedades dinámicas y morfológicas de las galaxias de núcleo activo (AGNs por su sigla en inglés).

Cuando una región galáctica presenta unas condiciones de formación estelar eficiente, hablamos de las inestabilidades de esa zona de la galaxia. La naturaleza de estas es un tópico que aún ofrece interesantes discusiones; se reconocen dos tipos de inestabilidad: Auto-gravitante e hidrodinámica. El primero se da a partir de procesos como la formación estelar, que suceden a través de toda una región del espacio, sin generarse grandes tasas de acreción de materia. La segunda clase tiene que ver con la aparición de grandes valores de viscosidad en el medio interestelar, producidos por la presencia de objetos masivos que muestran una fuerte acreción y, en este sentido, la dinámica que generan supera cualquier otro proceso gravitacional local (Binney & Tremaine, 1987)

Ambas están discriminadas por una cantidad que relaciona densidad de masa con la velocidad interna del material que compone la región: el Parámetro de Toomre, Q , de modo que si $Q > 1$ el escenario de formación estelar del disco es debido a inestabilidades hidrodinámicas, si $Q < 1$ se está refiriendo un escenario formado por inestabilidades auto-gravitantes.

¿Qué es lo que “es debido” a uno u otro tipo de inestabilidad? ¿Cuál es la fiabilidad de la medida que se puede hacer del parámetro de Toomre y la dirección a que nos puede conducir un resultado al respecto?

Estas preguntas aparecen cuando se observan algunos puntos de vista de este tópico: por un lado, los estudios teóricos y las simulaciones numéricas (Collin & Huré, 2001) señalan que a escalas pequeñas (1 pc) de tamaño todos los discos son “fuertemente” auto-gravitantes, y que aspectos como el campo de velocidades del medio interestelar sobre el disco se ven afectados de diferente forma en los escenarios de inestabilidades que van a ser estudiados. Sin embargo, en la realidad observacional, a escalas resolubles en imágenes del Telescopio Espacial Hubble (HST por su sigla en inglés), del orden de 1 kpc, se ha encontrado (Martini & Pogge, 1999) para una muestra de 18 galaxias que exhiben estructura nuclear espiral valores de Q que son, en algunos casos muy grandes, del orden de centenas, señalando escenarios de inestabilidad hidrodinámica.

Martini & Pogge en 1999 acentúan la afirmación del carácter no auto-gravitante aseverando que “valores de $Q < 1$ implican que los brazos espirales se forman por inestabilidades gravitacionales en discos auto-gravitantes, mientras que valores de $Q > 1$ corresponden a brazos espirales formados en discos no auto-gravitantes por inestabilidades hidrodinámicas” ¿Cómo podemos interpretar la relación entre los mecanismos de formación de la estructura nuclear y el carácter morfológico y dinámico del disco que los contiene?

Trataremos de resolver esa pregunta, así como las anteriormente planteadas a partir de una exhaustiva mirada de las propiedades de la región circumnuclear de NGC 5427 (Capítulo 1): Propiedades fotométricas y dinámicas, estableciendo los tipos de población estelar al interior de los brazos nucleares y analizando las implicaciones de las poblaciones presentes en esta región; se revisará la Teoría de Ondas de Densidad, su contexto teórico y los resultados notables que señalan la presencia de estas en la región

circumnuclear de NGC 5427, de acuerdo con la tesis de Hernández, 2007.

La Teoría de Ondas de densidad constituye la mejor teoría para explicar la morfología de las galaxias, tanto a gran escala como a escala local. El interés de conocer la configuración de la región de estudio trae la necesidad de citar esta teoría. Finalmente se introducirán el concepto y las clases de inestabilidad, así como la metodología que llevará a una forma implementable para calcular el Parámetro de Toomre Q .

Adelante, en el capítulo 2, se describirán las herramientas computacionales con que se realizará el análisis, y se planteará el procedimiento a seguir durante el estudio de las imágenes, la lógica con que se interpretará la información que se extraiga de las imágenes y por consiguiente se calculará el valor del Parámetro, señalando el tipo de inestabilidades locales, y cómo podrá interpretarse a gran escala la presencia de uno u otro regimen inestable en el disco circumnuclear de NGC 5427.

En el tercer capítulo se ofrece una discusión sobre los puntos de vista que han sido referidos atrás, comentando el alcance fenomenológico del valor calculado, complementando la literatura con los resultados obtenidos del estudio de la galaxia de interés para finalmente enmarcar el desarrollo del trabajo en un conjunto de perspectivas posibles para entender la relación entre la estructura de las regiones circumnucleares y la actividad nuclear, y poner puntos de referencia en la discusión sobre la relación entre la escala y el tipo de inestabilidad que guía la actividad del disco nuclear.

Finalmente, se ofrecen las conclusiones y reflexiones que dejó la realización de este trabajo, y se advierten las perspectivas del desarrollo de estudios similares o complementarios.

ESTUDIANDO EL NÚCLEO DE NGC 5427

Esta galaxia espiral está clasificada de acuerdo a su morfología como una de tipo SAc, según el RC2 (de Vaucouleurs, de Vaucouleurs & Corwin, 1976), el valor de su velocidad de recesión es de 2618 km s^{-1} y con base en este Theureau et al. 1998 obtuvieron una distancia de 34,9 Mpc para la galaxia, 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 ($23,34 \text{ kpc}$) (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 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).

La galaxia NGC 5427 es considerada como una de núcleo pequeño (Eskridge et al. 2002). Posee dos brazos espirales *Grand-design* en los cuales se ha verificado presencia

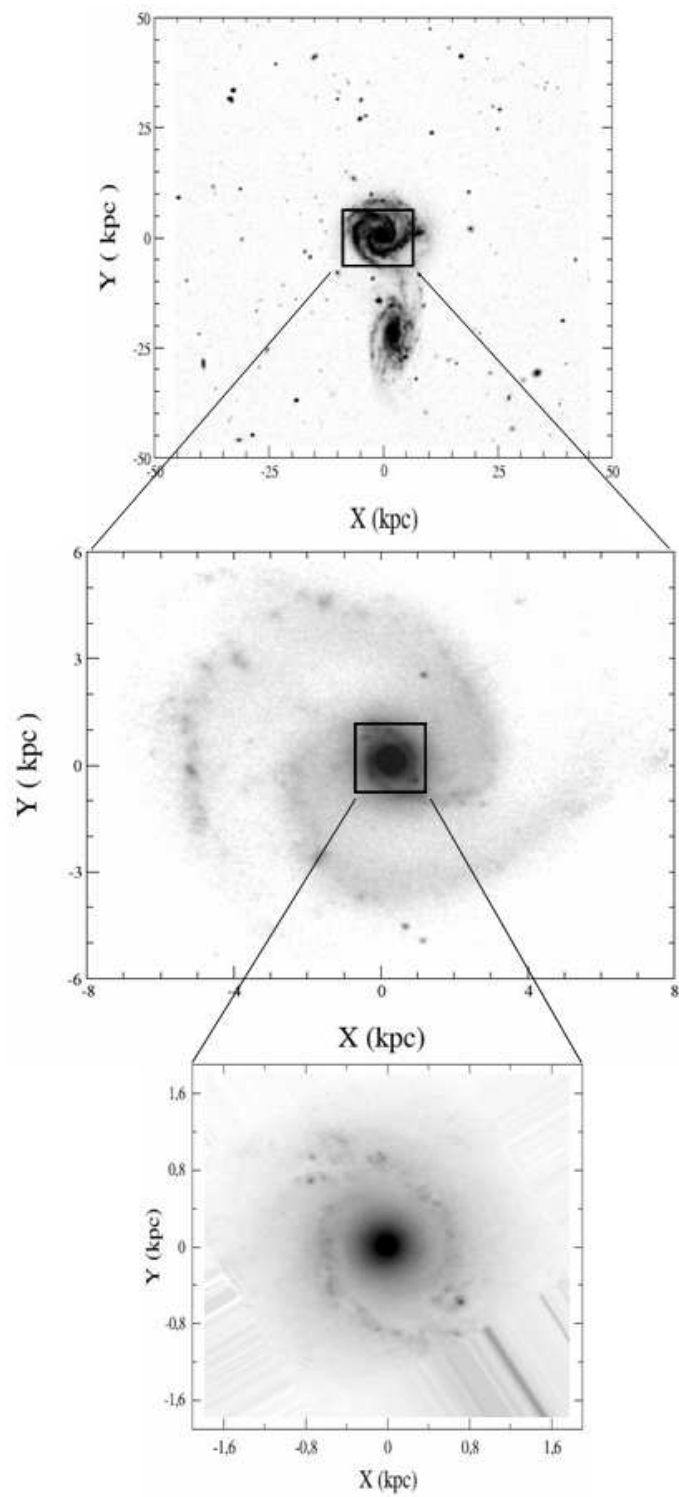


Figura 1.1: Imágenes a diferente escala de NGC 5427. En la imagen superior se observa NGC 5427 con su galaxia compañera NGC 5426; la imagen del medio es NGC 5427 en toda su extensión; y la imagen inferior es la región circumnuclear de NGC 5427.

de extensas zonas de formación estelar (Gonzalez & Perez, 1992) debido a la gran cantidad de regiones HII¹ presentes. En la curva de rotación de la galaxia (Alfaro et al. 2001) se encontraron oscilaciones que son coherentes con la existencia de los brazos espirales, fue propuesto entonces que el origen de estos brazos tuvo lugar en la interacción de una onda de densidad espiral con un disco denso de gas (Martos & Cox, 1998).

El núcleo de NGC 5427 es Seyfert II² y en el estudio de las abundantes regiones de formación estelar HII en la región central (Colina et al, 1997), se halló un anillo circumnuclear en el filtro ultravioleta de 1 kpc de radio que coincide con el anillo de regiones HII encontrado en otros estudios (Gonzalez & Perez, 1993; Alfaro et al. 2001).

Algunas características de las galaxias tipo Seyfert II a la luz del Modelo Unificado³ son: tales galaxias presentan únicamente Región de Líneas Angostas (NLR por su sigla en inglés), se manifiestan como fuentes débiles de Rayos X. Son menos luminosas que las galaxias Sy I⁴.

La distribución de energía correspondiente al continuo no asociada a estrellas no es muy regular, por lo cual no es muy definido el fondo estelar a longitudes de onda del visible e IR cercano (Blandford et al, 1990). Adicionalmente se observan débiles emisiones de UV. Conviene recordar la particularidad del Modelo Unificado: Seyfert I no es necesariamente un antónimo de Seyfert II en astrofísica. Al estar realizando esta

¹El HII (Hidrogeno Ionizado) es buen trazador de las zonas de formación estelar (Kennicut, 1989).

²Las Seyfert II son galaxias espirales con núcleos puntuales muy brillantes. Presentan espectros en el óptico caracterizados por la presencia de líneas de emisión estrechas

³El Modelo Unificado de AGN es la propuesta conceptual que se acepta actualmente para el estudio de la actividad nuclear de las galaxias que exhiben este tipo de núcleo, con base en la identificación de patrones comunes entre los diferentes tipos de actividad nuclear, y de relaciones entre propiedades espectrales en apariencia disímiles o incompatibles (Blandford et al, 1990)

⁴Este tipo de núcleos posee, además de NLR, una región de líneas anchas, BLR, por su sigla en inglés

investigación sobre la galaxia NGC 5427 con imágenes que vienen a escalas resolubles por el Telescopio Espacial Hubble (HST por su sigla en inglés), podría decirse que tales aspectos espectrales no son tema de nuestro trabajo; la NLR se hace evidente a escalas de 100 pc , y la BLR a escala de 1 pc . Sin embargo, ¿Cómo son los regímenes de inestabilidad en la microescala, de manera que componen un todo que tiene un comportamiento inestable en específico a nivel global?

Como se había anunciado, se busca una respuesta a preguntas como estas. Habiendo enunciado esta “ficha técnica” se debe enrumbar a otro aspecto conocido, cual es la caracterización de la *Región circumnuclear*, que va aproximadamente desde los 0,6 a los 1,4 kpc a nivel estructural, hacer un acercamiento a la explicación de la estructura que esta región muestra. Tratar de hacerlo nos conduce a la Teoría de Ondas de Densidad.

1.1 ONDAS DE DENSIDAD EN NGC 5427

Con el ánimo de esclarecer cómo sucede la formación de los brazos de las galaxias espirales, y cómo se da su posterior evolución, Lin & Shu, en 1964 propusieron que la forma espiral de las galaxias es producto de la modificación de las órbitas de las estrellas, a las cuales asignaron una característica de perturbaciones ondulatorias, ondas de densidad en las cuales las posiciones espaciales de las órbitas provocan máximos de densidad que son los brazos espirales. Las estrellas en el disco galáctico tienen órbitas aproximadamente circulares que pueden ser desviadas por factores de la dinámica a gran escala del disco, tal distorsión se dará alrededor del centro orbital, dando un movimiento epicíclico. Así, en una galaxia que gira con una velocidad angular ω_P el movimiento de una estrella estará descrito por dos parámetros: la frecuencia epicíclica $\kappa(r)$ que es la frecuencia relativa de rotación de la estrella con respecto al centro galáctico en el sistema de referencia del patrón espiral (Hernández, 2007) y ω la velocidad angular de la estrella con respecto al centro galáctico, es decir que

$$\omega - \omega_P = \kappa(r) \quad (1.1)$$

La teoría indica que habrá una **resonancia** cuando las frecuencias ω y ω_P presenten una diferencia de fase entera. Para una galaxia espiral de dos brazos se establecen tres resonancias principales: Resonancias Interna y Externa de Lindblad (RIL y REL, respectivamente) y la Resonancia de Corrotación RC en el caso en que $\kappa(r)$ sea cero. En tales resonancias, la frecuencia epicíclica está sincronizada con el movimiento relativo del patrón espiral. La ecuación anterior puede escribirse, de acuerdo a Lin & Shu, 1964, teniendo en cuenta que el número entero del que se habla es el número de brazos espirales de la galaxia, en la forma

$$\omega - \omega_P = \pm \frac{\kappa(r)}{m} \quad (1.2)$$

siendo la RIL la solución negativa de la ecuación, y la REL la de valor positivo, con $m = 2$. La RC aparecerá cuando la diferencia de frecuencias sea nula.

Este trabajo pretende adentrarse en un aspecto de estudio de la galaxia NGC 5427 que fue estudiada por Hernández, 2007 a partir de la Teoría de ondas de densidad (brevemente esbozada atrás) y del tratamiento de imágenes de la galaxia en bandas V y H, utilizando los métodos de Transformada de Fourier Unidimensional y Bidimensional (TFU y TFB) que introdujeran Puerari & Dottori en 1997. Las imágenes⁵ han sido tomadas, en el visible, por la cámara WFPC2⁶ en la banda F606W (denominada banda V en lo sucesivo) (Baggett, S., et al. 2002) y en infrarrojo por la cámara NICMOS⁷, a

⁵Estas imágenes, así como las análogas de NGC 1530 fueron las estudiadas en el trabajo referido.

⁶Wide Field Planetary Camera, por su sigla en inglés

⁷Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer, por su sigla en inglés

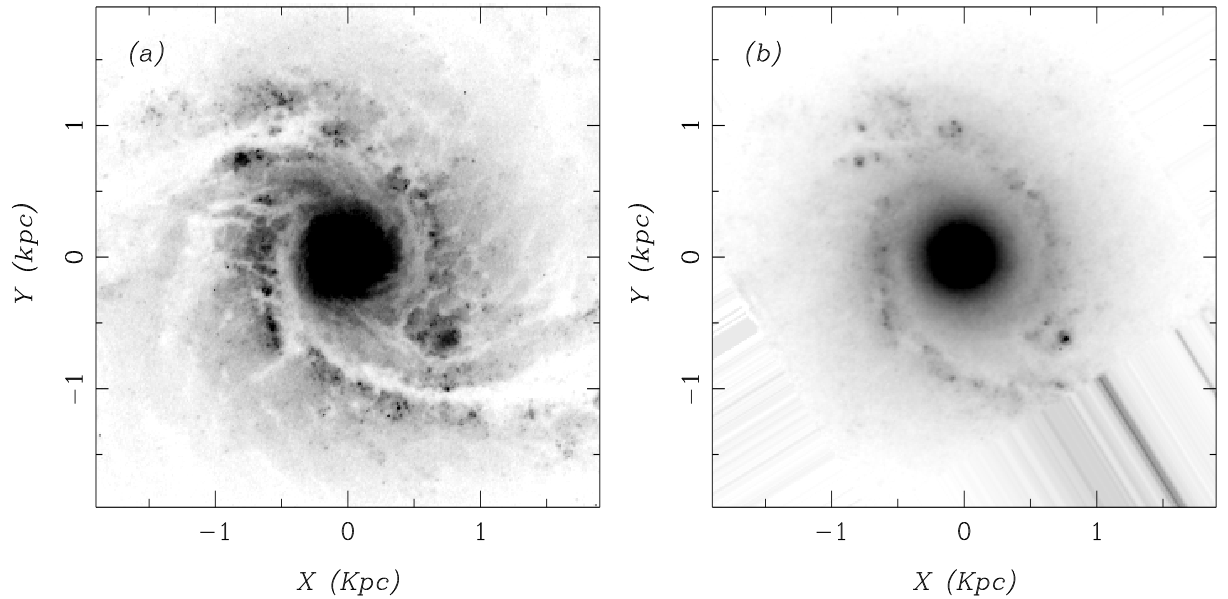


Figura 1.2: Imágenes reducidas de NGC 5427
Banda V (a) y banda H (b).

través de la banda F160W (denominada banda H en lo sucesivo) (Dickinson, M., et al. 2002). Sus propiedades son expuestas en la siguiente tabla .

Filtro	Ancho de banda [nm]	Longitud central [nm]	Resolución [$\frac{arcsec}{pixel}$]
$F606W$ (V)	200	593,5	0,046
$F160W$ (H)	202	1600	0,075

Tabla 1.1: Datos fotométricos de las imágenes de NGC 5427

En el trabajo desarrollado sobre la estructura circumnuclear (0,63 a 1,39 kpc) de NGC 5427, Hernández logró determinar, usando la Transformada de Fourier Bidimensional TFB en imágenes en bandas V y H (Ver figura 1.2) verificar que la galaxia tenía un modo dominante de dos brazos, y que la distribución de densidad radial cumplía con la distribución cronológica de luminosidades respecto al radio: En la banda V la componente de luminosidad decae a medida que nos alejamos del núcleo, y en la banda H la componente aumenta a medida que crece el radio.

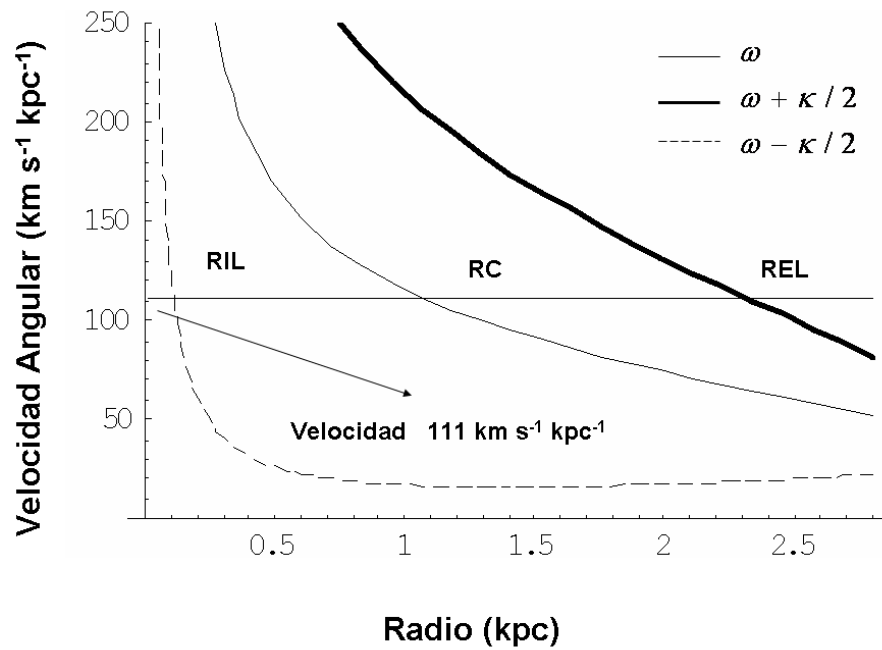


Figura 1.3: Diagrama (ω) vs Radio
 Calculado a partir de curva de rotación de NGC 5427(Alfaro et al. 2001).

Con esto se verificó la distribución de población estelar del disco: Mayor población joven en radios cercanos al núcleo y una distribución más acentuada de estrellas viejas al final del disco. Al determinar la RC de la galaxia, usando TFU, se encontró que el punto de resonancia de corrotación se ubicaba a $1,07 \text{ kpc}$ del núcleo, valor de distancia que coincidía con las distribuciones de luminosidad referidas. A partir de este se encontró la velocidad del patrón perturbador, y los valores de RIL y REL como $0,1$ y $2,3 \text{ kpc}$, respectivamente, que son ilustrados en la figura 1.3, que presenta las curvas de frecuencia *vs.* Radio de NGC 5427. La coincidencia de la RC con las distribuciones de densidad radial, entre otros hechos notables, apoyó la conclusión final sobre la estructura de espiral nuclear en la galaxia.

Dado que la estructura morfológica de la región circumnuclear de la galaxia depende fuertemente de la distribución de población estelar, es necesario entender cómo ha

sucedido esta distribución. La aparición de diferentes edades de las estrellas tiene que ver específicamente con el efecto de un potencial gravitacional, así como los movimientos que tengan las estrellas en una región particular, cayendo algunas de ellas hacia el centro o promoviendo la formación de nuevas en regiones de la galaxia bien determinadas teóricamente. Nos trasladaremos entonces a las consideraciones preliminares sobre cómo sucede esta compensación de efectos dinámicos y gravitacionales.

1.2 INESTABILIDADES EN EL DISCO GALÁCTICO

Todo sistema de partículas que evoluciona debido a efectos gravitacionales está sujeto a la aparición de inestabilidades, con base en la correlación entre parámetros como la tasa de formación estelar por unidad de área y la densidad del gas (Elmegreen et al, 1998). Estas implican modificaciones de densidad de materia, las consecuentes de campo gravitacional local y más adelante los efectos relacionados con mecanismos de emisión o absorción de energía (Binney & Tremaine, 1987).

Una nube de partículas de masa total M , en la cual se discrimina una masa m de hidrógeno, que se encuentra a una temperatura T y que puede limitarse a un radio r se hace gravitacionalmente inestable (Elmegreen et al, 1998) si la energía potencial gravitacional del ensamble supera la energía cinética promedio, esto es

$$\frac{GMm}{r} > kT \quad (1.3)$$

Para regiones del disco galáctico, en las cuales aparece el interés de estudiar la actividad del Medio Interestelar MI, este es el punto de partida para definir las Inestabilidades de Jeans a través del concepto de la Masa de Jeans M_J , en términos de la densidad volumétrica de la región esférica aludida en (1), y de la Longitud de Jeans L_J , que

viene dada por

$$L_J \approx \sqrt{\frac{kT}{Gm\rho}} \quad (1.4)$$

las cuales son un buen parámetro de referencia para regiones donde la formación estelar no es tan significativa. En las regiones del disco galáctico y del disco nuclear en las que la formación estelar no es despreciable, es conveniente tener en cuenta una medida de la densidad superficial de masa; ciertamente podemos evaluar densidades superficiales con los detectores y a partir de ellas inferir características volumétricas (Martini & Pogge, 1999).

La densidad superficial de masa es definida como la razón entre la masa y el cuadrado del radio r de la región. Igualmente, la energía cinética que es posible verificar en tales regiones, es relativa a la dispersión de velocidades del gas, del polvo y de las estrellas que se mueven en el disco.

Para el estudio de inestabilidades a gran escala en discos rotantes, conviene más un parámetro de estabilidad que relacione la rotación diferencial dentro de la galaxia con la densidad superficial, y que sea análogo a la Longitud de Jeans. Es éste el **Parámetro de Toomre Q** , dado por

$$Q = \frac{\kappa s}{\pi \Sigma G} \quad (1.5)$$

donde $\kappa = \kappa(r)$ es la denominada **Frecuencia epicíclica**, s la **velocidad del sonido local** y G la **constante gravitacional**. Éste es el valor frontera que pondera la estabilidad del disco galáctico frente a la dinámica interna de la galaxia (Toomre, 1964).

Se veía en la sección anterior cómo la morfología de la región circumnuclear se explicaba

desde la Teoría de Ondas de densidad y cómo ésta podía postularse para explicar la actividad nuclear. Para la escala de 1 kpc se tiene fundamentalmente la actividad del gas molecular, y la de las regiones de formación estelar. La distribución del campo gravitacional de la galaxia en éstas dependerá de qué tan eficientes sean los efectos de marea del gas interestelar en conjunto, o el efecto de acreción de la fuente de campo gravitacional interna.

Cuando predomina la actividad del conjunto se habla de sistemas **autogravitantes**, y particularmente, si se piensa en las galaxias como distribuciones azimutales, se dice que el disco que sustenta la inercia rotacional de la galaxia es debido a **inestabilidades autogravitantes**. Autores como Blandford et al, 1990 y Shlosman, 1989 señalan algunos de los efectos que conforman un escenario autogravitante, los cuales están asociados a la actividad estelar. Cuando la actividad de la región es dinamizada principalmente por la fuente central, los procesos de acreción están asociados a inestabilidades hidrodinámicas. El criterio que determina uno u otro régimen de inestabilidades es el parámetro de Toomre.

Se tendrán **inestabilidades hidrodinámicas en discos no autogravitantes** para $Q > 1$. Para $Q = 1$ se tendrá el caso de un disco infinitamente delgado y para $Q < 1$ el escenario será dominado por **inestabilidades gravitacionales en un disco autogravitante** (Blandford, 1990).

Obsérvese que el parámetro de Toomre depende de cantidades que muestran dependencia radial (Elmegreen et al, 1998). Por un lado la velocidad del sonido dependerá del gas presente y de la densidad, la cual varía con el radio, al igual que la Frecuencia epicyclíca. La dependencia más notable que muestra Q es respecto a la densidad superficial. Se debería buscar un camino para estudiar parámetros como los mencionados (que no son medibles directamente) a partir de imágenes de la galaxia, evaluando cantidades

mensurables sobre éstas. Martini & Pogge (1999) calcularon el parámetro para las 18 galaxias, como se dijo en la introducción, y encontraron valores muy dispersos de Q a partir del análisis de **Mapas de Color**⁸ que será expuesto en detalle más adelante.

Nuestro objetivo inicial será implementar la metodología usada por estos autores para calcular el parámetro de Toomre.

A partir de imágenes tomadas del HST, y siguiendo una rutina de análisis fotométricos que empiezan por la reducción y limpieza de imágenes de la galaxia, como se detallará en el siguiente capítulo, se llega a la determinación del **Exceso de Color** $E(V - H)$ que viene dado por

$$E(V - H) = (V - H)_{\text{brazo}} - (V - H)_{\text{interbrazo}} \quad (1.6)$$

en el cual $(V - H)_{\text{brazo}}$ es el valor de la intensidad en el mapa de color sobre el brazo y $(V - H)_{\text{interbrazo}}$ es el de la región interbrazo.

Este Exceso de Color aparece por una razón interesante: Debido a las diferencias evolutivas que hay entre poblaciones estelares en uno y otro filtro, como se explicaba en la sección anterior, el exceso de color mide si hay una mayor influencia de poblaciones estelares jóvenes y de la formación estelar reciente, o si los mecanismos de formación estelar están descompensados respecto al efecto de inercia de la rotación galáctica. También identificar en qué región se da en forma predominante alguno de estos comportamientos (Martini & Pogge, 1999).

Este procedimiento permite hacer un cálculo de la **Extinción visual** A_V , la cual nos

⁸Un mapa de color es realmente la imagen de un objeto en un filtro espectral específico

da la suma de la absorción y la dispersión de la luz por causa del medio a través del cual sucede su propagación. La **opacidad**⁹ χ_ν del medio interestelar genera efectos como el enrojecimiento de la luz y pueden tenerse interpretaciones distorsionadas que deben ser re-evaluadas teniendo en cuenta la densidad del número de partículas que producen tal efecto y su tamaño (Mathis, 1990). Cada línea de vista tiene *per se* una **Ley de Extinción**, y será posible establecer que para cualquier longitud de onda λ se cumplirá que

$$E(V - \lambda) = A_V - A_\lambda \quad (1.7)$$

Disponiendo de la información correspondiente, reportada por la literatura, la ecuación 1.7 permitirá determinar un valor de referencia del exceso $E(V - H)$. De otra parte, el planteo de una **Curva de extinción** à la Mathis, 1990 remite a la necesidad de resolver una ecuación empírica que depende de la longitud de onda, y de la constante denominada R_V , la **Razón de Extinción**, obtenida de comparaciones también empíricas entre los excesos en diferentes bandas espectrales. El valor de R_V es 3,1, y se podrá decir que si A_λ es la Extinción en cualquier longitud de onda, uno tendrá

$$\left\langle \frac{A_\lambda}{A_V} \right\rangle = a(x) + \frac{b(x)}{R_V} \quad (1.8)$$

donde los coeficientes variables $a(x)$, $b(x)$ son parámetros tabulados (Cardelli, J. et al, 1989), para cada valor de x , siendo ésta el inverso de la longitud de onda para la que se quiere estimar la extinción A_λ . Para un filtro infrarrojo se tendrá

⁹Es la probabilidad de absorción de fotones de frecuencia ν por unidad de masa por unidad de tiempo

Filtro	x [μm^{-1}]	$a(x)$	$b(x)$	$a(x) + \frac{b(x)}{R_V}$
<i>F160W (H)</i>	0,63	0,2693	-0,2473	0,190

Tabla 1.2: Curva extinción de Cardelli, Clayton & Mathis para un filtro H

Resultando, de la ecuación 1.8, usando el dato de la última columna de la tabla 1.2 una relación explícita entre las extinciones que nos interesan

$$A_H = 0,19A_V \quad (1.9)$$

Se ha encontrado que la densidad de partículas que enrojecen, multiplicada con la *Extinción visual* y con la sección eficaz de grano es proporcional a la densidad promedio de hidrógeno de la región (Bohlin, Savage & Drake, 1978), siendo ésta una medida indirecta de la densidad de la región de estudio, que para el caso del disco galáctico será una densidad superficial, dada como

$$\Sigma = 15A_V [M_\odot pc^{-2}] \quad (1.10)$$

donde M_\odot es la unidad de masa solar.

La determinación directa de la velocidad del sonido representa una dificultad técnica, como lo anotan Elmegreen, et al. 1998. En ese trabajo, en el cual los autores calculan Q para la galaxia NGC 2207, se postula que la velocidad del sonido s en el medio es equivalente a la **dispersión rms de la velocidad del gas** a .

La dispersión de velocidad aparece en una región de una galaxia como resultado de la superposición de dos efectos dinámicos: Por un lado la tendencia al colapso central, que es rigida por la Máquina central de la galaxia, siendo ésta la denominada **rotación**

diferencial que es particular para cada punto en función del radio. De otra parte, el efecto localizado de los procesos de autogravedad en las nubes moleculares de una región específica hace que haya un efecto inercial que modifica la rotación diferencial (Binney & Tremaine, 1987).

Aunque no hay un método de cálculo de la dispersión, se propone una interpolación razonable, basada en observaciones previas de zonas nucleares de galaxias denominada *Modelo de Transferencia Radiativa* (Block, Elmegreen & Wainscoat, 1996).

Estudiando perfiles de intensidad en bandas V e I en un modelo de galaxia prototipo con características radiativas como perfiles radialmente exponenciales con las mismas escalas de longitud para estrellas, gas y polvo; perfiles axiales gaussianos con la misma altura de escala h ($h=100$ pc) para el gas y el polvo y diferente altura para las estrellas, concluyen, con buena aproximación que a es del orden de 10 km/s^{10} .

Será válido, además afirmar que la escala de altura del disco h de la galaxia tendrá un valor máximo comparable en magnitud con el ancho de los brazos. Esta inferencia es apoyada *grosso modo* por los modelos de distribución de luminosidad estándares, de modo que haciendo un algoritmo de barrido para calcular el ancho de los brazos sobre las imágenes V y H es posible hallar un valor promedio de h .

Haciendo las sustituciones convenientes de acuerdo con Elmegreen et al, 1998, es posible reescribir la ecuación (1.5) que da el Parámetro Q de la forma

¹⁰Este valor será el asumido para nuestro desarrollo, en concordancia con Martini & Pogge, 1999. Ellos asumen que este valor es un mínimo razonable para ponderar este parámetro

$$Q = 1,5 \times 10^4 \left(\frac{a}{10 \text{ km s}^{-1}} \right)^2 \left(\frac{\Sigma}{1 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}} \right)^{-1} \left(\frac{h}{1 \text{ pc}} \right)^{-1} \quad (1.11)$$

con h escrito en la forma $h = \frac{a}{\Omega}$ y $\kappa = 2 \Omega$, y la conversión de la constante gravitacional a unidades astronómicas. El modelo asimila el movimiento del disco nuclear a la rotación de un sólido rígido (Martini & Pogge, 1999).

Estos autores reconocen que las estimaciones que se pueden hacer con este método tienen una discutible precisión, dadas las limitaciones técnicas que hay para capturar imágenes de alta resolución que den mapas de color detallados y las generosas suposiciones que trae implicadas el *Modelo de Transferencia Radiativa* en cuanto al valor asumido de la dispersión de la velocidad del gas a . Por lo tanto, convendrá emprender, como paso siguiente a la obtención del valor de Q la discusión sobre la validez y el significado del valor del parámetro que sea hallado; además de estos atenuantes no es muy claro el sentido fenomenológico de Q en el disco nuclear, toda vez que ésta es una región que abarca 1 kpc de complejas realidades que cambian con la escala.

Recordando la inquietud de partida sobre los mecanismos de alimentación de la Máquina Central¹¹ de la galaxia y cómo la Teoría de Ondas de Densidad podía apoyar el estudio de estos, debería tenerse en cuenta lo siguiente: La estructura de espirales nucleares que mejor se postula para favorecer la alimentación del AGN está en el orden de escala referido; permite la transferencia de masa y de momentum desde el entorno hacia un lugar de acreción que se ubica en una distancia del orden de μpc (!), sumergida entre la densa componente que produce líneas espectrales anchas y la zona de aparición de grandes campos magnéticos y radiaciones Sincrotrón y Compton inversa, entre otras “curiosidades” (Blandford, 1990).

¹¹ Así se designa al Agujero negro central de las galaxias de Núcleo activo en el argot de la Astrofísica.

Binney & Tremaine (1987) comentan del carácter local de la o las inestabilidades implicadas en la actividad del disco galáctico o del disco nuclear. Martini & Pogge (1999) encuentran que en la mayoría de galaxias con estructura nuclear que se encontraban en el estudio que realizaron se verifican escenarios de inestabilidad no-autogravitante en el núcleo. De otra parte, existe una región autogravitante (Huré, 2000) en los discos de AGNs que puede alcanzar un tamaño del orden de décimas de kpc. Existe una región del disco galáctico para la cual esto es válido; esa será la región autogravitante. Otra región del disco será la más interna, dominada plenamente por la Máquina Central, no-autogravitante, en la cual se presentan las grandes emisiones y las complejas circunstancias que se aludieron en párrafos anteriores (Blandford et al, 1990).

Una forma poderosa de tratar de evaluar condiciones físicas para establecer éstas circunstancias en la galaxia de estudio es hacer modelos computacionales (ver Ann & Lee, 2004). En este trabajo, como una primera exploración del tema, no se harán simulaciones del medio que se encuentra a pequeñas escalas; presentaremos los puntos de vista que son reconocidos en el contexto de la discusión e intentaremos hacer un análisis heurístico a partir de análisis fotométricos, como se ha sugerido, con base en lo que tenemos: una galaxia con estructura nuclear dominada por ondas de densidad, cuyo valor de Q que se evaluará en la región que se ha especificado. Seguramente persistirá la certidumbre de saber que hay mucho más que decir y hacer al respecto.

OBTENCIÓN DEL PARÁMETRO DE TOOMRE

Se tiene en este momento allanado el camino, al menos teóricamente, para plantear el método de obtención del Parámetro de Toomre. Recuérdese que veníamos de una ecuación muy simple pero críptica (1.5) y pasamos a expresarla en términos de cantidades relacionadas con las características fotométricas tales como el Exceso de Color, el ancho de los brazos, entre otras (Ecuación 1.11).

Entonces, en esta parte del trabajo se expondrá cómo se evalúan tales cantidades mediante herramientas computacionales apropiadas. Lógicamente, será necesario describir las bondades del ambiente en que se pueden estudiar las imágenes obtenidas del HST. A este fin se dirige la primera sección de este capítulo.

2.1 EL PAQUETE IRAF Y LAS IMÁGENES HST

El paquete de software IRAF¹ fue creado hacia mediados de los años 80's por el NOAO² para el estudio de las imágenes astronómicas de que se disponía en la época. Una de sus grandes virtudes en este momento es que soporta los formatos en que vienen dispuestas las imágenes del HST. IRAF, si bien no es lenguaje de programación, es un conjunto de tareas que fácilmente acoge nuevas tareas desarrolladas por astrónomos que quieren favorecer el desarrollo de trabajos de análisis de espectros en diferentes frecuencias, fotométricos, incluso no relacionados en específico con la Astronomía. Originalmente IRAF se ha desempeñado en LINUX, pero recientemente se han dispuesto versiones adaptables del paquete para Microsoft.

La interfaz de IRAF, aunque poco visual tiene la gran ventaja de hacerlo liviano, muy portable. Su instalación es libre a través de la red, y la mayoría de tareas del paquete de hecho son independientes del mismo, dependientes exclusivamente de propósitos o proyectos particulares. Tal es el caso de la tarea STSDAS³, que fuera desarrollada hacia la época en que el HST ofreció sus primeros resultados. Esta tarea dispone de todos los elementos software para preparar y estudiar imágenes provenientes de la base de datos de HST.

Las imágenes de las que se está hablando realmente son ficheros que contienen información en cuentas de fotones que pueden venir en distintos rangos del espectro, y la principal ventaja de esta forma de almacenamiento es, por una lado la portabilidad de los archivos, y de otro, la disponibilidad de las *cabeceras de imagen*, cadenas de datos

¹Image Reduction and Analysis Facility

²National Optical Astronomical Observatory. Tucson, Az.

³Sciences Telescope...

legibles en ASCII⁴ que pueden guardar información sobre el dato en sí, su origen, la fecha de creación del archivo de datos y la información que se considere importante para identificar apropiadamente lo que albergue el fichero. Estas cabeceras son la “cédula” de la imagen o del conjunto de imágenes que lo compone. Este formato se denomina “.fits⁵” y es el formato más utilizado en el mundo de la Astronomía.

Las imágenes que se usan en este trabajo, como se ha mencionado, provienen de dos cámaras que tiene el HST y que toman distintos rangos de longitud de onda, las bandas llamadas V y H, dadas por la WFPC2⁶ y la NICMOS⁷, las cuales son dispositivos acondicionados para el HST que difieren en varios aspectos. Por un lado, WFPC2 detecta longitudes de onda en el rango de los 120 y los 1100 nm y fue diseñada para detectar campo profundo. La NICMOS recoge imágenes en el rango de 0,8 a 2,5 μm y se compone realmente de tres cámaras distintas, NIC1, NIC2 y NIC3. Estas tres cámaras representan tres filtros distintos de banda ancha, media y angosta dentro del rango referido (Baggett, S., et al. 2002).

Importa mucho hacer estas mínimas descripciones por una razón: Debido a las especificaciones de filtrado y a las condiciones de funcionamiento de estos dispositivos las imágenes tienen prescrito un valor de corrección en intensidad, una **calibración fotométrica** que se ha adecuado teniendo en cuenta que cada filtro está compuesto de un sistema sensor distinto y un funcionamiento diferente. Los CCD de las cámaras tienen una eficiencia cuántica distinta, que es dependiente de la temperatura, de modo que podrían aparecer distorsiones en la cantidad de cuentas de fotones que portan los archivos de imagen *.fits* (Baggett, S., et al. 2002).

⁴American Standard Code for Information Interchange

⁵Flexible Image Transport System

⁶Wide Field and Planetary Camera 2

⁷Near Infrared Camera and Multi-Object Spectra

Se verá entonces la necesidad de hacer varias calibraciones de la intensidad de energía que puede percibirse en las imágenes, y por otro lado, convertir las cuentas de fotones que componen la imagen *.fits* a unidades de magnitud estándares. Esto compone el paquete de tareas asociadas a la fotometría de que dispone IRAF. En lo que sigue, se describirá brevemente la rutina de trabajo que se desarrolló con las imágenes disponibles, desde su limpieza hasta el análisis fotométrico respectivo.

2.2 LIMPIEZA DE IMÁGENES Y FOTOMETRÍA EN IRAF

2.2.1. Preparación de las imágenes

Las imágenes provistas por HST no son, ni mucho menos, imágenes depuradas. Es necesario, inicialmente, eliminar una cantidad de ruidos, venidos precisamente de la sensibilidad a la radiación cósmica que tienen las cámaras del Telescopio. Al ser imágenes en formato *.fits* será necesario usar un visor particular denominado **ds9 SAO Image**⁸, compatible con IRAF, que permite manipular estos archivos directamente (Pullen, C., 2003).

La limpieza es, en sí, una selección arbitraria de las intensidades menores apreciadas en la imagen para tomar un valor referencia y normalizar los puntos ruidosos que puedan distorsionar el fondo de la misma, que puedan dar, eventualmente, una estadística poco fiable de la distribución de energía de las regiones de interés del objeto.

En este estudio, el destino principal de las miradas es el centro de la galaxia. En razón a ello, se necesita centrar la imagen. Una vez dentro del paquete “*stdas*” de IRAF

⁸Igualmente descargable por la red

se dispone de la tarea “**imlintran**” que facilmente permite hacer este proceso sobre el visor ds9, así como realizar rotaciones arbitrarias, cortes de la imagen, *et cétera*. Es una herramienta de edición más que de análisis. Conviene agregar que los archivos de imagen tienen unos nombres originales que son inalterables y que dependen de la signatura utilizada por la base de datos de HST. Independiente de los nombres que cada usuario ponga a las imágenes tratadas, las cabeceras de archivo conservarán tales rótulos.

La reducción de la imagen comienza con la limpieza aludida, ésta, utilizando la tarea “**imedit** ” que permite hacer un primer mapeo estadístico del objeto, determinando desviaciones estándar de la intensidad por regiones. El usuario se ubica en cualquier lugar de la imagen, y tendrá coordenadas del punto y valores de intensidad. Cabe decir que esta normalización, así como mucho de lo que se va a hacer a continuación es arbitrario, atinente al criterio del usuario y de la necesidad de reducir al máximo la información residual sin perder o modificar información de las regiones de más interés. En estas tareas, la ventana de interfaz “**xgterm** ” demandará el nombre del directorio y la imagen respectiva, así como el nombre que se asignará a la imagen resultante de los procesos mencionados. Se creará entonces un nuevo archivo que será el de las modificaciones que tendrá, empero, la misma cabecera de archivo que el original.

Otro asunto importante en esta etapa es la **deproyección** del objeto. Se sabe que la imagen que vemos de la galaxia es una que puede estar rotada respecto a la línea de visión. Una imagen astronómica rotada puede dar una lectura muy distinta en cuanto a esa rotación. Conociendo el ángulo de rotación de la galaxia respecto a las Coordenadas Galácticas, se podrá usar mismo la rutina “**imlintran** ” para adaptar la imagen a una proyección frontal. Se ha traído a lugar en líneas precedentes el hecho de que objetos Seyfert como la galaxia de estudio exhiben diferentes propiedades espectrales dependiendo de la inclinación respecto a la visual (Modelo Unificado de AGNs). Esta característica no riñe del todo con la finalidad del proceso de deproyección, puesto que

las regiones espectrales que definen estos objetos (NLR, BLR como se ha dicho antes) aparecen en rangos de distancia muy pequeños que no son resolubles a la escala que se está estudiando, y además esas diferentes orientaciones están asociadas a un eje que no es precisamente de naturaleza geométrica (campos magnéticos originados en el núcleo, por mencionar alguna (Blandford, 1990).

2.2.2. Fotometría

Dependiendo de la banda que se esté estudiando, se encuentran diferentes sistemas fotométricos. Existen varios sistemas de magnitudes para la fotometría, y particularmente para las distintas longitudes de onda. Las imágenes que se estudian en este trabajo vienen en dos bandas distintas del espectro. De acuerdo con las especificaciones técnicas de cada una de los sistemas detectores del HST se encuentra que hay diferencia entre el sistema de medida de magnitud de las imágenes H respecto a las del filtro V.

De otra parte, en Astronomía siempre será necesario calibrar imágenes en intensidad, en cualquier detector, para normalizar la intensidad recogida a un sistema estándar. Este proceso se hace, en este caso, tomando la distribución espectral de energía de la estrella Vega⁹, cuya magnitud en casi todas las longitudes de onda es cero¹⁰.

Recuérdese que las estrellas, mientras más brillantes, menor índice de magnitud tienen. Vega es una estrella muy brillante, y el hecho de que su magnitud sea cero le da esa categoría de referencia. Así, la magnitud de una estrella o de una galaxia tendrá un valor relativo a la magnitud de Vega¹¹. Se dirá, en el argot de la fotometría astronómica

⁹ Técnicamente denominada AOV α -Lyrae. La calibración se puede hacer con otras estrellas, dependiendo del sistema fotométrico en que se esté trabajando.

¹⁰Esta magnitud en el filtro pasabanda V del Sistema Fotométrico de Johnson (Johnson, H. & Morgan W., 1953)

¹¹Sistema VegaMag

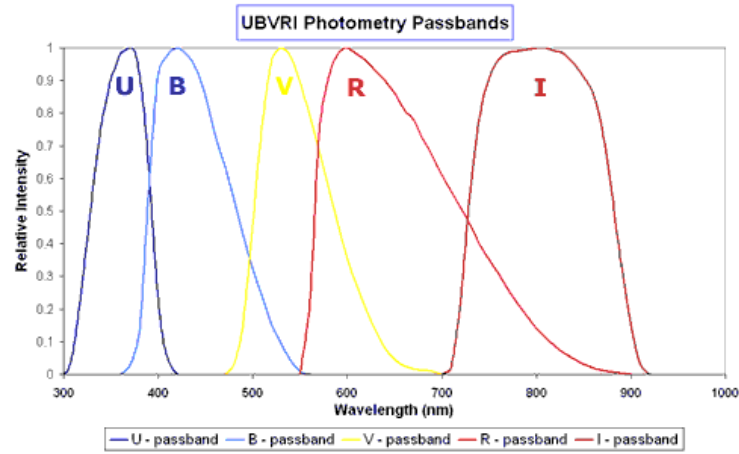


Figura 2.1: Sistema Fotométrico de Johnson & Morgan

que cualquier objeto tendrá una diferencia de magnitud respecto a Vega denominada **magnitud de punto cero ZP** (por su sigla del inglés).

Para las imágenes en infrarrojo¹² pueden tenerse unidades de medida de intensidades o flujos de energía en Jy^{13} , $\text{Wm}^{-2}\mu\text{m}^{-1}$, $\text{ergcm}^{-2}\text{s}^{-1}\mu\text{m}^{-1}$ entre otras; mientras que en luz visible la unidad estándar de medida de intensidad es $\text{ergcm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{\AA}^{-1}$. Es evidente la diferencia de escala entre la unidad de IR y V, sin embargo, las mayores diferencias entre los filtros del HST para estas longitudes de onda radican en la sensibilidad de los filtros, como era de esperarse, y a su vez, en la configuración del dispositivo, tanto en los componentes de los sensores, como en su componente mecánica (Baguett, S. et al, 2002).

Se ha mencionado hasta ahora que las imágenes del HST vienen dadas como archivos de cuentas de fotones. Como es de suponer, esos archivos no se convierten explícitamente en cantidades de energía en las unidades mencionadas. En los archivos se tiene

¹²Aquí están incluidos los pasabandas *JHK* del Sistema Johnson

¹³Janskys, unidad de intensidad luminosa en el infrarrojo dentro del argot de la astrofísica

una **Magnitud Instrumental** que deberá convertirse de algún modo en una Magnitud estándar. Aquí es donde aparece la marcada diferencia entre uno y otro de los dispositivos que se han citado, mismo de las imágenes que serán analizadas.

La Magnitud Instrumental es la cuenta de fotones de la que se ha hablado tanto al comienzo de este capítulo. La calibración de esta se hace con base en algunos datos de las Cabecera de archivo de la imagen relacionados con la fotometría en sí, a los que etiquetaremos en lo sucesivo como **Parámetros fotométricos instrumentales**, que son, a saber, los siguientes (Baguett, S. et al, 2002)

PHOTFLAM: Es la densidad media de flujo de radiación medida en $erg\,cm^{-2}\,s^{-1}\,\text{\AA}^{-1}$ ¹⁴ que produce una cuenta de fotón o Data Number **DN** en un segundo en el modo observacional de HST PHOTMODE. Se le denomina técnicamente como *Sensitividad inversa* del instrumento.

PHOTZPT: Magnitud instrumental de punto cero, por defecto, del filtro en que se tomó la imagen, referida al sistema VegaMag. Se mide en Magnitudes, **Mag**.

EXPTIME: Duración de la etapa de captura de la imagen, medida en segundos

La justificación de estos tres parámetros está dada, para los dos primeros, por los comentarios que se han hecho sobre la calibración asociada al instrumento de observación. Estos valores son particulares para cada una de las cámaras y para cada filtro como se puede inferir. La necesidad de reportar el valor del tiempo de exposición de la imagen tiene una explicación adicional y es que los detectores del HST en sus etapas iniciales no integraban contabilizaban cuentas por unidad de tiempo, sino que repor-

¹⁴Definida así para la cámara WFPC2. Para la otra cámara hay una modificación que se explicará a posteriori

taban cuentas y por separado el tiempo de recepción de la señal, se verá por ello que para todos los sistemas detectores del HST, salvo NICMOS, se reportan exclusivamente cuentas DN , mientras que para el dispositivo del infrarrojo se reportan valores de cuentas por unidad de tiempo, **CR**, es decir, valores de $DN s^{-1}$. En el evento que se requiera contabilizar cuentas por unidad de tiempo para un dispositivo como WFPC2 bastará con dividir los DN entre el $EXPTIME$, como se deduce.

Para la galaxia NGC5427, con las imágenes de que se dispone para este trabajo, se tendrán los valores de parámetros instrumentales dados a continuación, cuya única fuente es la cabecera de archivo de cada una, en visible e infrarrojo:

Filtro	Cámara/Polarizador	PHOTFLAM	PHOTZPT	EXPTIME
$F606W(V)$	$WFPC2/PC1$	$1,8997 \times 10^{-18}$	-22,887	500
$F160W(H)$	$NICMOS/NIC1$	$2,4061 \times 10^{-19}$	-21,1	319

Tabla 2.1: Parámetros fotométricos instrumentales de NGC 5427
 Datos instrumentales de la cabecera de archivo de las imágenes de NGC 5427 en
 bandas V y H

Conocidos estos valores de los parámetros instrumentales se puede decir que se está a punto para describir las posibilidades que ofrece IRAF para trabajar fotometría, sin embargo, merece la pena agregar algunos detalles. Por un lado, los objetos astronómicos se pueden clasificar, en cuanto a su condición de fuentes luminosas como **fuentes puntuales o extendidas**. Se ha hablado de calibración fotométrica, y esa materia comporta, no solo la calibración instrumental sino algunos análisis más detallados relativos a la estabilidad del dispositivo versus su temperatura de funcionamiento, o las *correcciones de apertura*, asociadas con efectos de difracción sobre el sensor CCD, entre otros efectos correctivos a saber (Dickinson, M. et al, 2002).

Sin embargo, esta clasificación *grosso modo* que se mencionó en el párrafo precedente permite prescindir sin mucho remordimiento de algunos o de todos de esos efectos,

dependiendo de algunas extrapolaciones convenientes. En el caso que nos ocupa se está estudiando una fuente luminosa extendida, y según los *Handbook del instrumento*¹⁵ consultados, la corrección de apertura solo interesa para fuentes puntuales, en las que se verifica una variabilidad notable de la PSF¹⁶ que da el modelo de comportamiento que manifiesta la luminosidad de un objeto astronómico, el perfil de luminosidad como tal que puede percibir el instrumento.

Se sabe, (Elmegreen & Elmegreen, 2001) que las galaxias espirales exhiben perfiles de luminosidad gaussianos¹⁷, por lo que establecer con precisión la PSF no es uno de los intereses centrales de esta investigación, salvo que se verificara una anomalía notable en esta expectativa cuando se trabaje más adelante sobre el perfil de luminosidad de NGC 5427 en ambas longitudes V y H. De modo que la distribución de luminosidad que se halle, de comportarse regularmente, dará certeza a este presupuesto: No se tendrán en cuenta los efectos de corrección fotométrica relacionados con la apertura o la variabilidad de la PSF del dispositivo.

Se puede ver, además, que las distorsiones geométricas de imágenes de campo amplio son despreciables y que para los intereses de un trabajo de esta naturaleza no son mayormente influyentes efectos de contaminación del CCD. Quizás el efecto más notable tiene que ver con la temperatura del sensor, particularmente en WFPC2, cuya temperatura hacia abril de 1994 bajó hasta 185 K, ocasionando distorsiones significativas en algunos de los filtros (Baguett, S. et al, 2002) por esa razón. Es por ello que algunas de las publicaciones *Handbook del Instrumento* de las cámaras contemplan tablas de parámetros con valores actualizados de acuerdo a tales correcciones. Así se pudo establecer el valor de PHOTZPT de la imagen V, que inicialmente se había tomado como

¹⁵Como se ha visto, en este trabajo se han consultado dos: Baguett, S. et al, 2002 para el instrumento WFPC2 y Dickinson, M. et al, 2002 para el dispositivo NICMOS

¹⁶Point Spread Function, que es particular para cada instrumento

¹⁷Este comportamiento se denomina Ley de Vaucouleurs (1948)

-21,1 Mag, y que después de correcciones aparece como se reporta en la tabla 2.2.2.

Reconocer los parámetros que trae implicados el instrumento para asimilar las cantidades que reportan las imágenes en términos estándares demanda enunciar las relaciones de conversión que existen entre las magnitudes instrumentales y las magnitudes estándares. Se ha de recordar que la **Magnitud aparente**¹⁸ de una fuente luminosa se define en Astronomía (Kartunen, H. et al, 2007) como

$$m = -2,5 \log \left(\frac{F}{F_0} \right) \quad (2.1)$$

siendo F_0 el flujo que corresponde por definición a una fuente de Magnitud cero y F el flujo de la fuente que se quiere caracterizar. Debido a que la magnitud de los objetos también depende de la distancia a la que se encuentran ubicados, aparece una evidente limitación de la expresión anterior, y por eso se define la **Magnitud Absoluta** M como la magnitud aparente de un objeto con referencia a la de otro que está ubicado a una distancia de 10 pc¹⁹ respecto al observador. Haciendo la definición de la magnitud absoluta en forma análoga a (2.1), y haciendo la diferencia de la magnitud visual con la absoluta se define el **Módulo de distancia** como

$$m - M = 5 \log \left(\frac{r}{10pc} \right) \quad (2.2)$$

siendo r la distancia del objeto que se está estudiando.

Se ve, pues, que las magnitudes visual y absoluta se refieren a la propagación de la luz a través del espacio. De acuerdo a las definiciones de Magnitudes Instrumentales que

¹⁸También conocida como Magnitud Visual

¹⁹1 pc $\approx 3 \times 10^{13} km$

hemos esbozado, se tendrá (Baguett, S. et al, 2002) que

$$m_V = -2,5 \log \left(\frac{DN \times PHOTFLAM}{EXPTIME} \right) + PHOTZPT \quad (2.3)$$

es la ecuación de **Calibración de Magnitud** en banda V que usaremos para calcular m_V , la Magnitud visual en esta banda. En forma similar (Dickinson, M. et al, 2002), se enuncia la Calibración de Magnitud para la banda H, que tiene una forma un tanto distinta atendiendo las razones que se explicaron en líneas anteriores, como sigue

$$m_H = -2,5 \log (CR \times PHOTFLAM) + PHOTZPT \quad (2.4)$$

Con las ecuaciones (2.3) y (2.4) se tienen las herramientas para calcular las magnitudes en las bandas de interés, disponiendo obviamente de los valores de CR o DN a discreción, como se realizará en la sección siguiente. En este momento, sin embargo, es importante tener presente una cosa: La **Luminosidad** L de un objeto astronómico tiene un comportamiento

$$L = L_0 e^{-\tau} \quad (2.5)$$

como es de esperarse, siendo τ el **Espesor óptico**, un parámetro del medio de propagación. La variación depende, por un lado del efecto natural de aumento de la superficie irradiada con la distancia, sin embargo se sabe que las propiedades de la atmósfera que rodea la fuente se comprenden en la definición del concepto de Espesor óptico, el cual depende de la **opacidad** del medio α que no es más que la variación respecto a la distancia del espesor τ , es decir, la opacidad es una medida de la oposición que ofrece un medio a ser traspasado por la luz y esta oposición aumenta cuando el camino de

desplazamiento es más largo y denso. Si se escribe la **Luminosidad** L de una fuente percibida en un punto que está a una distancia r del observador como

$$L = \omega r^2 F(r) \quad (2.6)$$

y la **Luminosidad superficial** L_0 de una estrella de radio R como

$$L = \omega R^2 F_0 \quad (2.7)$$

es posible escribir el Módulo de distancia, (2.2) en una forma recursiva muy interesante, diciendo además que

$$F(10pc) = F_0 \frac{R^2}{10pc} \quad (2.8)$$

y finalmente, sustituyendo en forma metódica la ecuación (2.5), y a las expresiones de las tres ecuaciones anteriores en (2.2), este proceso nos conduce finalmente a

$$m - M = 5 \log \left(\frac{r}{10pc} \right) + 2,5 \log(e)\tau \quad (2.9)$$

donde el término $2,5 \log(e)\tau = A$ se denomina **Extinción Visual**. Tal Extinción es la referida en el capítulo anterior como uno de los elementos claves para la determinación de la Densidad Superficial Σ (Ecuación 1.10) de la galaxia, que se enunció en el capítulo anterior.

Un paso adicional nos permitirá completar esta deducción de nuestras variables de discurso: Es posible decir que la Extinción será distinta cuando se evalúa para diferentes

longitudes de onda, así, es posible escribir la ecuación (2.9) para la banda V en la forma

$$m_V - V = 5 \log \left(\frac{r}{10pc} \right) + A_V \quad (2.10)$$

siendo m_V la Magnitud aparente en banda V, V la Magnitud absoluta y A_V la Extinción en la misma banda.

Siguiendo la misma línea de acción, podría escribirse que

$$m_H - H = 5 \log \left(\frac{r}{10pc} \right) + A_H \quad (2.11)$$

con m_H como la Magnitud visual en H y de manera correspondiente a la de la ecuación (2.10), para esta banda, con los demás parámetros incluidos. Si se plantea la diferencia $V - H$ escribiendo en forma conveniente (2.10) y (2.11) se llegará a

$$V - H = m_V - m_H + A_V - A_H \quad (2.12)$$

ecuación en la que la diferencia de extinciones se denomina **Exceso de Color**. De manera que el exceso de color, variable clave en nuestro estudio como se comentó en líneas precedentes es en sí la diferencia de extinciones, que a su vez resultan de la diferencia de magnitudes absolutas y aparentes. Las ecuaciones (2.3) y (2.4) nos dan magnitudes visuales, y de acuerdo a la ecuación (1.6) esas magnitudes visuales deberemos evaluarlas para dos regiones distintas: la que compone el brazo de la galaxia, y la que está fuera de él. Esto nos obliga, sin más dilación, a explicar el método de análisis fotométrico que se implementará con base en la identificación formal que se ha hecho de estas variables en esta sección, así como de un nuevo acercamiento al ambiente de tareas STSDAS de IRAF, que motiva la siguiente sección.

2.2.3. Fotometría usando IRAF

Para hacer fotometría de objetos extensos, en este trabajo se quiso usar dos enfoques: Por un lado un enfoque de análisis global y otro de análisis local. El paquete STSDAS ofrece la primera de estas opciones de trabajo: la tarea **analysis** que permite diferentes estudios sobre la imagen, tales como evaluar la Transformada de Fourier para estudiar estructuras de realce de la imagen o hacer un análisis de los perfiles de luminosidad del objeto, entre otras. Es de suponer que nos ofrece un gran interés esto último; la tarea se denomina **isophote**, y merece la pena hacer unos comentarios de referencia sobre el concepto de **Curva Isofota**.

Una curva isofota (Kartunen, H. et al, 2007) es la que se puede trazar sobre una imagen y que muestra regiones en las que la luminosidad es equivalente. Es el mismo concepto de una *Curva de nivel* que se estudia en otros escenarios de las ciencias. Bien que en la imagen de una galaxia las curvas isofotas no serán en general de modelo elíptico, tendrán un perfil de curva cerrada que se puede aproximar a una elipse, en forma arbitraria, dependiendo de la **elipticidad** ε , esto es la excentricidad²⁰ de la galaxia. De modo que un análisis de isofotas sobre la imagen de una galaxia pasa por la necesidad de conocer aproximadamente la elipticidad de la galaxia, para introducir eventualmente este valor como parámetro del análisis.

Ahora, volviendo a la tarea *isophote*, esta tarea no solo permite el estudio de isofotas elípticas, puesto que isofotas aparecen en regiones con morfologías diversas. Particularmente, esta tarea ofrece una opción particular para el asunto de nuestro interés: La “subtarea ” **ellipse**, contenida en *isophote*, que ofrece la posibilidad de enmarcar una región determinada de la imagen (la estadística de la imagen se toma del visor **SAO**

²⁰La diferencia entre la excentricidad y la elipticidad es que la primera permite definir cualquier sección cónica; la segunda solo corresponde a las elipses

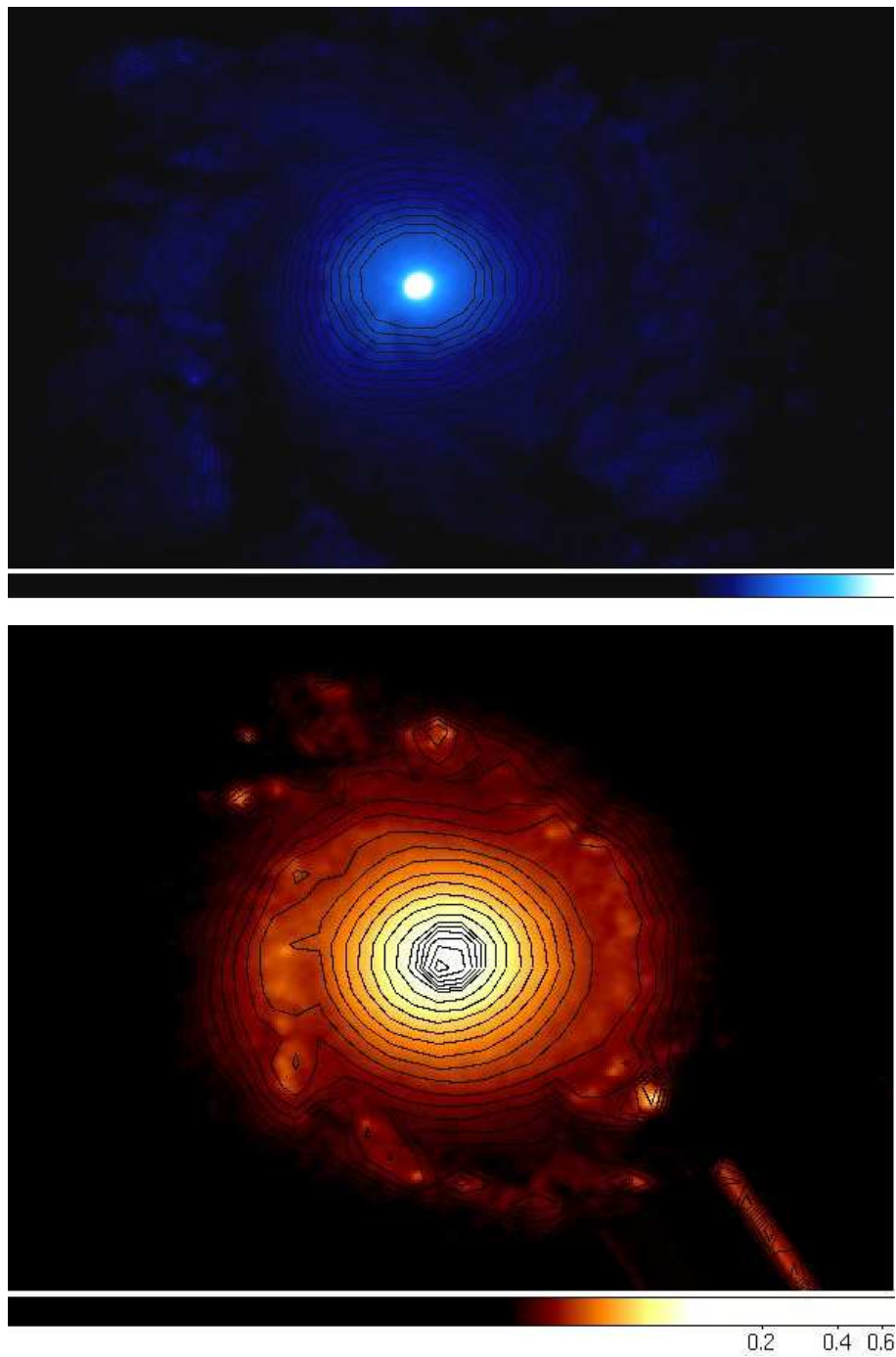


Figura 2.2: Ilustración de curvas isofotas
Analogía ilustrativa de curvas isofotas en falso color en bandas V y H

image ds9), y hacer isofotas dentro de ese radio, a partir de un ángulo inicial respecto al semieje mayor, asignándoles un paso de separación arbitrario, y un modelo de elipticidad constante o variable respecto al radio. La tarea *ellipse* consiste entonces en la realización de un barrido, desde el ángulo inicial, usando el método de los cuadrados mínimos, en que se muestran valores de distribución de intensidad en función del ángulo de posición. Al final resulta una tabla de valores de esta distribución en *CR* o *DN* dependiendo de la banda que se esté analizando, como función del radio y del ángulo. Al comienzo se decía que este es un método extensivo, puesto que la tabla reporta una intensidad promedio de la isofota que se analiza a un radio determinado.

Al método global que se ha descrito se suma uno intensivo, que no se realiza dentro del paquete STSDAS, sino desde la rutina **images** que permite, entre otras cosas algunas manipulaciones geométricas y de contenido de las imágenes de estudio, y particularmente, a través de la tarea **tv**. que contiene herramientas de control sobre la imagen, dentro de las cuales destacamos **imexamine**, una sencilla rutina que, sobre la imagen **ds9** permite ubicarse en cualquier punto de la misma y tener información de las coordenadas y de la intensidad luminosa en una región cuyo ancho se define arbitrariamente, en unidades de pixeles de la imagen. Así, al ubicarse en un punto y haber asignado un radio de 4 pixeles, la interfaz ofrece información de la intensidad máxima y mínima halladas en la pequeña zona que se ha elegido, así como de la medida promedio de ésta y el porcentaje de error de la medida central. Se destaca entonces que con esta rutina es posible ir punto a punto sobre las regiones que son de particular interés, recordemos, las regiones de brazo e interbrazo de NGC 5427.

En síntesis, los métodos que se han usado, como se ve, permiten dos diagnósticos, uno grueso y otro fino. Será la situación especial obtener convergencia en los resultados de intensidad luminosa para las regiones de interés.

2.2.4. Y ahora si... Implementación

Se ha remarcado que el objeto de estudio de esta investigación es la región circumnuclear de NGC 5427, cuyo tamaño ya se ha identificado. Sin embargo, dadas las imposiciones del modelo teórico/observacional que se usará, se ha inducido una restricción más: Las regiones de brazo e interbrazo de la zona circumnuclear.

¿Con qué criterio se delimitan éstas? Lo más adecuado para este fin sería identificar en forma detallada las variaciones de luminosidad sobre el plano galáctico; como se mencionaba en el capítulo anterior las zonas correspondientes a los brazos de la galaxia exhiben valores de intensidad luminosa superiores al promedio del disco galáctico. Se precisa de hacer una estadística de la imagen, para identificar el campo que ocupan los brazos y el que podrían ocupar las zonas interbrazo, en particular. IRAF permite hacer cortes transversales en intensidad de la galaxia para la posición angular cero, y sucesivamente para otros valores de ángulo a través de la tarea **implot** que está contenida en el paquete **plot**. Esta tarea permite hacer acercamientos sobre zonas de interés dentro de la gráfica.

En un apartado anterior (sección 2.2.2) se insinuaba que la implementación se hacía con base en el supuesto de que la fuente tenía un perfil de luminosidad gaussiano. La tarea *implot* es la mejor forma de verificar esto, como aparece en las figuras.

Entonces, como es evidente, hay un máximo de intensidad central y ésta no es precisamente la zona que nos interesa. Simplemente se remarca el perfil global gaussiano, acorde con lo que hemos referido atrás. Gracias a los acercamientos es posible desarrollar las estructuras que forman los brazos, cuyo brillo es notablemente inferior que el de la zona central.

En ambas gráficas (2.4) se aprecian los máximos espaciados de una manera relativa-

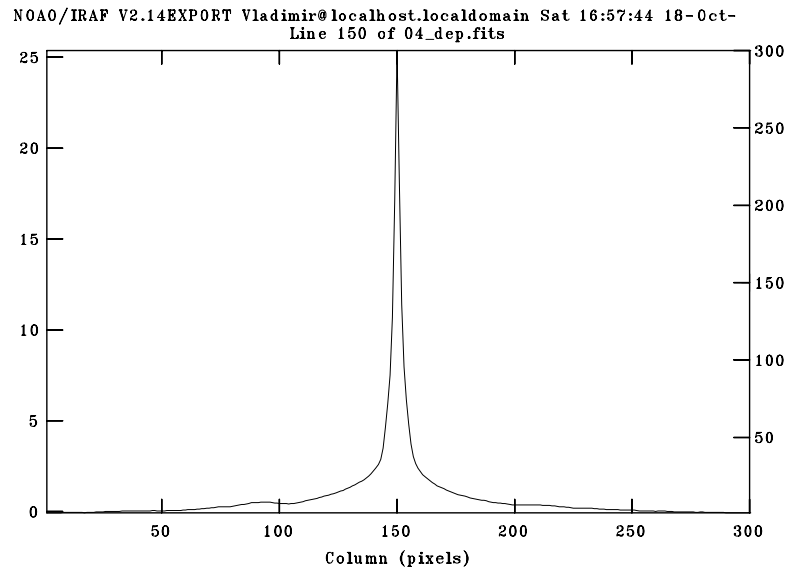
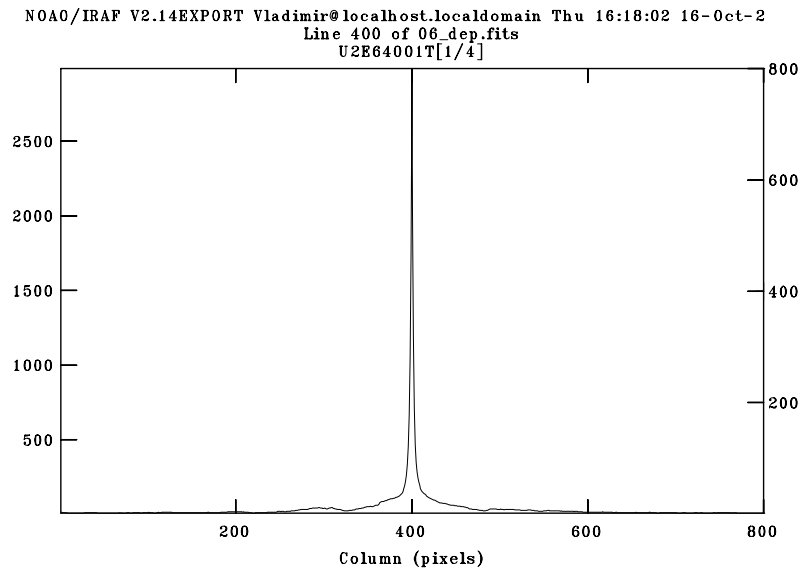


Figura 2.3: Perfiles transversales de Luminosidad
Valores de Intensidad vs. Distancia de la imagen en bandas V y H (tomados con la
tarea *implot*)

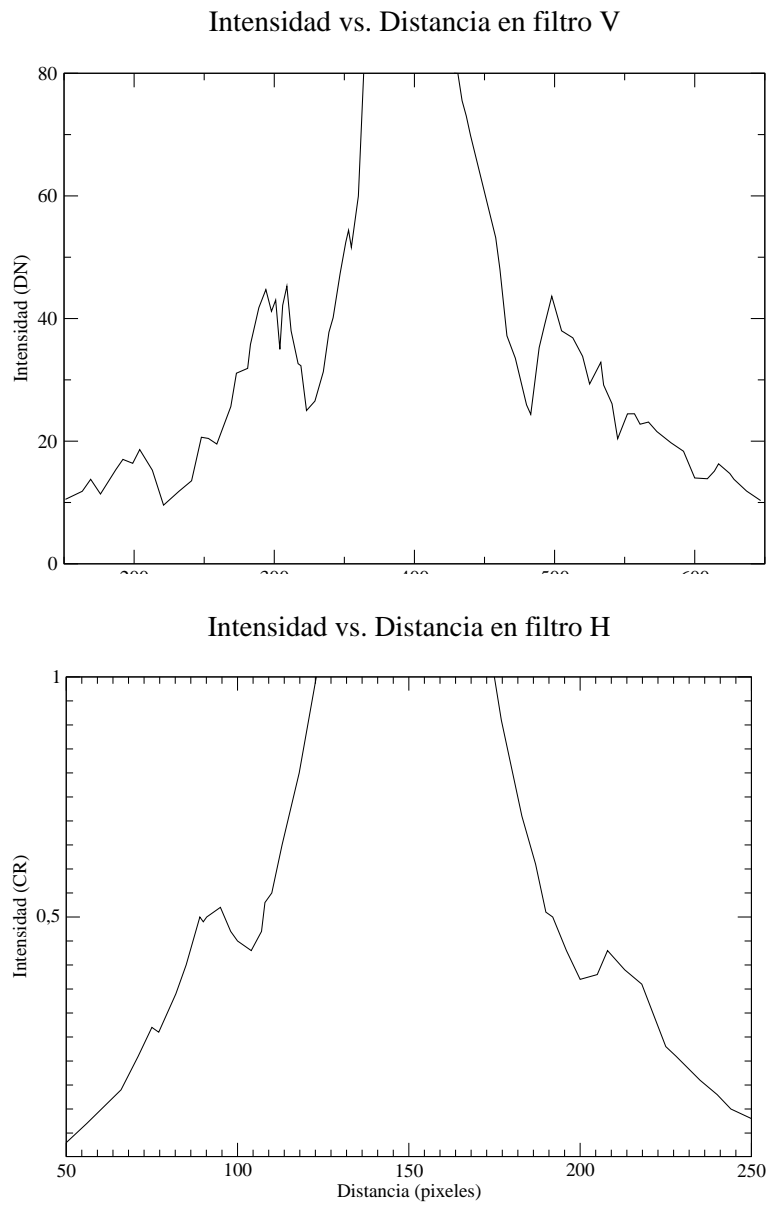


Figura 2.4: Perfil del ancho de los brazos de la galaxia
Acercamientos en el perfil transversal de Intensidad vs. Distancia de la imagen en
bandas V y H

mente similar. Merece la pena recordar que las imágenes están en resoluciones distintas, y por esto no son enteramente compatibles en escala. Sin embargo se verifica un comportamiento interesante: al determinar los valores del ancho de los brazos en cada una de las imágenes, medidos en píxeles, y convertirlos a *arc-sec*, como se aprecia a continuación, se obtienen valores consistentes entre sí, para la posición angular cero.

Filtro	Resolución $[\frac{arc-sec}{pixel}]$	Ancho $[pixeles]$	Ancho $[arc-sec]$	Ancho $[pc]$
<i>F606W(V)</i>	0,046	58	2,67	450
<i>F160W(H)</i>	0,075	32	2,40	406

Tabla 2.2: Medida del ancho del brazo
Tomado para imágenes de NGC 5427 en bandas V y H

Se estudian los valores para la posición angular nula pues aquí tenemos la parte del brazo que es atinente a nuestro objetivo: zona brazo - interbrazo. La conversión del ancho en *arc-sec* a *pc* se hace usando el **método del paralaje**, tomando como escala de referencia la distancia galáctica de 34,91 *Mpc* y asignando el ángulo de arco²¹ que se ha determinado en la tabla 2.2.4. De manera que tenemos un primer parámetro, en forma explícita, para el cálculo de *Q*, siguiendo la ecuación 1.11. Conviene resaltar que es importante tomar un único valor de ancho del brazo, y que es una situación muy conveniente que los valores del ancho del brazo sean bastante cercanos en los dos filtros.

Haciendo un promedio de estos anchos, obtendríamos

$$h = 428 \text{ pc} \quad (2.13)$$

Planteando éste valor como el **ancho de referencia**, se ve que el porcentaje de error llega al 10%, cuantía que es admisible para nuestros intereses.

²¹1° = 3600 *arc-sec*

Por otro lado, para calcular el Exceso de Color usando las herramientas fotométricas citadas en la sección anterior se debe definir un **Campo muestral** de valores de intensidad que serán la base de cálculo de las magnitudes requeridas. Esta muestra se define, para la herramienta *ellipse* a través del valor del paso entre las sucesivas elipses, pero hay que tener especial cuidado con los valores que se incluirán en nuestros datos de interés, ya que las isofotas que se generan aquí se originan en el centro de coordenadas de la imagen, donde evidentemente la luminosidad tiene un valor excesivo que no es del interés de este procedimiento.

Atendiendo los datos de las coordenadas que puede ofrecer el *implot*, es posible reconocer qué radio de isofotas se tendrá en cuenta en cada imagen, teniéndose la siguiente discriminación de regiones

INTERBRAZO INTERNO: Es la región que está delimitada por la zona central y el costado interno del brazo. En la imagen **infrarroja** esta región se encuentra entre los pixeles [105;120] y [185;200]. Para la imagen **visible** la localizamos entre los puntos [325;355] y [445;475], respectivamente.

BRAZO: Es la región que compone el brazo, y cuya extensión ya conocemos. Para la imagen **infrarroja** el brazo se delimita entre los puntos [73;105] y [200;232]. Para la imagen **visible** se tendrán los pixeles [267;325] y [475;533].

INTERBRAZO EXTERNO: Si bien es difícil delimitar lo que está en esta zona al no tener un criterio evidente para acotarla, se podrá tomar, *a motu proprio* que forma parte del interbrazo externo una zona de extensión equivalente a la del interbrazo interno. Así, el otro segmento a cubrir por nuestro estudio corresponde a los pixeles [58;73] y [232;247] en la banda H, y a los pixeles [237;267] y [533;563].

La justificación de incluir ésta última zona dentro de nuestro análisis es que se quiere un buen “contraste” en cuanto a los cambios de población estelar.

Al hacer el análisis fotométrico²² con *ellipse*, el campo se compuso de 50 puntos en la banda H y 80 en la V. En cada uno se tomó un paso de 2 pixeles, obteniéndose una lista de valores de intensidad a la que se someterá al procedimiento de calibración descrito en la sección 2.2.2, usando las ecuaciones 2.4 y 2.3.

En este punto, con las magnitudes halladas en las regiones brazo e interbrazo, se realizó un promedio de los valores para cada región, y con base en esa media se hace la diferencia de magnitudes por región para cada banda, como aparece a continuación

Filtro	Magnitud Brazo	Mag. Interbrazo
<i>F606W(V)</i>	24, 51	24, 37
<i>F160W(H)</i>	26, 61	26, 58
$(V - H)$	-2, 1	-2, 21

Tabla 2.3: Mapas de Color de zonas brazo/interbrazo (1)
Para imágenes de NGC 5427, obtenidos a partir de la tarea *ellipse* de IRAF

El valor del **Exceso de color** se obtiene usando la ecuación 1.6, resultando que

$$E(V - H) = 0,11 \text{ Mag} \quad (2.14)$$

Al realizar el proceso con la tarea *imexamine* se usó el mismo tamaño muestral de la rutina anterior en cada filtro para las acotaciones enunciadas.

Se genera el cuadro anterior y en forma análoga se obtiene que

$$E(V - H) = 0,13 \text{ Mag} \quad (2.15)$$

²²Sin tener en cuenta los puntos ubicados en el máximo central de luminosidad

Filtro	Magnitud Brazo	Mag. Interbrazo
$F606W(V)$	24,31	24,44
$F160W(H)$	26,79	27,05
$(V - H)$	-2,48	-2,61

Tabla 2.4: Mapas de Color de zonas brazo/interbrazo (2)
Para imágenes de NGC 5427, obtenidos a partir de la tarea *imexamine* de IRAF

Estas restas son los denominados **Mapas de Color**, diferencias en intensidad entre las imágenes disponibles.

Obsérvese la aparente cercanía de estos valores, y recuérdese también que la tabla 2.2.4 salió de un análisis de puntos elegidos arbitrariamente dentro de la imagen. Parámetros como el *Exceso de color* vienen tabulados en las bases de datos que existen para los telescopios, principalmente el $E(B - V)$ como se puede ver en NED²³ y se podría pensar en éstos valores como un recurso adecuado para estimar la validez de nuestros resultados, sin embargo, conviene aclarar que una cosa es la extinción *intrínseca* del polvo, y otra la extinción que se produce para las imágenes de cualquier objeto al ser vistas desde Nuestra Galaxia.

Los datos que se reportan en NED son relativos a las extinciones de las imágenes causadas por procesos de absorción y/o emisión de la Vía Láctea. Las extinciones que interesan a esta investigación son intrínsecas. Para estos análisis seguiremos con un criterio un tanto “autárquico”, le daremos buena fe a los resultados obtenidos sin plantear aún alguna forma de contrastarlos.

Al ser tan convergentes los valores 2.14 y 2.15, permiten asumir que el **promedio** entre

²³NASA Extragalactic DataBase; una base de datos que reúne varios servidores como HST, Spitzer, VizieR entre otros, que contiene información actualizada y clasificada de los estudios que se han hecho sobre una gran cantidad de galaxias

ellos es una medida fiable como “número de trabajo”, de modo que, en lo sucesivo, el *Exceso de color* será

$$E(V - H) = 0,12 \text{ Mag} \quad (2.16)$$

El *Exceso de color* daba paso al cálculo de la *Extinción visual* a través de la ecuación 1.10. Con base en el Exceso que se obtuvo(2.16), con la relación de extinciones en V y H (1.9) y la ecuación 1.7 se tendría que

$$A_V = 0,148 \quad (2.17)$$

es el valor de **Extinción visual** calculado a partir de nuestro análisis fotométrico. En este orden de ideas, recurriendo a la ecuación 1.10, resultará que

$$\Sigma = 2,22 [M_{\odot} \text{ pc}^{-2}] \quad (2.18)$$

siendo éste el valor de la densidad superficial de la región circumnuclear de NGC 5427.

Así las cosas, trayendo a éste lugar el valor obtenido del ancho del brazo en la expresión 2.13 y el valor de la densidad superficial recién obtenido, al sustituir en la ecuación 1.11 resultaría que

$$Q = 1,5 \times 10^4 \left(\frac{10 \text{ km s}^{-1}}{10 \text{ km s}^{-1}} \right)^2 \left(\frac{2,22 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}}{1 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}} \right)^{-1} \left(\frac{428 \text{ pc}}{1 \text{ pc}} \right)^{-1} = 15,7 \quad (2.19)$$

es el **Parámetro de Toomre** obtenido para la región circumnuclear de la galaxia NGC 5427.

Este valor del parámetro, de acuerdo con los referentes conceptuales que se examinaron en el capítulo 1, nos arrojaría a la conclusión de que *la región circumnuclear de la galaxia NGC 5427 exhibe un escenario de inestabilidad hidrodinámica*. Sin embargo, éste número obtenido abre en una forma muy interesante la discusión.

Es cierto que el valor de Q obtenido está por encima de los límites que impone la teoría para escenarios autogravitantes. Sin embargo, retomando los resultados que obtuvieron Martini & Pogge en 1999 para la muestra de 18 galaxias que estudiaron, se encuentra un punto de partida valioso para el análisis: Ellos encuentran galaxias para las que Q está por encima de 50. Hay algunas que se encuentran en el mismo rango de valor del parámetro que recién se ha calculado. ¿Qué tan no-autogravitante es la región de nuestro estudio?

Entonces, como punto de partida para analizar éste resultado, en el capítulo siguiente se dará una mirada puntual al sentido que puede tener el valor de Q que reportan estos autores para las galaxias que se encuentran en igual condición. También se reflexionará sobre las posibles fuentes de error y finalmente sobre el alcance que puede tener el resultado hallado.

DISCUSIÓN SOBRE ESCENARIOS INESTABLES EN NGC 5427

En la sección 1.1 se explicaba cómo las resonancias de Lindblad son características propias de los escenarios de ondas de densidad. Es sabido que NGC 5427 es una galaxia cuya estructura nuclear es debida a ondas de densidad. Será nuestro interés ahora relacionar la aparición de las resonancias y los valores de estas con el carácter no autogravitante de las inestabilidades que se manifiestan en la galaxia.

Los procesos que dinamizan la actividad del núcleo de la galaxia son diversos: gradientes de densidad, de temperatura, campos de velocidad angular. Se afirma que las inestabilidades de un disco galáctico son ejemplos de ciclos de realimentación (Shlosman, Begelman Frank, 1989) en tanto que al conformarse un disco se genera un conjunto de efectos que desencadenarán procesos físicos, que a su vez y posteriormente determinarán la evolución del disco mismo. En ese sentido, se reconoce que *la formación estelar es una de las consecuencias de la inestabilidad gravitacional del disco* (Shlosman Begelman, 1989) que más adelante producirá un gran impacto en su evolución posterior. De ahí que haber hecho un reconocimiento de las regiones de formación estelar en el disco haya sido una parte importante de nuestro trabajo.

Es necesario adentrarnos un poco más en el reconocimiento de los escenarios autogravitantes e hidrodinámicos, aceptando que la gran diferencia entre estos dos reside en qué tan desbalanceado se encuentre el efecto gravitacional de la Máquina Central respecto a las dinámicas locales de las zonas periféricas.

3.1 LO QUE SE SUPO DE NGC 5427

Habiendo obtenido un valor de Q mayor que 1, se afirma que es el efecto del Objeto Masivo Central el que guía la actividad del núcleo. Sin embargo, ¿es despreciable la contribución de la autogravedad en la región circumnuclear de NGC 5427 ?. Es conocido que los objetos menos autogravitantes son los que muestran comportamientos más violentamente variables (Shlosman & Begelman, 1989), por consiguiente podríamos sospechar que nuestra galaxia de estudio tiene un grado de actividad nuclear que destacar, y de igual forma, galaxias con valores de Q similares tendrían alguna característica de variabilidad en el núcleo.

Como se había insinuado al final del capítulo anterior, el resultado obtenido nos sugiere que hagamos una mirada de reconocimiento sobre objetos que exhiben el mismo valor de Parámetro Q . Se tratará, pues, de buscar algún indicio de comportamiento común a las galaxias que muestran valores del parámetro cercanos al obtenido. ¿Qué valores se tomarán como topes para hacer ésta comparación?

La primera cuestión que surge frente a ésta gran pregunta es sobre la variabilidad de la *Extinción Visual* que parece ser el parámetro sobre la que se pueden generar más inquietudes. Se ve que al disminuir la extinción, el Parámetro aumenta. La extinción depende del *Exceso de Color*, entonces ¿Qué comportamiento del Exceso $E(V - H)$ minimiza a Q ? El exceso que se calculó en 2.16 salió de la diferencia entre dos mapas de color, uno del brazo y otro del interbrazo, un excedente de color positivo en nuestro

caso. En la expresión 1.6 es posible ver que esta diferencia será positiva en general bajo la condición

$$\Delta V > \Delta H \quad (3.1)$$

siendo la Δ diferencia entre valores de brazo e interbrazo. Que se cumpla ésto, en términos físicos implica que la tasa de formación estelar es alta, o al menos que la cantidad de estrellas jóvenes es superior a la cantidad de estrellas viejas (Kennicut, 1989). Esto es importante: Si la formación estelar en un lugar es alta, esto es debido en parte a que la inercia del movimiento global de la región no disgrega la masa presente, y por consiguiente no impide los procesos de acreción. Cuando los movimientos de rotación son muy rápidos, las nubes moleculares tienden a dispersarse, reduciendo la posibilidad de una efectiva acreción de materia que devenga en formación estelar.

Para nuestra galaxia, ésta condición queda escrita como

$$0,14 > 0,03 \quad (3.2)$$

De modo que NGC 5427 cumple parcialmente la condición que se ha esbozado. Esto nos impediría tomar *a rajatabla* la consigna de un escenario de inestabilidad hidrodinámica para la región que nos ocupa.

Aquí entra también la consideración de la velocidad de rotación, que en la expresión 1.11 aparece representada por la dispersión de velocidades. Recuérdese que para plantear esta relación se utilizó la aproximación del *Modelo de Transferencia Radiativa* y ésta corresponde a un valor estándar hallado y extrapolado para objetos como el que nos ocupa. Por ello, en este momento no se podría reflexionar mucho al respecto. Más

adelante, sin embargo, se harán algunos comentarios para generar inquietudes a futuro sobre este particular.

La otra variable que afecta el valor de Q obviamente, según la relación 1.11 es el ancho del brazo. En la medida en que el ancho del brazo sea más grande, más inercia se va a presentar y por consiguiente mayor tendencia a favorecer una lenta rotación. Esto también significa mejores circunstancias para la formación estelar. Se podría teorizar al decir que un ancho de los brazos pequeño puede significar gran velocidad de rotación y eventualmente aumentar el valor del parámetro Q .

Se había sugerido la posibilidad de examinar en forma cualitativa algunas de las propiedades que encontraron Martini & Pogge en 1999. Habiendo hecho éstas reflexiones fenomenológicas sobre el valor calculado, valdría la pena contrastarlas con un referente como éste. Se incluirán en esta lista solamente las galaxias cuyo valor del parámetro sea cercano al obtenido en nuestra investigación

Galaxia	Núcleo	Σ [$M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$]	h [pc]	Q
<i>Mrk</i> 334	<i>espiral</i>	20	141	5
<i>Mrk</i> 471	<i>espiral</i>	16	60	15
<i>UGC</i> 12138	<i>espiral</i>	14	113	10
<i>NGC</i> 5674	<i>espiral</i>	15	87	11
<i>UM</i> 146	<i>espiral</i>	18	32	26
<i>Mrk</i> 573	<i>espiral</i>	9	63	26
<i>NGC</i> 1144	<i>espiral</i>	15	51	19
<i>NGC</i> 5347	<i>espiral</i>	18	42	20
<i>NGC</i> 7674	<i>espiral</i>	12	105	12
<i>UGC</i> 6100	<i>espiral</i>	12	52	24

Tabla 3.1: Galaxias estudiadas por Martini & Pogge en 1999
Propiedades de la muestra, relativas al Parámetro de Toomre y a la estructura nuclear

La selección de galaxias, por un lado, muestra una tendencia que no fue escogida por conveniencia: Todas las galaxias incluidas muestran estructura nuclear espiral. La galaxia NGC 5427 también la tiene (Hernández, 2007), sin embargo dentro de estas galaxias

existen subclasificaciones devenidas de la estructura espiral.

Recuérdese (Elmegreen, 1998) que dentro de ésta categoría puede haber *estructuras nucleares barradas* y que estas manifiestan la presencia de un mecanismo muy eficiente para la acreción hacia la Máquina Central. A esta clase corresponden Mrk 471, NGC 5674 y Mrk 573. Estas galaxias exhiben un valor de Q cercano al que se obtuvo para NGC 5427. En nuestra galaxia se encontraron (Hernández, 2007) indicios de estructuras barradas y de espuelas internas, aunque la conclusión fue que sus espirales nucleares correspondían más al tipo *estructura nuclear de Gran Escala*, esto es, estructuras en las que hay una notable influencia de un potencial gravitacional de simetría axial y en las que se muestran brazos muy perfilados y largos. A esta categoría, dentro de las citadas en la tabla 3.1 corresponden Mrk 744, UGC 12138, NGC 5347 y caben también NGC 5674 y Mrk 573, las cuales presentan ambas estructuras, como es el caso de NGC 5427.

Es posible afirmar que nuestra galaxia está en un umbral de posibilidades dada su morfología central y las inestabilidades que se manifiestan. De acuerdo al párrafo anterior, se diría *grosso modo* que a mayor valor del parámetro Q , en las galaxias (Tabla 3.1) tiende a acentuarse más la presencia de estructuras definidas. Es de remarcar que la galaxia Mrk 334, cuyo valor de Q es el menor de la lista no muestra ni barras nucleares ni estructura *Large scale*, sino estructuras espirales levemente acentuadas.

Así las cosas, se encontrado una “validación cualitativa” al valor del Parámetro de Toomre que se calculó en 2.19. En la ecuación 1.11, al estar la densidad superficial Σ y el ancho del brazo h en la misma dependencia, podría aseverarse que las galaxias más cercanas al régimen autogravitante son las que poseen un ancho de brazo grande, ya que las densidades superficiales de las galaxias citadas están dentro de un rango de 9 a $20 M_{\odot} pc^{-2}$, es decir, no varían en gran medida, comparándolas con el otro parámetro.

Un ancho de brazo grande implica una mayor inercia del movimiento, mayor dificultad

para que el potencial central perturbe las dinámicas internas en regiones alejadas, como ya se ha dicho. Nuestra galaxia tiene un tamaño de brazo grande y eso motiva esta reflexión. Sin embargo, la baja densidad superficial que se ha estimado compensa el efecto de éste “robusto brazo”. Una baja densidad es indicio, como se esbozaba en 3.1 de una población estelar más vieja, o una menos eficiente generación de nuevas estrellas.

Obsérvense las imágenes de la galaxia, esta vez destacadas en color correspondiente y contrastadas. De la figura 3.1 en que aparece la imagen en visible, se denota mayor fragmentación en el brazo que en la imagen de color rojo. Es decir, la formación estelar es evidente, pero no en forma homogénea. Algunas zonas de la región del brazo no manifiestan ésta actividad. La imagen de la banda H, por el contrario, es la más definida, vale decir, en la que se puede apreciar mayor homogeneidad. Pareciera entonces que en algún momento la tasa de formación estelar se va a reducir más y con éste comportamiento el *Exceso de Color* no cumplirá la condición 3.1. La densidad se hará más pequeña.

Dentro de las inquietudes de motivación que se plantearon al comienzo del trabajo se mencionó la de la relación entre el parámetro de Toomre y la escala. Habiendo hecho los anteriores comentarios respecto a lo que se obtuvo para nuestra galaxia, se expondrá en forma sucinta, a modo de “abrebocas” lo que podrá ser una interesante etapa posterior de investigación sobre el mismo particular; el planteo cualitativo de algunas otras relaciones esclarecedoras entre masa, distancia y luminosidad de la región particular de la galaxia que se quiere abordar.

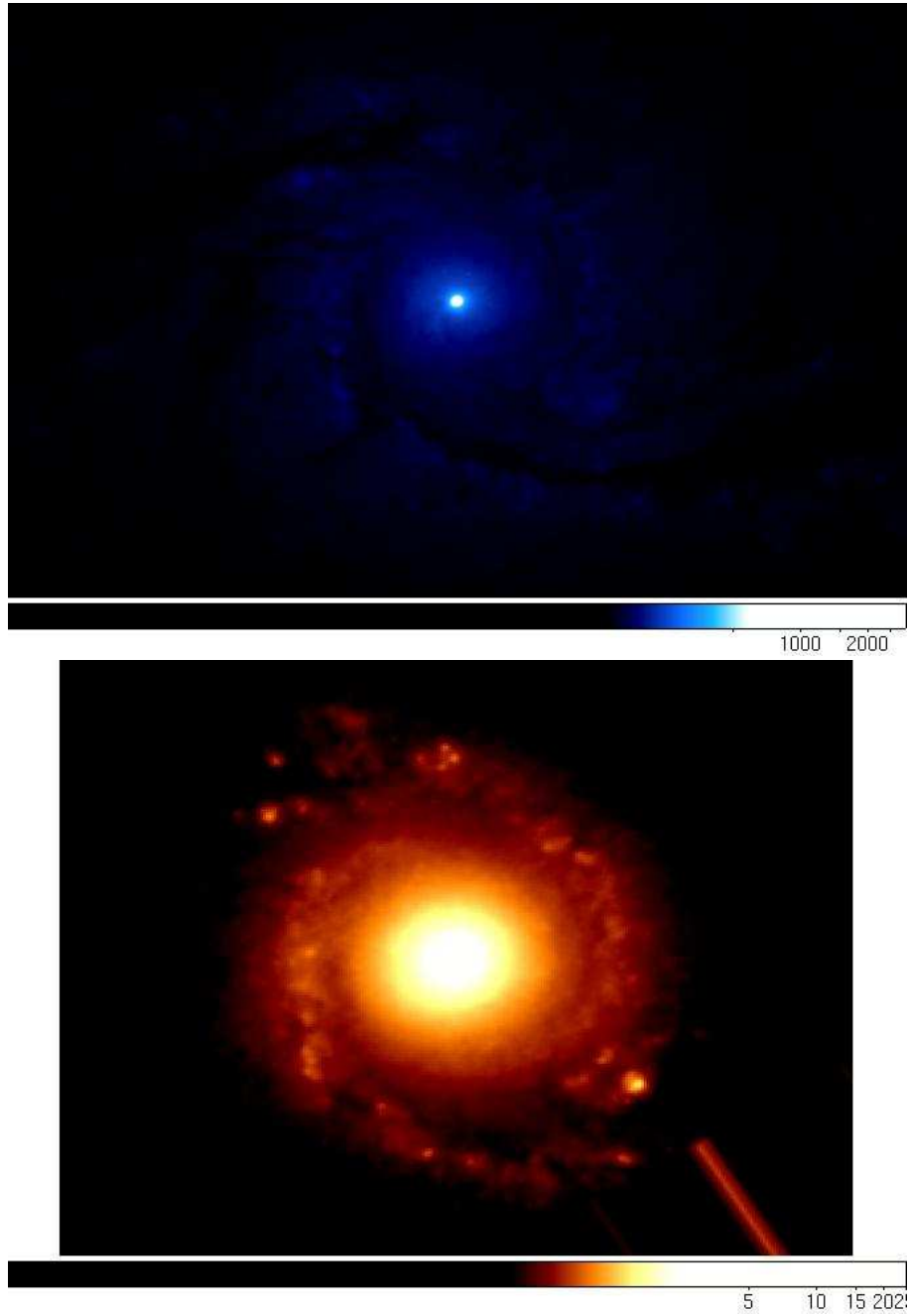


Figura 3.1: Representaciones contrastadas en falso color de NGC 5427
Bandas V y H

3.2 ESCENARIOS INESTABLES Y ESCALAS DE DISTANCIA

A modo de pesquisa adicional, conviene adentrarnos un poco más en el reconocimiento de los escenarios inestables, autogravitantes o no. En algún momento, el lector podría quedar con el regusto de que este análisis se está desarrollando *ex profeso* para no abandonar la idea de la autogravedad en un objeto que parece no autogravitante. El asunto no es porfía, como puede deducirse fácilmente. Los regímenes autogravitantes son los que más nos permiten describir procesos de origen o de evolución global.

Evolucionan en forma autogravitante las nubes moleculares del Medio Interestelar (Pierens, 2005) y tal devenir conduce a la formación de estrellas y planetas. Ejemplo de regímenes autogravitantes son el cinturón de asteroides fríos del anillo de Saturno, mismo los procesos de acreción de las protoestrellas (Calvet, 2001) y también procesos a escalas más grandes, como la formación de las nubes de hidrógeno ionizado que componen la BLR en algunas galaxias con núcleo activo. Precisamente con ésta última observación (Colli & Huré, 2001) se generó una de nuestras inquietudes en las líneas iniciales de éste informe.

Resulta un poco extraño que se hable de autogravedad a una escala realmente pequeña como ésta. Sin embargo, se puede eludir ésta aparente incompatibilidad teniendo en cuenta que el régimen de inestabilidad presente en una región depende de la masa presente en una región respecto a lo que hay en el centro de la galaxia, o en general del objeto que genera dinámica de acreción a una mayor escala. Si se tiene un objeto cuyo centro tiene una masa M_N , y se quiere establecer una relación con la masa $M(r)$ del disco cuya columna de presión tiene un espesor h ubicada a una distancia r del núcleo, habrá un régimen predominante de autogravedad en la región del disco de acreción (Duschl, et al, 1997) si se cumple que

$$\frac{M(r)}{M_N} \approx \frac{h}{2r} \quad (3.3)$$

Se sabe que los discos de acreción son regiones muy cercanas al objeto acrecente central. Obsérvese que este objeto central puede estar relacionado con cualquier estructura macro, bien sea en la periferia o en una región central de la estructura. Se afirma, entonces, que dentro de una estructura como una galaxia, por ejemplo, podría haber una situación de varios regímenes contenidos en distintas secciones del disco.

Duschl, et al, en este artículo llegan a proponer que ésta expresión 3.3 sirve para poner una referencia de los procesos inestables que puede localizarse en cualquier lugar de una galaxia, y que permiten entre otras cosas la eventual aparición de gradientes de abundancias químicas ubicados en zonas particulares de la misma, así como de morfologías particulares (clasificación de galaxias entre elípticas y espirales).

Con estas ideas en mente, resulta claro que el comportamiento inestable del que hemos hablado todo este tiempo no puede asumirse en absoluto con relación a un punto en particular. Hay objetos que acretan masa en toda la galaxia, en mayor o menor medida, y esos procesos gravitatorios de escala local conforman un régimen global en asocio con elementos propulsadores como la presencia de una fuente de acreción suficientemente masiva; o tales como una notable capacidad de formación estelar, vale decir, un *Patrón Perturbador* de suficiente intensidad que promueva procesos gravitacionales locales (Roberts, 1969).

A modo de complemento de la relación 3.3, se encuentra (Pierens, 2005) que

$$M(r) \ll M_N \frac{h}{2r} \quad (3.4)$$

Entonces, como inquietud a posteridad, queda la oportunidad de verificar estos criterios,

previo cálculo de la masa de la Máquina Central de NGC 5427. Es posible hacerlo, siguiendo algunas metodologías como la implementada por Torrealba, et al, 2006, donde se realiza un estudio de los espectros B, V, R e I evaluando el FWHM¹ de la línea [O III] en 5007 Å, lo que permite obtener la masa del agujero negro central.

Este procedimiento tiene otras justificaciones interesantes: Cuando se habla de los parámetros que determinan la capacidad de acreción de un objeto, aparece la definición de un **radio de acreción** R_a (Combes, 2000), el cuál, en el entorno del objeto masivo se expresa como

$$R_a = \frac{GM_N}{v_\infty^2} \quad (3.5)$$

teniéndose así, eventualmente, una metodología indirecta para verificar la validez de la dispersión de velocidad v_∞^2 que se ha asumido en este estudio, y de por sí confrontar la hipótesis con que iniciará tal investigación, vale decir, el contenido de estas líneas.

Un punto que vale la pena destacar, al final de ésta sección es la enunciación del Parámetro de Toomre como un **criterio local** (Toomre, 1964). Es posible hacer una “descomposición ” del parámetro en una parte relativa a la cantidad de estrellas, Q_s y a la cantidad de gas interestelar Q_g (Combes, 2000) a partir del análisis de la relación de dispersión de un sistema gravitacional, que se representa en la forma

$$\omega^2 = \kappa^2 + k^2 c^2 - 2\pi G \Sigma k \quad (3.6)$$

siendo k el número de onda, κ la frecuencia epicíclica, c la dispersión de velocidad

¹Full Width Half Maximum, una medida estadística del ancho de una distribución gaussiana a la mitad de la altura de su máximo central

asociada a gradientes de presión del gas y ω la frecuencia angular de una estrella.

Teniendo en cuenta las dependencia que exhibe Q en la ecuación 1.5, es posible decir que entre las variables que lo conforman existen unas dependencias tales (Combes, 2000) que hay un mecanismo de realimentación, una autoregulación tal que el valor del parámetro Q se mantendría constante en regiones de tamaño no superior que la Longitud de Jeans 1.4 . Se dice que la frecuencia epicíclica κ es inversamente proporcional al radio para una curva de rotación bien comportada, al igual que la densidad superficial del gas y por lo tanto el parámetro de Toomre tendería a un valor constante bajo la condición de radio manifestada atrás.

Se trata, pues, de asumir el disco galáctico como el agregado de dos fluidos en movimiento rotacional, donde cada uno tiene su propia definición a la luz de la Teoría de Ondas de Densidad (Pierens, 2005), teniéndose que

$$Q = Q_s + Q_g = \frac{2\pi Gk\Sigma_s}{\kappa_2 + k_2c_s^2} + \frac{2\pi Gk\Sigma_g}{\kappa_2 + k_2c_g^2} \quad (3.7)$$

indicando en esta expresión a Σ y a c particularmente para las componentes estelar y de gas interestelar. El criterio de estabilidad de Toomre será así una medida del acoplamiento del movimiento de estos dos medios y existirán dos cotas: cuando el número de onda k sea pequeño (ondas de larga longitud), condición en que la formación estelar contribuye en forma dominante a la dinámica, o cuando tenga un valor grande (ondas de corta longitud), situación contraria a la anterior.

Se cita éste desarrollo conceptual para dejar en la mesa otra posibilidad inquietante, cual es la de empalmar en forma cuantitativa el escenario de ondas de densidad de la galaxia con los resultados de éste estudio y el estudio relativo a la masa de la Máquina Central de la galaxia, objetivo que no está contemplado dentro de éste trabajo.

Se proseguirá, a modo de reflexión final, con la consideración de los errores e incertezas que se han dado en este estudio

3.3 ERRORES E INCERTEZAS

Se advirtió desde el comienzo de este informe de investigación que el tema genera incertidumbres, reflexiones muy abiertas y grandes posibilidades de análisis y discusión. A lo largo del desarrollo del trabajo, es posible plantear tres autocríticas de fondo: por un lado, (a) las aproximaciones que comportan modelos teóricos en variables cruciales como la dispersión de velocidad o la Extinción Visual. De otra parte, (b) la validez de la muestra de datos estudiada, que devino la obtención del valor 2.19, y finalmente (c) las limitaciones técnicas asociadas a la capacidad de resolución del instrumento.

Aludiendo al primer ítem, la construcción de la expresión 1.11 se logró con base en el *Modelo de Transferencia Radiativa* para la estimación de la velocidad del sonido al interior de la región que se estudió en la galaxia. Realmente lo que se hizo fue fijar este modelo como una cota que ofrecía un valor de velocidad estándar para un tipo de galaxia como el que se delineaba en la sección 1.2. El modelo permite estimar la densidad de gas presente en el disco.

Fundamentalmente, ésta galaxia hipotética debería tener perfil gaussiano de luminosidad en dirección normal al disco, lo cual es válido en nuestro caso (figura 2.3), sin embargo, el modelo se fija para una escala de altura de brazo de 100 pc (Elmegreen, 1998), ciertamente correspondiente en orden de magnitud con el valor de ancho de brazo que se obtuvo en 2.13, pero mayor en un factor superior a 4. Esto obviamente introduce una primera incertidumbre en nuestro valor obtenido en 2.19.

Como se decía en la sección 3.1, existe una aparente relación entre el ancho de los

brazos y la velocidad de dispersión del gas: esta interdependencia se hace manifiesta en el *Modelo*. En el estudio realizado por Elmegreen et al, 1998 sobre las espirales nucleares de NGC 2207 se encontró que una densidad de $14 M_{\odot} pc^{-2}$ se correspondía con una altura de escala del brazo de 35 pc, una situación consistente con nuestro resultado “heurístico ” obtenido en tal sección.

Otro punto de ataque sobre nuestro resultado es que éstos autores advierten que dispersiones de velocidad superiores a $10 kms^{-1}$ conducen a valores de Q mayores que 2. El valor que se calculó en 2.19 es superior a 2, habiendo supuesto que la dispersión era igual al valor referido, de modo que pueden existir dos cantilenas, bien que sea menor la dispersión de velocidades realmente y nuestro valor esté sobredimensionado, o lo contrario. Una controversia que podría dirimirse atendiendo la sugerencia planteada en la sección 3.2 sobre el cálculo de la masa de la Máquina Central de la galaxia.

Respecto a los valores de Extinción visual hay que decir que corresponden al otro punto de vista que permite calcular la densidad de gas, y que a todas luces es interesante y pleno de significado físico. Ponderar a actividad estelar vía los excesos de color resulta comprensible, y se esperaría que no hubiera discusión al respecto. El modelo de las curvas de extinción planteado por Mathis, 1990 acerca a la estimación de el efecto dispersivo y absorptivo se justifica bien como una forma de medir la densidad de partículas.

Sin embargo el punto de quiebre aparece cuando se tiene en cuenta la limitación en la elección de puntos que compongan las regiones de estudio, sobre las que se va a hacer la evaluación del *Exceso de Color*. Es posible que haya generosas aproximaciones en la ponderación de la Razón de extinción R_V que se asume constante (Ecuación 1.8) o en la cuantificación de los otros parámetros de la curva de extinción. Empero, éstas no se comparan con lo que puede generar en cuanto a imprecisiones por el muestreo realizado.

El análisis de isofotas (apartado 2.2.4) dió un perfil de valores promediando las luminosidades de las isocurvas. Como se puede apreciar en la figura 2.2, estas figuras no son del todo elipses bien delineadas. Las herramientas que provee el *ds9* permiten manipular la esquematización de éstas curvas, sin embargo, las elipses que traza la herramienta *ellipse* son menos versátiles en su manipulación, por tanto son menos fieles a la realidad. Si existen puntos de excepcional luminosidad en una región intermedia, igual la curva promediada los sumerge en la tendencia global, y posiblemente se pierde información interesante como la implicada en morfologías como las espuelas que muestra la galaxia en los brazos (Ver figura 3.1).

Por esa razón se asumió la realización de un cálculo más intensivo del exceso con la tarea *imexamine*, punto a punto. Sin embargo, aquí se presentó la situación de que una elección aleatoria de puntos genera muchas veces un interés particular sobre los más notables. ¿Con qué criterio descontar los puntos notables, o incluirlos sin generar un sesgo en la medida? Se pudo apreciar, haciendo manipulación deliberada de algunos puntos obtenidos en ésta tarea, suprimiéndolos o agregando otros, y obviamente había pequeñas modificaciones.

Si la diferencia obtenida en 2.15 fuera superior, tranquilamente se despreciarían incertidumbres del orden de las centésimas, pero el valor de exceso es precisamente un orden superior, luego no es tan caprichoso de valores. Finalmente se asumió la mayor cantidad de valores, incluyendo estos puntos irregulares pero sopesando su eventual efecto sobre la medida escogiendo también zonas que aparecían tenuemente marcadas en la imagen de estudio.

Se apreció también dificultad en la selección de puntos del ancho del brazo. De manera arbitraria, en las curvas 2.4 se hizo empíricamente un FWHM, que fue con el que se estimó la cantidad de puntos que conformaban el ancho del brazo. Sin embargo la validez de éste procedimiento puede ser discutible diciendo que puntos fuera de una

distribución tal componene el brazo, sólo que están en intensidades inferiores, ya en la zona que conduce a la periferia del brazo.

De otra parte, conviene aclarar que este perfil transversal de 2.4 se tomó para una sólo línea de la imagen. Vale decir, se tomó el ancho de brazo correspondiente a ésta perspectiva. Se había podido tomar una medida del ancho en otros sectores. Y en efecto se hizo, rotando el plano transversal y capturando curvas correspondientes a planos tales. Se asumió entonces que la región de interés, para la que verdaderamente interesaba el análisis era una circunferencia de radio aproximadamente de 160 pixeles en el filtro V y 100 pixeles en el H. En esta circunferencia se puede tomar que el ancho del brazo es prácticamente igual desde el lugar donde se desprende.

Esto por supuesto es una aproximación que pudo inducir error en la medida del brazo. Pero como se puede deducir también, tal error no nos conminaría a rechazar el valor obtenido en 2.13.

En el ítem (c) aparecen señaladas las limitaciones de resolución del instrumento, que traen a la memoria nuevamente el problema de la calibración. De una parte, la calibración fotométrica tiene que ver con aspectos físicos del detector. De otra, la resolución tiene que ver con aspectos geométricos del mismo. A la hora de hablar de la resolución, se reflexiona sobre lo siguiente: siendo imágenes en distinta resolución, a la hora de comparar regiones luminosas entre sí, es posible tener distorsiones en cuanto a su extensión. El análisis de estos efectos geométricos es considerado como una “corrección” a la calibración fotométrica (Baguett, S. et al, 2002 ; Dickinson, M. et al, 2002). Conveniría, para refinar los valores obtenidos de magnitud en la sección 2.2.4 con estas consideraciones.

Finalmente, la reflexión sobre la capacidad de resolución nos remite a la sección 3.2 en la cual se presentaron argumentos para admitir que no existe un único parámetro de

Toomre, que éste valor es una característica local de una galaxia. La pregunta ya no sería tanto por la precisión o imprecisión numérica, sino por la precisión conceptual. ¿Qué validez tiene este parámetro que se evaluó respecto a otros que podrían calcularse, teniendo en cuenta lo discutido?

Se diría, entonces, que éste parámetro que se calculó en 2.19 da una medida en la escala de kpc de la inestabilidad gravitacional relativa a un potencial axial-simétrico sin tener en cuenta efectos locales gravitacionales en escalas inferiores a los $0,045 \frac{\text{arc-sec}}{\text{pixel}}$ y que este régimen de inestabilidad corresponde al excedente de estrellas jóvenes que existe sobre el número de estrellas viejas. Es válido el procedimiento con que se calculó pues corresponde en forma fenomenológica con lo reportado por la literatura, asimismo la estimación hecha es válida salvo aproximaciones que ya se han descrito. Pero no es el único parámetro que se puede calcular para todo el disco. En la medida en que puedan evaluarse parámetros independientes de la escala de resolución, será posible obtener valores del parámetro de Toomre para regiones más internas y ver más en claro la influencia del potencial gravitacional central.

Éste comentario último, a modo de síntesis nos lleva al epílogo de esta investigación, en donde se resaltarán aspectos puntuales de las experiencias y de los resultados obtenidos.

CONCLUSIONES

Cuando se comenzó el desarrollo de este trabajo se arrancó con una pregunta relativa a los procesos de alimentación de la Máquina Central de la galaxia, y cómo estos se relacionan con el régimen inestable imperante en la región circumnuclear de la galaxia. Se encontró que la galaxia exhibe un régimen de inestabilidades hidrodinámicas con un parámetro de Toomre cercano a 15. De modo que la actividad nuclear se anuncia intensa, y se encontró, por comparación con otras galaxias cuyo parámetro Q se conoce, que éste valor es coherente con la estructura espiral de gran diseño del núcleo.

Sin embargo, como se reflexionó en líneas anteriores, el parámetro de Toomre tiene un carácter local, así que se puso en discusión el significado del valor obtenido, obteniéndose que tal valor puede cambiar con la escala, pero mientras no se disponga de imágenes mejor resueltas o de parámetros o métodos menos dependientes de la resolución, éste valor es un buen indicador de la inestabilidad que se genera debido a un exceso de estrellas jóvenes presente en unos brazos bien definidos.

Se dijo entonces que éstos brazos indican que la galaxia tenía una gran inercia, y por ello el valor del parámetro que no es tan grande como en otros objetos estudiados por autores referidos en esta investigación, en los cuales los brazos tenían pequeñas dimensiones. Por lo tanto el mecanismo de alimentación de alimentación del AGN central no es tan

eficiente, al punto que permite brazos de gran diseño a nivel nuclear. Sin embargo, se sugirió la eventual verificación de esta conclusión mediante el cálculo de la masa del agujero negro central, siguiendo la metodología de Torrealba et al, 2006.

Nuestros objetivos iniciales se dirigieron también a explicar la relación causal entre el tipo de inestabilidad y el escenario morfológico y dinámico. Como se mencionó, el hecho de que halla grandes brazos puede ser índice de poca capacidad de acreción, de por sí una manifestación del Patrón perturbador del disco, qué tan eficiente resulta. Es evidente que un patrón perturbador poco eficiente no generará grandes tasas de formación estelar. La galaxia entonces está en una interfaz, desde el punto de vista físico, a pesar de que la cifra obtenida del parámetro muestre un carácter particular. La evolución del disco está guiada por las interacciones del gas acregado por el núcleo de la galaxia, la formación estelar no es notable. Sin embargo aún tiene un comportamiento autogravitante remanente, que se explica por la presencia del brazo de gran dimensión; es posible que en regiones más externas éste sea manifiesto y evidente.

Bajo algunas aproximaciones, el valor del parámetro de Toomre ha podido verse alterado. Principalmente, tales aproximaciones son la elección de un valor arbitrario de la dispersión de velocidades, bajo la inclusión del *Modelo de Transferencia Radiativa*; también la toma de datos en el estudio del *Exceso de Color*. Estas desviaciones también pueden comprender teniendo en cuenta algunas relaciones de realimentación e interdependencia entre las variables críticas del Parámetro. Debido a éstas, el valor obtenido nos pone del lado no autogravitante. Pero es muy posible que la alteración de éste valor no sea superior a un factor de primer orden, dada la dependencia cuadrática respecto a la velocidad que exhibe el valor de Q . Por ello se sugiere la conveniencia *a posteriori* de estimar en forma directa o colegida el valor de la dispersión de velocidades.

Por último, perviven las incertidumbres en cuanto al manejo de la resolución de las imágenes y su efecto sobre los estudios directos que se hacen sobre ellas. Particularmente

el método intensivo de fotometría que se implementó muestra cómo la resolución puede ser un factor en contra para una mejor selección de puntos de intensidad luminosa. Conviene buscar, como se ha dicho, métodos independientes de la resolución de las imágenes para hacer estudios similares.

El método extensivo usado puede ser una buena aproximación, sin embargo presenta las limitaciones en cuanto a la ponderación que se hace de los puntos luminosos sobre la curva isofota. Esto puede desviar los valores, sobre todo en perfiles de galaxias fragmentados como fue el caso de la imagen en banda V de NGC 5427.

A modo de reflexión final, se conocieron e implementaron las potencialidades de IRAF en el análisis de espectros y de fotometría y se contextualizó el problema abordado con distintos puntos de vista, haciendo un aporte al estado del arte con un estudio inédito sobre tales aspectos en esta galaxia, abriendo el campo para desarrollos que posiblemente generarán una comprensión más profunda del fenómeno de alimentación del AGN de éste tipo de galaxias y las implicaciones de tal característica evolutiva en distintas escalas de la galaxia NGC 5427.

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. *Atlas of peculiar galaxies*. California Institute of technology. 1966
- [4] Baggett, S., et al. 2002, in HST WFPC2 Data Handbook, v. 4.0, ed. B. Mobasher, Baltimore, STScI
- [5] Binney, J., & Tremaine, S. 1987, *Galactic Dynamics*. (Princeton : Princeton Univ. Press)
- [6] Blandford, R. D., Netzer, H Woltjer, L. *Active Galactic Nuclei*. Lecture Notes 1990. Springer Verlag. Germany. 1990. Dossier 2 y 3.
- [7] Block, D. L., Elmegreen, B. G., Wainscoat, R. J. 1996, Nature, 381, 674
- [8] Calvet, N. *Origen y evolución estelar. Escuela la Hechicera de Relatividad, Campos y Astrofísica*. Universidad de Los Andes, Mérida, R. B. de Venezuela, 2001.
- [9] Cardelli, J. Clayton, G. & Mathis, J. 1989, ApJ, 345, 245
- [10] Colina, L., García-Vargas, M. L., González Delgado, R. M., Mas-Hesse, J. M., Pérez, E., Alberdi, A., & Krabbe, A. 1997, ApJ, 488, L71

-
- [11] Collin, S., Huré, J-M. 2001. *A&A* 372, 50-58.
- [12] Combes, F. *Lectures given at GH Advanced Lectures on the Starburst - AGN connection*. INAOE, Puebla (Mex) June 2000
- [13] de Vaucouleurs, G. *Recherches sur les Nebuleuses Extragalactiques*. *An. Astrophysique*. 1948, 11, 247
- [14] de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G. 1976, *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies (RC2)*, Austin: University of Texas press.
- [15] 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.
- [16] Dickinson, M. E. et al. 2002, in *HST NICMOS Data Handbook v. 5.0*, ed. B. Mobasher, Baltimore, STScI
- [17] Duschl, W., Strittmatter, P. & Bierman, P. 2000, *A&A*, 253, 318
- [18] Elmegreen, D. M. 1998, *Galaxies and galactic structure*.(Upper Saddle River: Prentice-Hall)
- [19] Elmegreen, B. G., et al. 1998, *ApJ*, 503, L119
- [20] 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
- [21] 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
- [22] González Delgado, R. M., & Pérez E. 1992, *ASPC*, 31, 371

- [23] González Delgado, R. M., & Pérez E. 1993, Ap&SS, 205, 127
- [24] Goodman, J. 2003. MNRAS 339: 937 à 948.
- [25] Hernández, J. *Estudio de regiones circumnucleares en las galaxias espirales (Trabajo de Grado)*. Grupo Halley de Astronomía. Universidad Industrial de Santander. Bucaramanga, 2007
- [26] Huré, J à M. 2000, A&A 358: 376 à 378
- [27] Kartunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M. and Donner, K. Springer-Verlag Berlin, Heidelberg, NY. 5th ed. 2007.
- [28] Kennicutt, R. C., Edgar, B. K., Hodge, P. W. 1989, ApJ, 337, 761
- [29] Johnson, H. & Morgan W., 1953, ApJ, 117, 313
- [30] Lin, C. C., & Shu, F. H. 1964, ApJ, 140, 646
- [31] Martini, P. 2004, *Why does Low-Luminosity AGN fueling remain an unsolved problem?*, appeared in *The interplay among black holes, stars and ISM in galaxies*. Proceedings IAU, 222, eds. Th. Storchi Bergaman, L. CjHo — H. R. Schmitt, 235
- [32] Martini, P., & Pogge, R. W. 1999, AJ, 118, 2646
- [33] Martini, P., Regan M. W., Mulchaey J.S., Pogge R. W. 2003, ApJS, 143, 353
- [34] Martos, M., & Cox, D. P. 1998, ApJ, 509, 703
- [35] Mathis, J. 1990, ARAA, 28, 37
- [36] Pierens, A. *L'auto - gravité dans les disques astrophysiques: Méthodes et applications*. Lab. de l'Univers et de ses Théories. Obs. de Paris, Meudon. 2005
- [37] Regan, M. W., & Mulchaey, J. S. 1999, AJ, 117, 2676

-
- [38] Sandage, A. & Bedke, J. 1994, *The Carnegie Atlas of Galaxies. Volume II*, Carnegie Institution of Washington with The Flintridge Foundation
- [39] Shlosman, I., Begelman, M. 1989, ApJ 341: 685S - 691S
- [40] Shlosman, I., Begelman, M. C., & Frank, J. 1989, Nature, 345, 679
- [41] Theureau, G., Bottinelli, L., Coudreau-Durand, N., Gouguenheim, L., Hallet, N., Loulergue, M., Paturel, G., Teerikorpi, P. 1998, A&AS, 130, 333
- [42] Toomre, A. 1964, ApJ, 139, 1217
- [43] Toomre, A., Toomre, J. 1972, ApJ, 178, 623
- [44] Toomre, A. 1981, in *Structure and Evolution of Normal Galaxies*, ed. S. M., Fall & D. Lynden-Bell (Cambridge: Cambridge University Press), 111
- [45] Torrealba, J., Benitez, E., Franco-Balderas, A., Chavushyan, V. H. 2006, *RMxAA*, 42, 3 - 13
- [46] Vera-Villamizar, N., Dottori, H., Puerari, I., Carvalho, R. 2001, ApJ, 547, 187.??
- [47] Vorontsov-Velyaminov, B. A. 1959, *Atlas and Catalogue of Interacting Galaxies, part I*, University of Moscow, Moscow