



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

“Propiedades Fotométricas Estructurales
de Galaxias Espirales Aisladas
en el Universo Local”

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TITULO DE

F Í S I C O

P R E S E N T A:

JESÚS ZENDEJAS DOMÍNGUEZ

DIRECTOR DE TESIS:

Dr. Héctor Manuel Hernández Toledo.



México D.F. Mayo de 2006.



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

*Mamá, Papá con todo mi cariño y agradecimiento,
para ustedes.....*

Algunos pequeños comentarios.....

Papa, Mama les agradezco por todo el apoyo y confianza que me han brindado durante todos estos años, en verdad no saben lo agradecido estoy con ustedes. Los quiero.

Artur, Clau, Por fin! Creí nunca acabar pero aquí esta. Gracias por su apoyo en los momentos difíciles. Saben es la neta que sean mis hermanos.

Lety, Rodrigo, Santiaguín una dedicatoria especial para ustedes por ser quien son y lo que significan para mí.

Y todo mi agradecimiento.....

Especialmente a mi asesor Héctor Toledo que fue un apoyo invaluable en el desarrollo de este trabajo y sin él difícilmente lo hubiera logrado. ¡Gracias Héctor por tu enseñanza y apoyo pero sobre todo por tu amistad!

A mis sinodales y maestros Rufino Díaz y René Ortega. Gracias por su conocimientos aportados y por dedicarle tiempo a este trabajo.

A Tony García Barreto por la colaboración y consejos en el desarrollo de mi tesis pero sobre todo por las horas de alegría que brindo en las horas de trabajo.

A mi sinodal Margarita Rosado por su tiempo invertido en la revisión de mi tesis.

A mis carnales de siempre que han estado ahí en las buenas y en las malas: Elias, Pibe, Erika, Pepo y Bebitos.

A todos mis amigos que me han hecho pasar momentos únicos: Mago, Pancho, Kimba, Paguas, Espeedy, Bo, Brenda, Anaid, Nortec, Mirshand, Pollo, Higa.

A mis grandes amigos que hicieron increíble el paso por la facultad y sin ellos otra cosa hubiera sido: Compa, Hectorín, Checo, Miguelón, Rut, Esteban, Salva, Danok, Rufino, Abraham, Wolalis, Geli, Carlangas, Toñito, Pach, Adrian, Ceci, Yanet, Martitha, Nico, Alí, Dan, Itzel, Poncho, Alexei, Chuchín, Conrado, Gaby, Crispis, Lety, Vania.....a todos aquellos que me falten y no los recuerde por el momento.

A la UNAM que me ha dado la oportunidad de estudiar y formarme profesionalmente, además por hacerme crecer como persona y ampliar mi visión hacia la vida, y sobre todo por la oportunidad que me dio de conocer a personas que siempre estarán en un lugar especial.

A la Facultad de ciencias por acogerme durante estos años donde he pasado y compartido el mejor tiempo de mi vida.

Al Instituto de Astronomía por darme la oportunidad de realizar mi servicio social y mi tesis en sus instalaciones, así como por el apoyo otorgado para llevar a cabo observaciones en el Observatorio Astronómico Nacional, San Pedro Mártir B.C.

Al proyecto con referencia 42810 de CONACyT, por haberme otorgado una beca para la realización de esta tesis.

A todos aquellos que jugaron junto a mí en la selección de fútbol de la facultad que me hacen recordar momentos tan agradables.

Finalmente quiero agradecer a todas aquellas personas, tanto profes, amigos y familiares que no he mencionado pero que sin duda han hecho presencia en mi vida, por lo que siempre estarán en un lugar especial en mi corazón.

INDICE

1.Introducción.....	2
2.Planteamiento del problema Astronómico.....	3
3.Criterio de selección.....	4
4.Características generales de las Galaxias.....	5
4.1.Clasificación morfológica de las Galaxias.....	5
4.2.Sistemas Yerkes.....	6
4.3.Clasificación Física: Parámetros CAS.....	6
4.4.Galaxias Espirales.....	8
5.Introducción Astronómica.....	9
5.1.Fotometría.....	9
5.2.Magnitud Aparente.....	9
5.3.Magnitud Absoluta.....	10
5.4.Color.....	10
5.5.Sistemasfotométricos.....	10
5.6.Luz integrada de las Galaxias.....	12
5.7.Enrojecimiento.....	13
5.8.Absorción interna.....	14
5.9.Colores de Galaxias en banda ancha.....	14
6.Reducción de Imágenes.....	16
6.1.Detectores CCD (Charge Coumpled Device).....	16
6.2.Características de un CCD.....	16
6.3.IRAF.....	17
6.4.Observación de Galaxias Espirales.....	17
6.5.Reducción de imágenes Astronómicas.....	17
6.6.Procesamiento de imágenes.....	18
6.6.1.Preparación de Bias.....	18
6.6.2.Preparación de Flat.....	18
6.6.3.Preparación de las imágenes de objetos astronómicos.....	19
7.Calibración Fotométrica.....	21
8.Obtención de magnitudes totales de las Galaxias Espirales Aisladas.....	23
9.Errores Asociados a las magnitudes.....	24
10.Calidad Fotométrica.....	26
11.Resultados.....	27
12.Discusión.....	37
13.Conclusiones.....	39
Apéndice.....	41
Bibliografía.....	44

1. Introducción

Comúnmente es más fácil encontrar galaxias que se encuentren interactuando en diferentes ambientes; desde sistemas binarios, grupos o cúmulos. Sin embargo es posible encontrar galaxias relativamente aisladas. Estas galaxias aunque excepcionalmente raras nos permiten estudiar las propiedades estructurales de las galaxias en condiciones mínimas de densidad ambiental y adentrarnos en los procesos relacionados con el ambiente. El estudio de una muestra cuidadosamente seleccionada de galaxias aisladas es fundamental para entender los problemas relacionados con la evolución galáctica.

En este trabajo estudiamos una muestra de 27 galaxias espirales aisladas cercanas del catálogo de Karachentseva (1973) elegidas bajo criterios operativos de aislamiento. Las galaxias se observaron en el telescopio de 1.5m del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (OAN-SPM) en filtros de banda ancha BVRI. Estas observaciones se utilizaron para estimar propiedades fotométricas de las galaxias como magnitudes totales, colores totales, parámetros estructurales como la Concentración(C), la Asimetría(A) y la Grumosidad (S), además de realizar un análisis morfológico detallado. El objetivo de esto es establecer parámetros de referencia que nos permitan inferir los efectos que el ambiente externo ocasiona en las características fotométricas de las galaxias.

2. Planteamiento del problema astronómico

Se sabe que las interacciones gravitacionales pueden modificar las propiedades de las galaxias cuando estas se encuentran en grupos interactuando entre sí (Toomre & Toomre 1972). Estos efectos regularmente se utilizan para explicar diferencias en las propiedades morfológicas de las galaxias (Toomre & Toomre 1972). Los efectos, sin embargo, pueden ser de naturaleza muy diversa y tener diferentes escalas de tiempo para manifestarse lo cual puede hacer un tanto ambigua su identificación.

Sin embargo, a través del análisis de las propiedades de las galaxias que podrían considerarse como aisladas es posible caracterizar los efectos de las interacciones gravitacionales. Los intervalos de valores y valores promedio en propiedades como el tamaño, luminosidad, bulbo, color, etc., que presentan las galaxias aisladas, constituyen el punto de partida para referir propiedades similares en galaxias que se encuentran interactuando en diversos ambientes. Es a través de un análisis comparativo de las propiedades morfológicas, cinemáticas y de contenido estelar en muestras estadísticamente significativas de galaxias aisladas como se han podido identificar algunos efectos de las interacciones gravitacionales en galaxias en otros ambientes.

Con esta misma filosofía, en esta tesis llevaremos a cabo un estudio observacional detallado de fotometría CCD (Charge-Coupled Device) en las bandas ópticas BVRI que nos permitirá determinar parámetros fundamentales en un conjunto de 27 galaxias espirales pertenecientes a uno de los catálogos más completos y homogéneos de galaxias aisladas en el hemisferio norte; El Catálogo de Galaxias Aisladas; CIG, Karachentseva (1973). Las observaciones fueron procesadas y analizadas en esta tesis para estimar un conjunto de parámetros fotométricos estructurales representativos de las galaxias aisladas que podrán ser utilizados como referencia en estudios comparativos con galaxias en otros ambientes.

3. Criterio de selección:

Las galaxias espirales aisladas analizadas en esta tesis fueron seleccionadas siguiendo un criterio muy intuitivo que impide que cualquier otra galaxia cercana a la galaxia aislada se encuentre a una distancia proyectada en el cielo menor que 20 veces el diámetro de esa galaxia cercana:

$$x_{1i} > 20 a_i$$

donde x_{1i} es la separación aparente entre la galaxia aislada 1 y otra galaxia cercana i y a_i es el diámetro de la galaxia cercana.

De esta manera, galaxias cercanas con un intervalo de tamaños:

$$0.25 a_1 < a_i < 4 a_1$$

se encontraran mas o menos alejadas de la galaxia aislada en proporción a su propio tamaño. Con este criterio se asegura que cualquier otra galaxia cercana de tamaño comparable no ha interactuando con la galaxia aislada al menos por 1.9×10^9 años, considerando un tamaño típico de aproximadamente 20kpc para una galaxias espiral y una velocidad peculiar típica en el campo de 300km/s. De esta forma podemos asegurar que las propiedades fotométricas estructurales que medimos son intrínsecas y representativas de estas galaxias aisladas. En la figura 1 se puede observar los aspectos mencionados en el criterio de selección.

Otro aspecto importante en la selección de estas galaxias aisladas es que todas se encuentran a latitudes galacticas $b > 20^\circ$ evitando efectos de oscurecimiento del polvo y gas y efectos de confusión con estrellas de nuestra galaxia a latitudes menores.

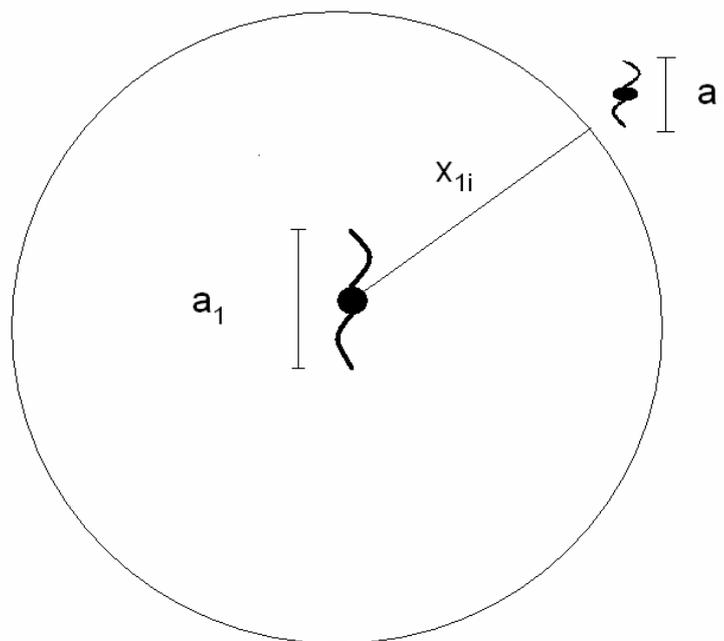


Figura 1. Aspectos del criterio de selección

4. Características generales de las galaxias

El Universo es un lugar energético, que contiene luz estelar, fotones de alta energía, radiación de fondo, campos magnéticos, materia ordinaria, materia oscura y energía oscura. Los elementos luminosos de escala intermedia básicos constitutivos del Universo son las galaxias, las cuales son acumulaciones enormes de gas, polvo y estrellas, todas interaccionando gravitacionalmente y orbitando alrededor de un centro común. Otros componentes fundamentales en las galaxias son el hidrógeno atómico, hidrógeno molecular, moléculas complejas compuestas de hidrógeno, nitrógeno, carbono y silicio entre otros elementos, y rayos cósmicos.

Las observaciones han demostrado que las galaxias forman agregados, que van desde sistemas binarios pasando por grupos, cúmulos hasta llegar a los supercúmulos que llegan a contener cientos de miles de galaxias y existe evidencia de que las condiciones ambientales pueden determinar la estructura y propiedades físicas de las galaxias.

4.1. Clasificación Morfológica de las Galaxias

Los primeros estudios extragalácticos recurrieron a un método taxonómico, el cuál consistió en agrupar los objetos por algún parámetro que variara a lo largo de las distintas clases. Esto tiene un significado físico si este parámetro da cuenta de propiedades fundamentales. De esta manera tenemos que la clasificación morfológica es un instrumento útil que proporciona claves para comprender la naturaleza de las galaxias.

Edwin Hubble(1936) propuso un sistema de clasificación que agrupaba a la mayoría de las galaxias en tres clases: Elípticas E, Espirales S e Irregulares I. El criterio para las elípticas fue su grado de elongamiento aparente, desde E0 para las esféricas hasta E7 para las más elongadas. En las espirales fueron la regularidad y grado de apretamiento de los brazos y el tamaño relativo del bulbo central. Las galaxias clase Sa tienen los brazos más cerrados y el bulbo más prominente que las clase Sc. Paralelamente a la clasificación de las galaxias espirales están las galaxias SB donde la letra B indica la existencia de una estructura en forma de barra en muchas ocasiones rodeada de un anillo del que parecen emerger tangencialmente los brazos espirales.

Esta clasificación subsiste actualmente ampliada con la incorporación de las galaxias lenticulares, SO, y las irregulares I, además de un número mayor de detalles estructurales como lo sugirió deVaucouleurs (1977).

La clasificación morfológica de las galaxias E - SO - S - I refleja la variación de propiedades importantes: el contenido de gas y polvo, la velocidad azimutal galáctica, de movimientos aleatorios y la proporción de estrellas jóvenes que aumenta al pasar de las elípticas a las irregulares, por mencionar algunas propiedades. Esta clasificación no sugiere evolución de una galaxia E a una galaxia I.

Es importante mencionar que podemos encontrar ciertas dificultades en la clasificación. Un ejemplo de esto es que las galaxias no aparecen siempre de cara, que sería la orientación más favorable, al estudiarlas. Una gran inclinación dificulta el reconocimiento de las diversas estructuras como brazos, barras, anillos, etc. En la figura 2 se muestra la clasificación morfológica de las galaxias.

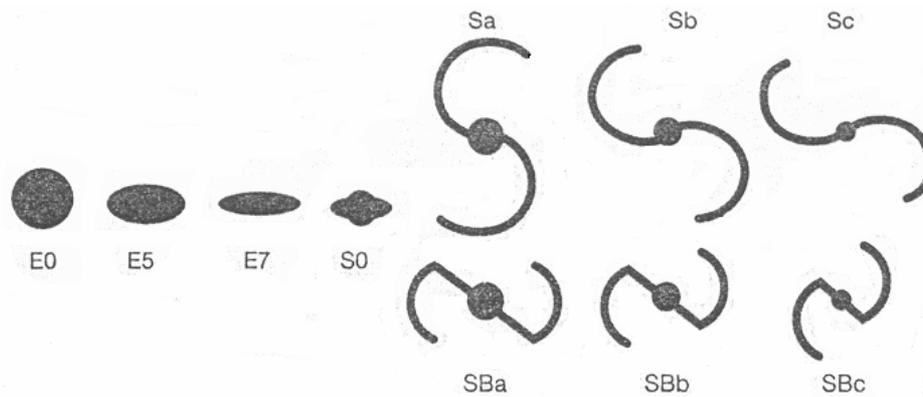


Figura2. Clasificación morfológica de las galaxias

4.2. Sistema Yerkes

Este sistema utiliza el hecho de que existe una fuerte correlación entre la concentración central de luz de una galaxia, es decir que tan grande es el bulbo, y la clase espectral de la población de estrellas dominantes. Las galaxias con un perfil de concentración menor, con bulbos pequeños y distribución de luz difusa presenta un espectro de absorción típico de una estrella A, mientras que con un perfil de concentración mayor se tiene generalmente un espectro característico de una estrella K.

De esta manera tenemos que esta clasificación esta basada en el espectro de las galaxias, es decir remarca el tipo espectral de la galaxia para su clasificación.

El esquema completo utiliza tres clasificaciones:

- *Concentración*, designada por las letras a,af,f,fg,g,gk,k
- *Forma*, la cual puede ser S-espiral, B-barrada, E-elíptica, I-irregular,R-simétricas rotacionales y D- difusas en la parte externa de la cubierta.
- *Aplanadas y alargadas*, que van de un rango de 0 a 6.

Por último tenemos a las galaxias cD, que son un caso especial de galaxias elípticas con una envolvente exterior extendida que no es visible en exposiciones cortas. Aquí el prefijo c indica una galaxia supergigante.

4.3. Clasificación Física: Parametros CAS

En años recientes las imágenes profundas, por ejemplo del Telescopio Espacial Hubble (TEH), nos han permitido ver la apariencia de galaxias distantes encontrándose que una fracción muy alta de estas tienen una morfología peculiar, que no es susceptible de ser clasificada con esquemas clásicos que utilizan criterios descriptivos basados en la morfología óptica de galaxias cercanas. Esta crisis en la clasificación ha permitido proponer sistemas de clasificación alternativos que pretenden utilizar criterios menos descriptivos basados mas bien en propiedades físicas importantes de las galaxias. Estos esquemas, tambien llamados sistemas físicos de clasificación no son nuevos y se puede mencionar, por ejemplo, el trabajo de Morgan (1958;1959) quien intentó correlacionar la forma de las galaxias con su contenido estelar (estimado a partir de los espectros).

Con una filosofía semejante, Conselice (2003) propuso un esquema que permitía, en base a tres parámetros físicos, distinguir morfológicamente a las galaxias. Estos parámetros son la concentración de luz estelar (C), la distribución asimétrica de la luz integrada (A) y una medida de su grumosidad (S), demostrando que las galaxias podían distinguirse en un espacio tridimensional ocupado por estos tres parámetros (CAS). Un sistema de clasificación como este es susceptible de automatizarse y aplicarse a galaxias a diferentes distancias de nosotros (ó diferente corrimiento al rojo). Este esquema se calibró originalmente utilizando imágenes CCD ópticas de galaxias cercanas de todos tipos pero inhomogéneamente seleccionadas. En esta tesis estimaremos estos parámetros para un conjunto de galaxias espirales que si fueron seleccionadas con un criterio homogéneo, en un ambiente específico y para fines individuales y estadísticos, lo cual permitirá utilizar nuestras estimaciones como representativas de las galaxias aisladas. A continuación haremos una breve descripción de los parámetros CAS.

Concentración C: La concentración de la luz es una técnica utilizada frecuentemente en la clasificación de galaxias. Por ejemplo se sabe que las galaxias elípticas son sistemas más concentrados y decrecen para los sistemas tardíos (lenticulares, espirales, etc...).

El índice de concentración C se define como la razón entre la luz contenida en un 80% del radio total de la galaxia ($r_{80\%}$) respecto a la luz contenida en un 20% del radio de la galaxia ($r_{20\%}$). El índice de concentración estará dado por la siguiente expresión:

$$C=5 \times \log((r_{80\%})/(r_{20\%})) \quad (1)$$

Asimetría A: Es utilizado para detectar formación estelar dentro de las galaxias, interacción entre galaxias y efectos de proyección como estructuras de polvo.

Este índice está definido, como el valor absoluto obtenido al restar la luz total integrada de una galaxia (I) con la luz obtenida de la misma después de una rotación de 180°, (R). A se puede expresar como:

$$A=|I-R|/I \quad (2)$$

Grumosidad S: Permite cuantificar la cantidad de grumos de alta frecuencia espacial que tiene una galaxia. El procedimiento consiste en filtrar espacialmente la componente de baja frecuencia (B) y restarla a la imagen original (I) para dejar solo la componente de alta frecuencia espacial. En el caso de las galaxias espirales, estos grumos se pueden interpretar como regiones de formación estelar, mientras que para las galaxias elípticas, con un escaso contenido de gas frío, que es la materia prima para formar estrellas, la grumosidad se espera que sea despreciable. S se puede expresar como:

$$S=I-B/I \quad (3)$$

4.4. Galaxias Espirales

Las galaxias espirales constan de una estructura de disco que contienen no sólo estrellas viejas sino también una gran cantidad de estrellas jóvenes. Contienen gas de Hidrógeno en fase atómica (entre un 5% y 15 % de su masa), polvo y nubes moleculares que dan lugar al nacimiento de nuevas estrellas. Con frecuencia, las regiones que contienen estrellas jóvenes brillantes y nubes de gas están dispuestas en grandes brazos espirales que se pueden observar en el disco de la galaxia. Generalmente se puede encontrar un halo de estrellas viejas rodeando al disco, y en ocasiones en la región nuclear se detectan eventos energéticos como la emisión de chorros de plasma dirigido en direcciones opuestas del centro de la galaxia.

Una característica importante para describir la estructura espiral en las galaxias es el grado de enrollamiento de los brazos y se mide a partir de un ángulo que indica que tan cerrados se encuentran los brazos con respecto al bulbo. El ángulo de enrollamiento típicamente tiene un rango entre 5° y 20° según la clasificación. La variación de este ángulo da información importante acerca de los orígenes de la estructura espiral.

Algunas espirales muestran una configuración estelar en forma de barra. Regularmente la barra esta formada de estrellas cercanas al centro de la galaxia. Una estructura barrada tendrá una rotación como si fuera un cuerpo sólido, manteniendo su forma a partir de la órbita de las estrellas de la región central de la galaxia.

Otra variante que presentan las espirales es que algunas galaxias muestran sus brazos emergiendo del núcleo, y en otras parecen tener un anillo alrededor del núcleo de donde emergen los brazos. Se ha encontrado que esto esta relacionado con un fenómeno denominado resonancia, donde la materia del disco rota sincronizadamente con la estructura espiral.

Por último hablaremos sobre la inclinación de las galaxias espirales. Normalmente estas se encuentran inclinadas respecto a nuestra línea de observación. La inclinación es el ángulo medido entre el vector perpendicular al plano del disco y nuestra línea de observación. Las galaxias con inclinación de 90° se denominan *de canto*, y las galaxias con 0° de inclinación se denominan *de frente*. El disco de una galaxia espiral se supone esencialmente de forma circular y cambia su apariencia dependiendo de la inclinación de la galaxia en el plano del cielo. Por esta razón la inclinación de la galaxia la podemos determinar con la siguiente expresión usando la geometría de sus ejes:

$$i = \arccos(1/10^{\log R_{25}}) \quad (4)$$

donde $\log_{10} R_{25}$ es el logaritmo del cociente de semiejes (b/a) obtenido a partir de catálogos como el RC3 ó la base de datos Nasa Extragalactic Database (NED), Lyon Extragalactic Database (Hyperleda), SIMBAD, etc. De esta forma podemos generalizar la expresión para la inclinación de una galaxia con la siguiente expresión:

$$i = \arccos(b/a) \quad (5)$$

5. Introducción Astronómica

5.1. Fotometría

La fotometría es una herramienta fundamental para la astronomía, pues permite conocer información de objetos, al estudiar la radiación proveniente de ellos, midiendo, la cantidad de flujo luminoso que se encuentran emitiendo.

Actualmente existen varias técnicas para realizar fotometría que se caracterizan dependiendo del tipo de receptor y el método de observación. Algunos de estos métodos son la fotometría visual, fotográfica, fotoeléctrica y CCD. En esta tesis se utilizó la fotometría CCD de apertura en banda ancha la cual será descrita a detalle en segmentos posteriores.

5.2. Magnitud Aparente

La escala de magnitudes aparentes fue establecida por Hiparco, quien ideó una escala de medida del brillo de las estrellas, y para ello clasificó a las estrellas visibles en seis magnitudes distintas. Las más brillantes eran de primera magnitud, las que le seguían inmediatamente (un poco menos brillantes) fueron de segunda magnitud y así sucesivamente, hasta englobar a las estrellas más débiles, apenas distinguibles a simple vista, siendo estas de sexta magnitud.

El principio de esta clasificación se ha mantenido hasta hoy, actualizado y extendido a partir de mediciones precisas del flujo luminoso proveniente de diferentes estrellas.

El flujo se relaciona con la magnitud aparente en términos generales con la siguiente expresión:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log(F_1/F_2) \quad (6)$$

donde m_1 y m_2 son las magnitudes aparentes de las estrellas 1 y 2 y F_1 y F_2 son sus correspondientes flujos. La esencia de la escala de magnitudes astronómica es que permite establecer la magnitud de una estrella si conocemos los brillos y magnitudes de un conjunto de estrellas de referencia. Esto significa que si la estrella 2 tiene una magnitud m_2 conocida, podremos conocer la magnitud m_1 de nuestra estrella a partir de:

$$m_1 = -2.5 \log F_1 + \text{cte.} \quad (7)$$

Sin embargo, las estrellas se encuentran a diferentes distancias de nosotros y puede darse el caso de tener una estrella intrínsecamente menos brillante pero muy cercana o viceversa. Para eliminar el efecto de la distancia, los astrónomos propusieron el concepto de magnitud absoluta.

5.3. *Magnitud Absoluta*

La magnitud absoluta es una medida de la luminosidad que tendría una estrella si se encontrara a una distancia de 10 parsecs (esta distancia equivale a 32,6 años luz).

Para conocer la magnitud absoluta M es necesario conocer la magnitud aparente m y la distancia d en parsecs a la que se encuentra la estrella. La expresión que relaciona la magnitud absoluta, con los valores mencionados es la siguiente:

$$M=m + 5 -5\log d \quad (8)$$

5.4. *Color*

El color de una estrella depende de la temperatura de su superficie. Los astrónomos habitualmente lo que hacen es medir la cantidad de luz emitida en una cierta longitud de onda, considerar dos de ellas y comparar las medidas para determinar la temperatura. Se llama índice de color a la diferencia entre dos de estas bandas. Existe varios sistemas fotométricos como el sistema UBV: ultravioleta (U) a 360 nm, azul (B) a 420 nm y visual (V) a 540 nm en donde el índice (U-B) es la comparación entre el ultravioleta y el azul y el (B-V) la comparación entre azul y visible. Estos índices de color son muy útiles para saber por ejemplo cuánta luz ha sido absorbida por polvo interestelar (enrojecimiento interestelar).

Actualmente se ha extendido este sistema fotométrico para incluir diferentes bandas como R, I, J, H K, N, etc, que nos pueden proporcionar información característica de las estrellas en diferentes regiones del espectro electromagnético.

Es importante resaltar que estos conceptos se aplican de manera natural para el caso de objetos extendidos como las galaxias, es decir, podemos asignar magnitudes aparentes, absolutas y colores a las galaxias.

5.5. *Sistemas fotométricos*

Un sistema fotométrico se define por un conjunto de estrellas (denominadas estándares del sistema) a cada una de las cuales se les conoce su magnitud (o varias si el sistema posee muchos filtros). Se caracteriza a partir de un conjunto de filtros, un detector, tipo de telescopio y sitio de observación (altura sobre el nivel del mar).

Un aspecto importante de un sistema fotométrico es que permite encontrar relaciones entre las magnitudes, índices de color, temperaturas, luminosidades, etc, y por lo tanto determinar propiedades físicas de los objetos estudiados.

Los sistemas fotométricos se clasifican, de acuerdo al ancho de banda, l , en estudio, en: banda ancha ($l > 400 \text{ \AA}$), banda intermedia ($90 \text{ \AA} < l < 400 \text{ \AA}$) y banda angosta ($l < 90 \text{ \AA}$). Los sistemas de banda ancha estudian características mas amplias del espectro, como es el cambio de la pendiente con la temperatura, o cómo el limite de Balmer depende de la temperatura, etc.

En esta tesis se utilizó fotometría CCD de banda ancha en los filtros BVRI. El principio básico de la fotometría de aperturas consiste en sumar todo el flujo observado dentro de un radio determinado a partir del centro de un objeto.

a) Sistema UBVR

Este sistema fue definido por Johnson y Morgan en 1951 y se originó a partir del sistema fotovisual mp-mv, cuyas magnitudes fueron obtenidas en placas fotográficas azules y estimaciones visuales. Se concibió para estudiar condiciones físicas observadas en los espectros de las estrellas como el límite de Balmer y su relación con otras propiedades estelares. En un principio solo incluyó a las bandas UVB y posteriormente fue ampliado a bandas más rojas como R, I, etc.

Cada banda se define por una longitud de onda central (llamada longitud de onda equivalente) y un ancho de banda medio. El sistema fotométrico UBVR del Observatorio Astronómico Nacional (OAN-SPM) utilizado en esta tesis está definido en general por los parámetros establecidos en la tabla 1.

Banda	Lambda ef(Å)	Ancho ef(Å)	lambda(Å)	Ancho(Å)	TM(%)	Filtros
<u>B</u>	4330	950	4300	1000	49	GG385+BG18+BG12
<u>V</u>	5750	1400	5400	900	66	BG18+GG495
<u>R</u>	6340	400	6400	1300	72	KG3+OG570
<u>I</u>	8040	1660	8900	3400	89	RG9

Tabla 1. Características del sistema fotométrico del Observatorio Nacional de San Pedro Mártir (Tomada de www.astroscu.unam.mx).

- **Banda:** especifica el filtro
- **lambda ef:** longitud de onda efectiva definida en el sistema.
- **Ancho ef:** ancho total efectivo a media altura definida en el sistema.
- **lambda:** longitud de onda central.
- **Ancho:** ancho total a media altura.
- **TM:** transmitancia porcentual en el máximo.
- **Filtros:** nombre de filtros Schott en la combinación.

El sistema se define mediante los siguientes valores para los índices de color para estrellas en la secuencia principal (donde las estrellas convierten H en He):

TIPO ESPECTRAL	(B-V)
O5	-0.32
B0	-0.3
A0	0
A5	0.14
F0	0.31
F5	0.43
G0	0.59
G5	0.66
K0	0.82
K5	1.15
M0	1.41
M5	1.61

Tabla2. Tipo espectral estelar con su respectivo color (B-V).

5.6. Luz integrada de las Galaxias

La luz integrada proveniente de una galaxia, nos proporciona información importante sobre su contenido estelar.

Una de las técnicas para medir la luz integrada es la fotometría de apertura. Para medir la luz integrada es necesario hacerlo en función de diversos filtros.

Al realizar la medición de luz integrada por medio de la fotometría tenemos que considerar varios efectos que pueden alterar el valor observado. Entre los efectos a considerar están los siguientes:

- Los efectos de la atmósfera
- La pérdida de luz por la óptica del telescopio
- La eficiencia del detector
- La sensibilidad de los filtros
- La extinción de la luz provocada por el polvo en nuestra galaxia y en los discos de otras galaxias, es decir, el efecto del medio interestelar de nuestra galaxia y el medio interestelar intrínseco de la galaxia observada.
- El corrimiento Doppler de la luz estelar, el cual se debe al movimiento de las galaxias. Este efecto será considerado como despreciable en este trabajo debido a que las galaxias seleccionadas son cercanas (dentro del universo local; es decir, galaxias con velocidad sistemática menor a 10 000km/s.)

La luz integrada la medimos a partir de seleccionar una apertura que consideremos que contiene todo el flujo luminoso emitido por la galaxia, por lo tanto es importante poder seleccionar el tamaño de la apertura, pues además de contener todo el flujo emitido, debe ser tal que no incluya una contribución significativa del cielo, que como veremos, es la componente de incertidumbre más importante en la medición de las magnitudes.

La corrección que debe hacerse al observar una galaxia para determinar su luz integrada en un determinado filtro está dada por la siguiente expresión:

$$m_{o\lambda} = m_{t\lambda} - A_{\lambda ng} - A_{\lambda go} \quad (9)$$

donde $m_{o\lambda}$ es la magnitud total corregida, $m_{t\lambda}$ es la magnitud observada corregida por efectos de la atmósfera, $A_{\lambda ng}$ es la extinción de nuestra propia galaxia, a lo largo de la línea de observación, $A_{\lambda go}$ es la absorción interna para la galaxia observada (el término "interna" se refiere a la absorción de la propia galaxia).

5.7. Enrojecimiento

Otra complicación provocada por el polvo, es que la absorción es selectiva, es decir, absorbe o dispersa más fuertemente longitudes de onda pequeñas, esto quiere decir que la ley de extinción es proporcional a $1/\lambda^4$.

La diferencia en la absorción de dos filtros es conocido como el enrojecimiento, también llamado el exceso de color, que en general se expresa como $E(m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2})$. Donde $m_{\lambda 1}$ y $m_{\lambda 2}$ son las magnitudes observadas en dos filtros 1 y 2 y el exceso de color es igual a la diferencia entre el índice de color observado y el índice de color intrínseco es decir:

$$E(m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2}) = (m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2}) - (m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2})_o \quad (10)$$

La absorción interestelar A_λ lo obtenemos apartir de la ley de extinción promedio, en donde se mide la absorción en diferentes direcciones de la galaxia obteniendo un valor promedio del cociente de extinción total para el filtro v respecto de la extinción selectiva, denotada por $R_v = A_v/E(B-V)=3.2$. De esta relación podemos obtener la absorción en los filtros BRI, al graficar A_v/A_λ vs $1/\lambda$.

La cantidad de absorción por el medio interestelar de nuestra Galaxia se corrige adoptando una ley de extinción promedio en todas direcciones, pero también se puede parametrizar en función de la latitud galáctica como:

$$\Delta m_\lambda = \Delta m_0 * \csc b \quad (11)$$

donde Δm_λ = la cantidad de absorción por la cual tenemos que corregir la magnitud observada, Δm_0 = la absorción en la dirección del polo galáctico y b =la latitud galáctica

Finalmente tenemos que las magnitudes totales observadas se corrigen por el efecto del medio interestelar con la siguiente expresión:

$$m_{\lambda a} = m_\lambda - A_\lambda \quad (12)$$

donde $m_{\lambda a}$ representa la magnitud total corregida por el medio interestelar, m_λ la magnitud total y A_λ es el coeficiente de absorción interestelar.

5.8. Absorción interna

Cuando las galaxias están inclinadas con respecto a nuestra línea de visión, no brillan como si estuvieran de frente, ya que nosotros miramos a través de su capa de polvo. La extinción interna de la galaxia puede ser derivada, al comparar galaxias con diferentes inclinaciones y convenientemente un modelo para el polvo, y con esto encontramos que diferentes tipos de galaxias tienen diferentes cantidades de polvo.

Existe una ley empírica para determinar la absorción interna dada por:

$$A_\lambda(i) = 0.70 \log \sec(i) \quad (13)$$

donde i es la inclinación y A_λ es la extinción en una longitud de onda. Si $i=0^\circ$ la galaxia esta de cara y si $i=90^\circ$ entonces la galaxia estará de canto.

Sin embargo, en esta tesis utilizaremos una corrección que depende de parámetros físicos de las galaxias más que de parámetros geométricos(ver en la sección de discusión 12. pag).

5.9. Colores de Galaxias en banda ancha

Los colores de las galaxias, como los colores de las estrellas están definidos como la diferencia de la magnitud entre la luz integrada de dos diferentes filtros. La fotometría de banda ancha revela diferentes colores para diversos objetos dentro de la clasificación de Hubble.

En la siguiente tabla se muestra la clasificación morfológica con dos muestras representativas del color (B-V) para cada tipo morfológico.

<i>Tipo Morfológico</i>	<i>UGC_(B-V)</i>	<i>LSc_(B-V)</i>
E,SO	0.90	0.89
SOa, Sa	0.78	0.78
Sa,b, Sb	0.64	0.62
Sbc, Sc	0.55	0.52
Scd, Sd	0.48	0.48
Sm, Irr	0.42	0.42

Tabla3. Se muestran los diferentes tipos espectrales con su correspondiente índice de color (B-V). Podemos observar en la tabla que los tipos tardíos son más azules. Se presenta además dos muestras que provienen de catálogos distintos como Uppsala General Catalog of Galaxies (UGC) y el Local SuperCluster (Lsc). Tomado de Roberts & Haynes (1994)

La siguiente gráfica muestra la posición de tipos de galaxias en un diagrama color-color. Las elípticas y las espirales tempranas son mucho más rojas que las espirales tardías e irregulares. La línea continua representa la secuencia principal del diagrama Hertzsprung Russell.

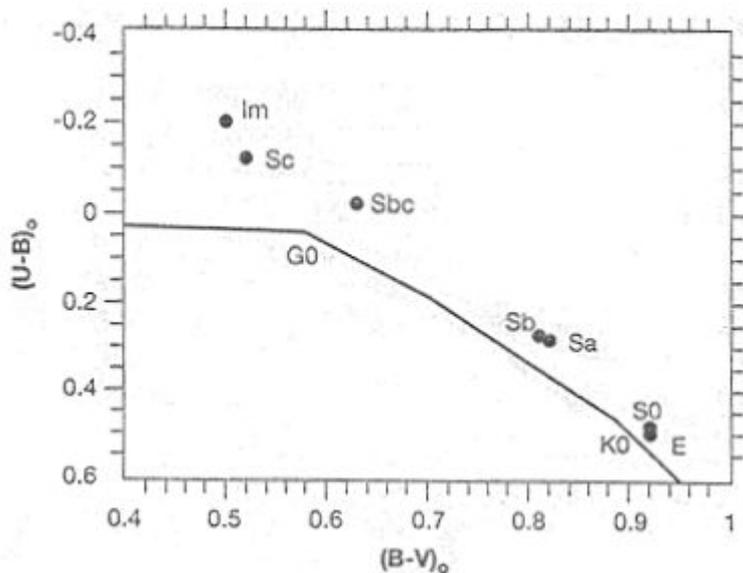


Figura3. Gráfica color-color donde se muestra la distribución de las galaxias por tipo morfológico. Tomado de Elmegreen 1998.

6. Reducción de imágenes

6.1. Detectores CCD(Charge-Coupled Device)

Los detectores CCD son dispositivos electrónicos fotosensibles(semiconductor), que poseen una estructura de celdas sensibles a la luz en forma de mosaico. Cada una de estas células son las que denominamos *pixeles* que en general son pozos de potencial creados por electrodos. En estos términos, un pixel es una estructura detectora capaz de almacenar cargas generadas por fotones.

Cada pixel tiene una dimensión del orden de 10^{-5} m. Esta estructura además de almacenar la carga eléctrica, tiene la capacidad de transferirla a pixeles adyacentes.

El funcionamiento de un CCD se basa en la teoría del efecto fotoeléctrico, es decir absorber la energía de un fotón incidente sobre un metal (generalmente un semiconductor) y de esta forma liberar electrones del arreglo metálico y por consiguiente generar una corriente eléctrica, en donde la energía de los electrones dependerá de la energía del fotón y el número de electrones dependerá de la intensidad de la iluminación.

El detector CCD es expuesto a la luz durante un tiempo denominado *tiempo de integración*, en este periodo las cargas almacenadas en cada pixel son transferidas de forma ordenada a una etapa de salida. Esta etapa de salida no es más que un amplificador que se encarga de convertir la carga que posee cada pixel a un pulso eléctrico.

Es importante resaltar que el CCD es un dispositivo semiconductor, por lo que la temperatura ambiente puede dar lugar a desprendimientos de electrones de los átomos del semiconductor generando de esta manera señales aún en ausencia de fotones, lo que provocaría una saturación rápida de los píxeles y por consiguiente introduciría ruido y baja calidad en las imágenes. Por esta razón, es indispensable que al trabajar con un CCD se baje la temperatura considerablemente, ya que se tiene registrado que la señal térmica se reducirá en un factor de 2.5 por cada 10° de temperatura que se disminuya el sistema.

6.2. Características de un CCD

Las imágenes CCD cuentan con ciertas características que las hacen sumamente superiores a las fotografías sobre emulsión. Es de reconocer que estas últimas han sido una herramienta de gran utilidad en las observaciones astronómicas, sin embargo, la aparición del CCD revolucionó por completo este concepto, ya que además de dar una sensibilidad y linealidad mayor a la exposición de luz, da la oportunidad de generar una imagen digital capaz de ser procesada por una computadora.

Una de las características mas importantes de los detectores CCD es que en la actualidad pueden registrar entre un 70% y un 90% de los fotones que inciden sobre él, mientras que las emulsiones fotográficas mas sensibles detectan no más de un 5% de los fotones que inciden sobre la placa. Esto se traduce en que las imágenes obtenidas por un dispositivo de colección de carga serán de mucha más calidad, ya que serán capaces de detectar y registrar mínimos detalles, que con una emulsión sería más difícil realizar.

Otro factor que resalta un dispositivo electrónico es su linealidad. Las emulsiones fotográficas sufren de un comportamiento denominado *reciprocidad*, y esto consiste en que al hacer una exposición de larga duración la película presenta mayor sensibilidad durante los primeros instantes, sin embargo esta comienza a decaer progresivamente, lo que no hace constante la sensibilidad durante el periodo de exposición. Por el contrario, los CCD presentan una linealidad mucho mayor, ya que muestran la misma sensibilidad durante todo el periodo de exposición, aún en largos periodos de tiempo, y a su vez presentan intervalos mayores de linealidad desde iluminaciones mínimas hasta iluminaciones muy intensas.

Por último se menciona una de las características más interesantes de las imágenes CCD, y esto es que al ser imágenes digitales pueden ser procesadas por una computadora personal. Lo cual es de gran relevancia ya que permite corregir una imagen de los defectos que introducen la óptica, electrónica y situaciones ambientales. Y lo más importante es que una imagen digital permite realizar estudios fotométricos de mayor calidad y precisión, lo cual es fundamental para el desarrollo de este trabajo.

6.3. IRAF

IRAF corresponde a las siglas *Image Reduction and Analysis Facility*, que en general representa una serie de programas de cómputo que proporcionan un amplio conjunto de herramientas para el análisis y el procesamiento de imágenes astronómicas. Fue desarrollado a mediados de los años 80 por la institución *National Optical Astronomy Observatories* en Tucson, Arizona. Su arquitectura permite que se añadan paquetes externos con facilidad, lo cual hace aun más cómodo y poderoso al paquete.

Para el desarrollo del presente trabajo fue fundamental el uso de IRAF, en una primera etapa utilizando sus programas para realizar la reducción de imágenes y posteriormente en toda la fotometría realizada a las imágenes procesadas anteriormente.

6.4. Observación de las Galaxias Espirales Aisladas.

Las imágenes estudiadas en esta tesis forman parte de una temporada de observación dedicada a obtener muestras de galaxias espirales aisladas en el universo local en el OAN San Pedro Mártir. Para las observaciones se utilizó el telescopio de 1.5 m de diámetro con filtros de banda ancha BVRI y un detector SITe1 con pixeles de 0.253 segundos de arco en un formato 2x2 y un campo total de 4.3 minutos de arco. Las condiciones atmosféricas de seeing en esta temporada de observación fueron típicamente de 1.8 segundos de arco y tiempos de exposición de 25, 15, 10 y 10 minutos para los filtros BVRI respectivamente.

6.5. Reducción de imágenes astronómicas. (Primera etapa del trabajo)

Debido a que las imágenes CCD astronómicas provenientes de telescopios ópticos sufren de ruido, efectos de la óptica del telescopio, la atmósfera, rayos cósmicos que degradan la calidad de la imagen, es necesario caracterizar estos efectos y eliminarlos de las imágenes antes de realizar cualquier medida.

6.6. Procesamiento de imágenes

El procesamiento de imágenes se llevó a cabo en las siguientes etapas:

6.6.1. Preparación de las imágenes de bias.

Una imagen bias nos permite estimar el nivel mínimo de señal presente en una imagen CCD y se obtiene leyendo el detector con el obturador cerrado.

Por cada noche de observación se procesaron 20 imágenes de bias utilizando un algoritmo para reconocer eventos muy energéticos que contaminan la imagen y que tienen que ser eliminados antes de poder combinar las imágenes. Las imágenes bias tienen una sección física extra de “overscan” que tiene que ser eliminada y que permite hacer una estadística representativa de la señal en estas imágenes. Una vez estimada esta estadística la sección de overscan es cortada definiendo así el tamaño final de las imágenes. Una vez que las imágenes han sido corregidas por “overscan y rayos cósmicos” se procede a combinarlas para formar una imagen de bias representativa de cada noche de observación.

A continuación se ilustra una imagen de bias antes y después de ser procesada:

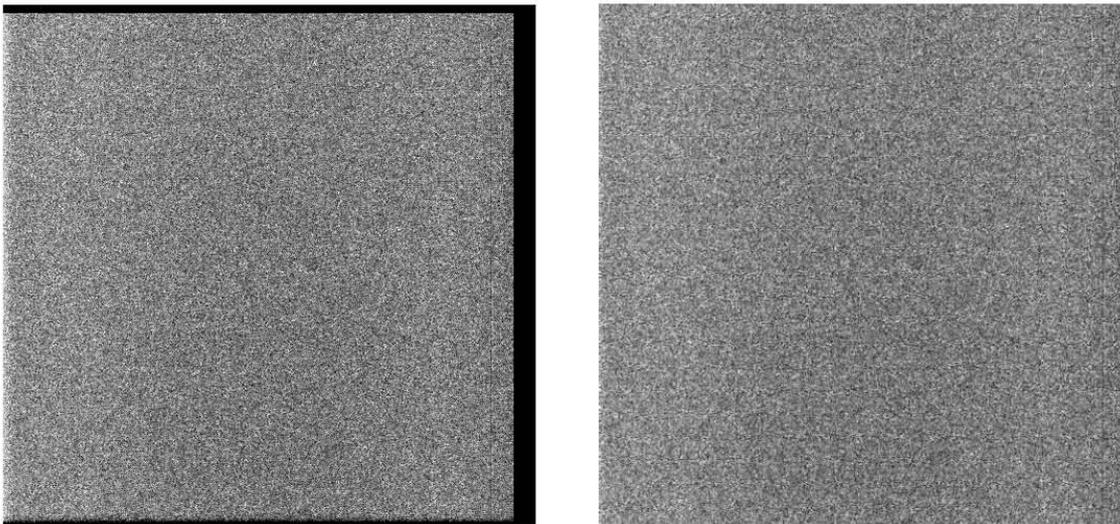


Figura4. Imágenes de bias, la de la izquierda presenta overscan (franja negra), mientras que la de la derecha ya fue cortada y corregida por rayos cósmicos.

6.6.2. Preparación de las imágenes de flat.

Las imágenes obtenidas por medio de un CCD generalmente cuentan con un patrón característico debido a que no todos los píxeles responden de la misma manera a la radiación recibida. También se pueden presentar polvo u otras partículas entre el detector y el objetivo del telescopio generando patrones que quitan calidad a la imagen. El flat nos permite detectar todas estas variaciones que posteriormente se utilizará para corregir nuestras imágenes. Estas imágenes se obtienen exponiendo el detector a una región con iluminación homogénea como es el caso de una porción del cielo al atardecer cuando el Sol se pone en el horizonte.

Por cada noche de observación se procesaron 10 imágenes de flat en las diferentes bandas fotométricas (BVRI) eliminando de cada una la sección de “overscan”, la presencia de rayos cósmicos y corrigiendo por el bias contenido en estas imágenes. Adicionalmente, debido a que las imágenes de flat se obtienen exponiendo el detector a la luz del cielo al atardecer, se pueden registrar algunas trazas de objetos estelares brillantes que empiezan a aparecer. Por tanto es necesario eliminar esas trazas de señal estelar de las imágenes de flat utilizando rutinas de interpolación de imagen.

Una vez que las imágenes han sido corregidas por estos efectos, se procedió a combinarlas para formar una imagen representativa de flat por cada banda fotométrica de observación y por cada noche. A continuación se ilustra una imagen de flat en una banda de observación dada antes y después de ser procesada:

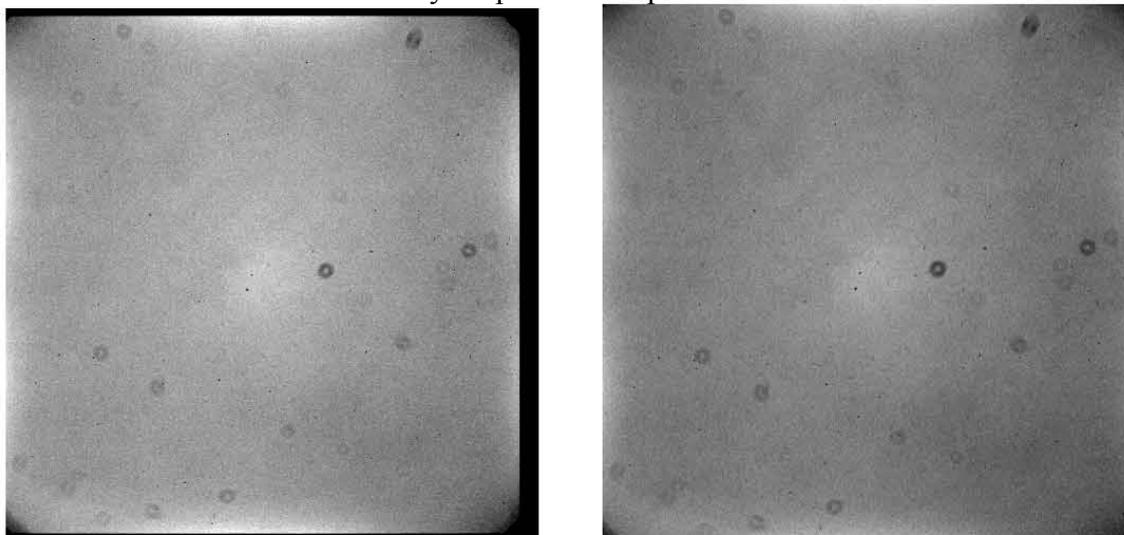


Figura5. *Imágenes de flats, a la izquierda tenemos el flat aún sin corregir por bias, rayos cósmicos y overscan, a la derecha tenemos la imagen corregida. Las manchas en ambas imágenes son producidas por partículas de polvo presentes en los elementos ópticos y también están presentes en las imágenes de las galaxias.*

6.6.3. Preparación de las imágenes de los objetos astronómicos.

Los objetos se refieren a las imágenes de las estrellas estándares (que permiten llevar a cabo la calibración del flujo observado) y las galaxias espirales aisladas que son el principal objetivo de estudio. Estas imágenes se obtienen exponiendo el detector en una cierta dirección del cielo definida por las coordenadas de las estrellas y las galaxias, con tiempos de exposición que dependen del brillo intrínseco, colores, y distancia de los objetos.

Por cada noche de observación se procesaron 5 series de imágenes de estrellas estándares en cada filtro (BVRI) y en diferentes posiciones del cielo. Similarmente, para las galaxias de estudio, se procesaron en promedio 6 galaxias por noche en los filtros BVRI con algunas repeticiones por filtro. Todas estas imágenes fueron procesadas primero eliminando los rayos cósmicos, corrigiendo por las imágenes de bias y posteriormente cortando al mismo tamaño físico que los bias y flats. Además, se corrigieron las variaciones del detector aplicando las imágenes de flat correspondientes a cada filtro. En caso de existir más de una exposición por filtro, se procedió a combinarlas para obtener una imagen con más señal representativa en ese filtro. Finalmente se procedió a poner a todas las imágenes de un objeto en un mismo sistema de referencia de coordenadas utilizando rutinas de transformación con precisión de un píxel sobre la imagen.

A continuación se ilustra una imagen de un conjunto de estrellas estándares en el campo de pgc0231+051 del catálogo de Landolt(1992) y de la galaxia espiral CIG(1023) antes y después de ser procesadas.

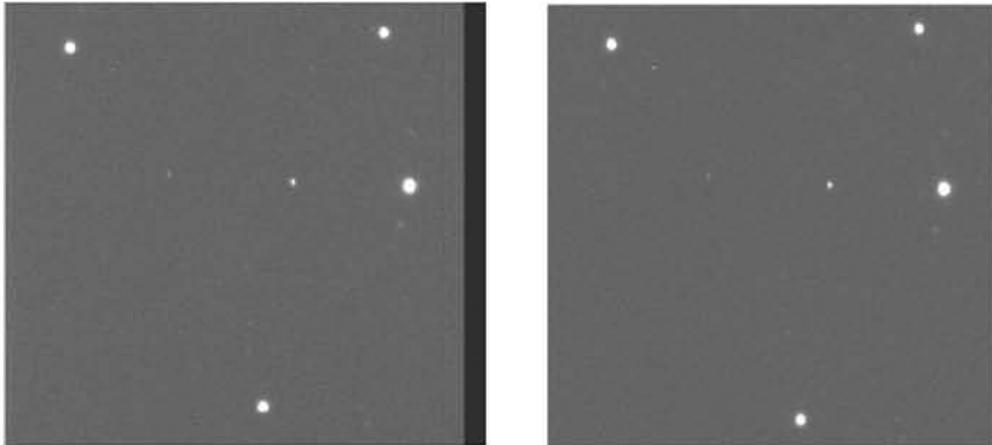


Figura6. Muestra el campo de estrellas estandardares pgc 0231+051 del catálogo de Landolt). En el cuadro de la izquierda se presenta una imagen antes de la reducción, presentando sección de overscan. En el cuadro siguiente se muestra la misma imagen después de haberla sometido al proceso de reducción.

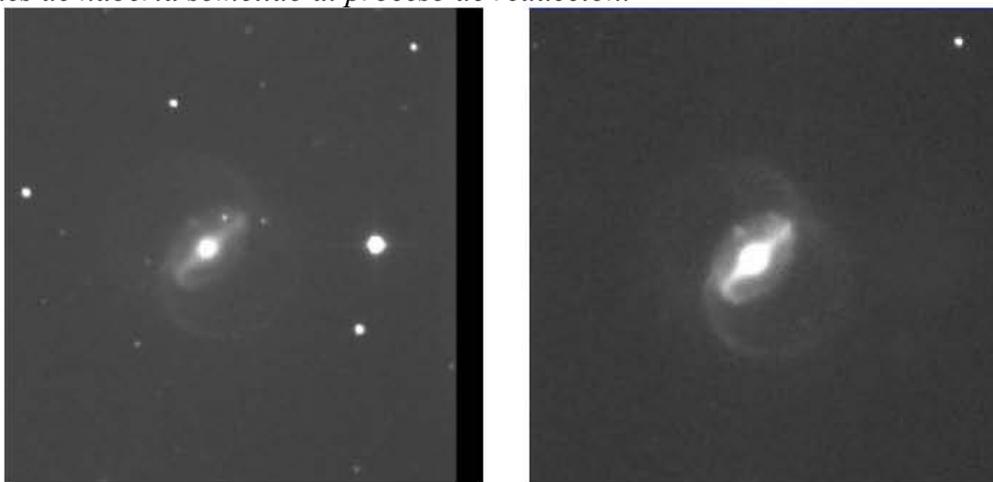


Figura7. Antes y después de la reducción. A la izquierda mostramos la imagen no reducida de la galaxia espiral CIG(1023) representativa de la muestra. A la derecha se presenta la imagen corregida por bias, rayos cósmicos, overscan y flat. Adicionalmente se eliminaron las estrellas de campo con métodos de interpolación.

8. Obtención de Magnitudes Totales de las Galaxias Espirales Aisladas.

Para la obtención de las magnitudes totales de las galaxias fue necesario eliminar cualquier tipo de objeto cercano a la galaxia que pudiera contribuir en el flujo como estrellas y rayos cósmicos.

El cálculo de las magnitudes se realizó por medio de ciertas rutinas dentro del programa IRAF, que permiten integrar el flujo emitido por las galaxias a una cierta apertura. Debido al criterio de aislamiento aplicado, es posible estimar las magnitudes a diferentes aperturas circulares sin incluir efectos contaminantes de otras galaxias y al mismo tiempo dejar referencia a otros observadores sobre la fotometría de apertura.

Es importante mencionar que para medir el flujo de las galaxias también tuvimos que restar la contribución del cielo. Por esta razón tuvimos que medir y promediar el valor del cielo en diferentes regiones de la imagen libres de estrellas.

El algoritmo utilizado por IRAF para medir magnitudes instrumentales esta dado por la siguiente expresión, basada en la ecuación (7) para el cálculo de magnitudes aparentes:

$$\text{mag} = \text{zmag} - 2.5 \log_{10}(F) + 2.5 \log_{10}(\text{itime}) \quad (17)$$

donde mag es la magnitud instrumental, zmag es un punto cero para referir la fotometría, itime es el tiempo de exposición para cada galaxia y F representa el flujo que esta dado por la siguiente expresión:

$$F = \text{sum} - A * m_{\text{cielo}} \quad (18)$$

donde sum es el número de cuentas medidas incluyendo al cielo en la apertura elegida, A es la apertura medida en píxeles y m_{cielo} es la contribución del cielo.

El programa asigna un error a la magnitud dado por:

$$\text{Err}_{\text{phot}} = (F/a + A * b^2 + A^2 * 2 * b^2 / c)^2 \quad (19)$$

donde a es el número de electrones por unidad analógica digital, b es la desviación estándar y c es el número de píxeles en la estimación del cielo.

Una vez obtenida la magnitud instrumental de las galaxias procedimos finalmente a encontrar la magnitud aparente de esta. En primer lugar corrigiendo por los coeficientes de extinción y finalmente utilizando nuestra transformación obtenida con la calibración de estándares. Las magnitudes de las galaxias se estimaron en los cuatro filtros BVRI.

Por último a la magnitud obtenida es necesario corregirla por el efecto del medio interestelar, que es un factor de absorción relacionado a cada longitud de onda en nuestra Galaxia(ec.12). También es necesario corregir los resultados por la absorción intrínseca de cada galaxia, es decir, por la inclinación que presenta cada una de ellas(se muestra en el apéndice).

10. Calidad fotométrica

La figura 8 hace una comparación entre los valores de nuestras magnitudes totales encontradas para las estrellas estándares, contra los valores reportados en la literatura para las mismas estrellas por Landolt(1992). El ajuste lineal por mínimos cuadrados que se realizo a nuestros datos muestra una línea con una pendiente cercana 1 y mostrando una dispersión rms de 0.01, 0.01, 0.01, y 0.005 para los filtros BVRI respectivamente lo que nos hace ver que nuestra fotometría es altamente confiable.

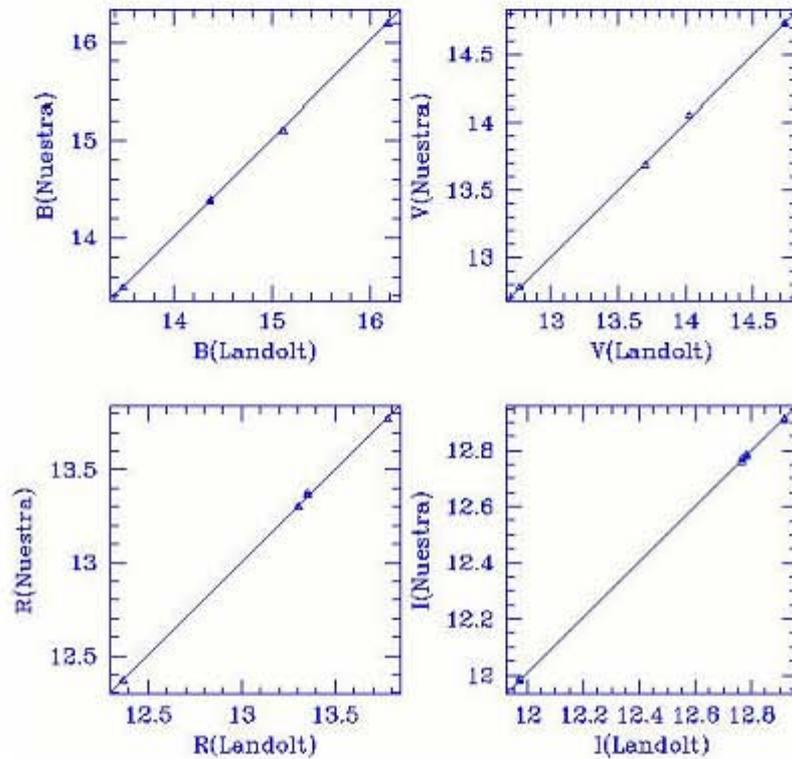


Figura8. Magnitudes aparentes de estrellas estándares encontradas por nosotros contra valores reportados por Landolt(1992) en las bandas BVRI.

11. Resultados

Fotometría

La tabla 6 muestra las características generales de la muestra estudiada tomadas de la literatura. Se presenta el nombre genérico, la magnitud total en la banda B y la clasificación morfológica reportada por la base de datos de Hyperleda y Nasa Extragalactic Database(NED) respectivamente. También se presenta la velocidad radial corregida por el movimiento hacia Virgo(Vvir) y el grado de aislamiento(G.A.) de cada galaxia, definido como el numero de galaxias con tamaños aproximadamente 1/10 del tamaño de la galaxia aislada y con velocidad radial relativa menor o igual que 600km/s.

Nombre	N. Genérico	m-Leda	C-Leda	m-NED	C-NED	Vvir	G.A
Kig1	UGC00005	14.03	Sbc	13.97	SABbc	7243.1	0
Kig4	NGC7817	12.74	Sbc	12.56	SAbc	2391.4	1
Kig33	NGC0237	13.72	SABc	13.7	SAB(rs)cdSy	4136.6	1
Kig53	NGC0575	13.76	Sc	13.45	SB(rs)c	3185.9	0
Kig56	NGC0622	14.08	Sb	13.8	G(a)SB(rs)b	5113.7	1
Kig68	NGC0718	12.59	Sa	12.59	SAB(s)a	1683.9	0
Kig80	NGC0772	10.29	Sb	11.09	SA(s)b	2473.1	1
Kig103	NGC0918	13.07	Sc	13.05	SAB(rs)c	1536.1	0
Kig116	NGC1050	13.55	SBa	13.47	(R)SB(s)a	3989.5	0
Kig123	IC0302	13.6	Sbc	13.59	SB(rs)bc	5854.6	0
Kig138	UGC02936	14.76	Sc	15	SB(s)d	3743.5	0
Kig139	NGC1507	12.79	SBd	12.89	SB(s)mpec	769.8	1
Kig144	UGC02988	15.52	Sb	14.9	Sb	3868.9	0
Kig151	UGC03059	15.11	Sd	14.7	SAdm	4743.5	0
Kig154	UGC03171	14.84	Sc	14.78	SBcd	4475.9	0
Kig180	NGC2344	12.89	SABb	12.81	SA(rs)c	1126.2	0
Kig213	PGC022141	14.89	Sb	14.5g	S0	6089.1	1
Kig889	NGC6969	15.33	Sa	14.89	Sa	4778.6	0
Kig906	UGC11723	14.74	Sb	14.7	Sb	4928.8	0
Kig910	IC5104	14.33	Sab	14.27	SBab	5110	0
Kig911	NGC7056	13.67	SBbc	13.75	SBb	5501.9	0
Kig935	NGC7156	13.31	SABc	13.11	SAB(rs)cd	4023.4	0
Kig976	NGC7328	13.93	Sab	13.98	Sab	2886.6	0
Kig983	UGC12173	13.57	SABc	13.49	SAB(rs)c	4960.4	1
Kig1004	NGC7479	11.73	SBbc	11.6	SB(s)c	2443.4	0
Kig1009	NGC7514	13.56	Sbc	13.54	Sa	5005.8	0
Kig1023	UGC12646	14.23	Sb	13.99	SB(r)b	8143.3	0

Tabla6. Valores principales reportados por la literatura. G.A.=1 significa que existe solo una galaxia con un tamaño típico de 1/10 y con una velocidad radial relativa en la vecindad cercana de la galaxia aislada.

9. Errores Asociados a las mediciones

Los errores asociados a nuestras magnitudes totales tienen contribución de diferentes etapas de la fotometría. Principalmente consideramos los errores asociados en el cálculo de las magnitudes instrumentales, en la corrección por los efectos atmosféricos, los errores propagados en nuestra transformación de magnitudes instrumentales a un sistema estándar, así como por la contribución del cielo en la apertura seleccionada para estimar la magnitud total de las galaxias.

En el cálculo de las magnitudes instrumentales se consideran los errores intrínsecos que nos arrojan el programa IRAF. Sin embargo estos errores son del orden de 0.005 de magnitud, por lo que no representa una contribución importante.

El primer caso importante en nuestro análisis de errores son aquellos asociados a la corrección por la atmósfera. En este punto vamos a considerar la contribución del coeficiente de extinción y la masa de aire. Los errores encontrados para el coeficiente de extinción para cada filtro fueron los siguientes:

$$\begin{aligned}\delta K_B &= 0.002 \\ \delta K_V &= 0.002 \\ \delta K_R &= 0.002 \\ \delta K_I &= 0.015\end{aligned}$$

El error asociado al cálculo de la masa de aire proporcionado por IRAF es típicamente de 0.005. De esta forma utilizando la ecuación (14) y considerando la expresión para el cálculo de incertidumbres:

$$\delta f = \sum_{i=1}^N \left| \frac{\delta f}{\delta x_i} \right| \delta x_i \quad (20)$$

tendremos que el error total asociado a la corrección por atmósfera esta dada por:

$$\delta m_{\lambda_0} = \delta m_{\lambda} + \delta K_{\lambda} * X + \delta X * K_{\lambda} \quad (21)$$

donde δm_{λ_0} es el error asociado a la magnitud corregida por los efectos atmosféricos, δm_{λ} representa el error de la magnitud instrumental, K_{λ} es el coeficiente de extinción, δK_{λ} es el error asociado en la estimación del coeficiente, X es la masa de aire y δX es el error típico asociado a la masa de aire.

El segundo punto importante en el análisis de errores la encontramos en el momento de realizar nuestra transformación para pasar a un sistema estándar. En este caso encontraremos errores asociados a nuestros puntos alpha y beta de la transformación. Para los filtros BVRI se encontró un error de 0.02, 0.04, 0.02 y 0.02 para alpha y 0.02, 0.03, 0.02, 0.02 para beta respectivamente.

Utilizando las ecuaciones (16) y (20) la expresión que nos proporciona el error propagado por los factores anteriores está dada por:

$$\delta M_{\lambda} = \delta\beta * (m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2})_o + \beta * \delta(m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2})_o + \delta\alpha_{\lambda} + \delta m_{o\lambda x} \quad (22)$$

donde δM_{λ} es el error total asociado a la magnitud en un sistema estándar, $(m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2})_o$ es el índice de color total corregido por los efectos atmosféricos, $\delta(m_{\lambda 1} - m_{\lambda 2})_o$ es el error correspondiente al color observado, β es nuestro término de color, $\delta\beta$ es el error asociado al término de color y finalmente $\delta\alpha_{\lambda}$ es el error correspondiente al punto cero de nuestra transformación.

Encontramos un error típico por filtro(BVRI) de:

$$\begin{aligned} \delta B &= 0.081 \\ \delta V &= 0.1 \\ \delta R &= 0.06 \\ \delta I &= 0.06 \end{aligned}$$

Finalmente para encontrar la incertidumbre total de las magnitudes tenemos que considerar los errores asociados a la contribución del cielo. Los errores típicos asociados a esta contribución fueron de 0.09, 0.08, 0.10 y 0.14 para los filtros BVRI respectivamente. Estos valores fueron estimados a partir de medir el valor del cielo en distintas posiciones de la imagen y posteriormente comparando las distintas magnitudes obtenidas.

De esta forma tendremos que el error total asociado a nuestros valores dependerá de los errores propagados en nuestra transformación lineal y la contribución del cielo. La expresión que nos proporciona el error total a nuestra magnitud es:

$$\delta M_{T\lambda} = (\delta M^2 + \delta \text{cielo}^2)^{1/2} \quad (23)$$

Finalmente tenemos que los errores totales típicos asociadas a nuestras magnitudes por filtro son :

$$\begin{aligned} B &= 0.1 \\ V &= 0.12 \\ R &= 0.1 \\ I &= 0.14 \end{aligned}$$

En la tabla 7 se presenta las magnitudes totales de nuestra muestra en las bandas BVRI. El valor que reportamos corresponde a la apertura más grande utilizada en nuestra fotometría. La apertura reportada esta expresada en píxeles y en $\log_{10}A$, donde A representa la apertura en unidades de minutos de arco multiplicada por un factor 10. También se muestran los colores totales B-V, B-R y B-I.

Nombre	B	V	R	I	B-V	B-R	B-I	Ap(pix)	$\log_{10}(A)$
Kig1	13.92	13.32	12.40	12.08	0.60	1.51	1.83	231	1.59
Kig4	12.86	11.94	11.30	10.27	0.92	1.56	2.59	246	1.62
Kig33	13.65	13.06	12.53	11.85	0.59	1.12	1.80	201	1.53
Kig53	13.65	13.02	12.51	11.81	0.63	1.14	1.83	201	1.53
Kig56	13.96	13.30	12.71	12.00	0.66	1.26	1.96	231	1.59
Kig68	12.52	11.67	11.10	10.29	0.84	1.42	2.23	225	1.58
Kig80	11.65	10.80	10.23	9.38	0.85	1.42	2.27	234	1.59
Kig103	13.28	12.37	11.68	10.75	0.92	1.60	2.53	225	1.58
Kig116	13.71	12.81	12.25	11.48	0.90	1.46	2.23	213	1.55
Kig123	13.81	13.00	12.33	11.60	0.81	1.47	2.20	231	1.59
Kig138	14.60	13.33	12.51	11.28	1.27	2.09	3.31	231	1.59
Kig139	12.89	12.36	11.90	11.45	0.52	0.98	1.43	240	1.60
Kig144	15.31	13.95	13.03	11.63	1.36	2.28	3.68	234	1.59
Kig151	14.96	14.07	13.34	12.37	0.90	1.62	2.59	222	1.57
Kig154	14.62	14.05	13.48	12.93	0.58	1.15	1.69	198	1.52
Kig180	12.99	12.14	11.57	10.80	0.85	1.41	2.19	204	1.53
Kig213	14.74	13.80	-----	-----	0.94	-----	-----	213	1.55
Kig889	14.47	13.52	12.84	12.07	0.95	1.63	2.40	222	1.57
Kig906	14.89	14.09	13.44	12.61	0.81	1.46	2.29	162	1.43
Kig910	14.81	13.82	13.25	12.49	1.00	1.57	2.32	162	1.43
Kig911	13.86	13.09	12.48	11.75	0.77	1.38	2.11	225	1.58
Kig935	13.41	12.72	12.24	11.53	0.69	1.17	1.88	216	1.56
Kig976	13.99	13.10	12.55	11.46	0.89	1.44	2.53	204	1.53
Kig983	13.81	13.03	12.28	11.64	0.78	1.53	2.18	222	1.57
Kig1004	11.82	11.04	10.47	9.66	0.78	1.35	2.16	222	1.57
Kig1009	13.98	13.15	12.55	11.80	0.84	1.44	2.18	135	1.35
Kig1023	14.08	13.26	12.71	11.73	0.82	1.37	2.35	219	1.54

Tabla7. *Magnitudes y colores totales*

En la Figura 9 se comparan los valores de nuestras magnitudes totales para las galaxias observadas en la apertura más grande contra los valores correspondientes reportados por LEDA en los cuatro filtros BVRI. El número de puntos graficados en cada panel indica solo los valores encontrados en la literatura con características similares a las nuestras (apertura semejante). Las barras de error muestran que no hay diferencias sistemáticas entre nuestras observaciones y las de la literatura, excepto quizás en la banda I donde vemos un ligero corrimiento sistemático de nuestras observaciones hacia valores más brillantes. Sin embargo este corrimiento puede ser explicable en parte debido a que las aperturas reportadas en esos trabajos no son exactamente iguales a las nuestras pero también consideraremos posibles errores en nuestra fotometría en la banda I debidos al cielo como lo indica nuestra propagación de errores. Note además que únicamente reportamos barras de error en nuestros valores debido a que LEDA no reporta errores en la fotometría de apertura, únicamente lo hace para las magnitudes totales como lo veremos en las siguientes graficas. La dispersión rms típica es menor o igual que 0.15 magnitudes en BVR I.

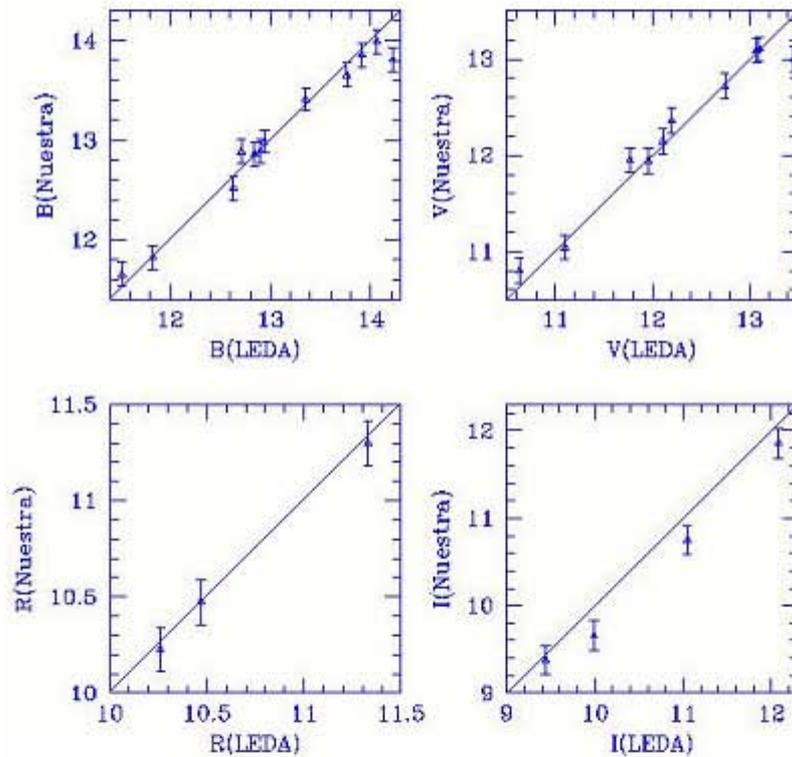


Figura9. Magnitudes totales para las galaxias espirales observadas contra las observaciones reportadas por Leda con aperturas semejantes a las nuestras.

En la Figura10 presentamos una comparación en los filtros BI de las magnitudes totales con la apertura más grande contra las magnitudes totales reportados por LEDA que contienen fotometría fotográfica, fotometría fotoeléctrica y fotometría CCD a diferentes aperturas.

La dispersión rms en la banda B es del orden de 0.13 y 0.15 para I. Esta figura también confirma un error sistemático en nuestras estimaciones en la banda I de $\delta I=0.1$ magnitudes.

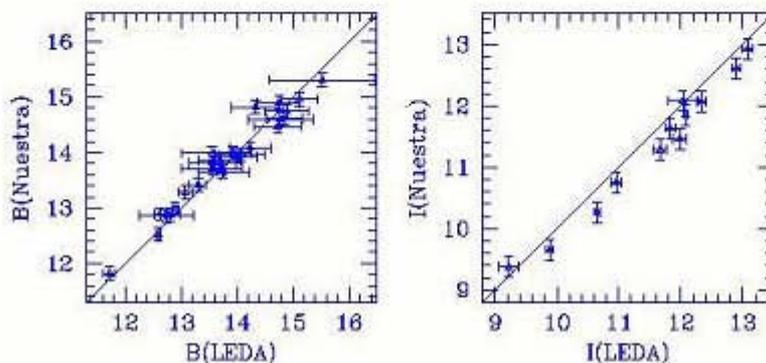


Figura10. Magnitudes totales nuestras contra los reportados por Leda en las bandas BI.

En la tabla 8 presentamos los valores de las magnitudes totales de nuestras galaxias corregidas por medio interestelar y por absorción intrínseca (inclinación). En el caso de la corrección por medio interestelar utilizamos una ley de extinción promedio tomada de Schlegel 1998 de la base de datos NED. Para corregir por absorción intrínseca se considero el método propuesto por Tully y colaboradores (1998) quienes estiman la absorción intrínseca de manera proporcional a la magnitud absoluta de las galaxias en cada banda de observación. En una primera iteración se calculan los coeficientes en las longitudes de onda correspondientes:

$$\begin{aligned} \gamma_B &= -6.3 - 0.4 * M_B \\ \gamma_V &= -5.2 - 0.26 * M_V \\ \gamma_R &= -4.2 - 0.26 * M_R \\ \gamma_I &= -3.4 - 0.2 * M_I \end{aligned}$$

donde M_B , M_V , M_R y M_I representan la magnitud absoluta de cada galaxia por filtro siguiendo un procedimiento similar al de Verheijen (1997).

Finalmente se toma en cuenta el factor geométrico (a/b) para calcular la absorción A_i utilizando la siguiente expresión para cada λ :

$$A_{i\lambda} = \gamma_\lambda * \log(a/b)$$

Nombre	B-Ab	V-Av	R-Ar	I-Ai	B-Ai_b	V-Ai_v	R-Ai_r	I-Ai_i
kig1	13.74	13.19	12.29	12.00	12.97	12.49	11.70	11.59
kig4	12.61	11.75	11.14	10.15	11.60	10.75	10.32	9.51
kig33	13.58	13.00	12.49	11.82	13.19	12.65	12.20	11.61
kig53	13.40	12.82	12.35	11.70	13.28	12.71	12.27	11.64
kig56	13.83	13.20	12.62	11.94	13.48	12.88	12.36	11.75
kig68	12.35	11.55	11.00	10.22	12.27	11.46	10.93	10.16
kig80	11.34	10.56	10.03	9.24	10.74	10.00	9.58	8.89
kig103	11.80	11.22	10.76	10.08	11.38	10.83	10.45	9.85
kig116	13.44	12.60	12.09	11.36	13.19	12.36	11.89	11.21
kig123	13.06	12.43	11.87	11.27	12.68	12.08	11.59	11.06
kig138	12.65	11.83	11.30	10.41	11.40	10.65	10.34	9.67
kig139	12.18	11.82	11.46	11.13	11.61	11.28	11.05	10.88
kig144	12.99	12.18	11.59	10.59	11.69	10.93	10.58	9.79
kig151	13.77	13.15	12.60	11.83	12.84	12.29	11.90	11.31
kig154	14.17	13.70	13.20	12.73	14.02	13.56	13.09	12.65
kig180	12.56	11.81	11.31	10.61	12.51	11.76	11.27	10.58
kig213	14.53	13.64	-----	-----	14.41	13.52	-----	-----
kig889	14.07	13.21	12.60	11.89	13.16	12.32	11.86	11.34
kig906	14.69	13.93	13.31	12.52	13.54	12.80	12.37	11.80
kig910	14.31	13.43	12.93	12.26	13.38	12.51	12.20	11.72
kig911	13.45	12.78	12.23	11.57	13.39	12.72	12.19	11.53
kig935	13.13	12.50	12.07	11.40	12.99	12.37	11.96	11.32
kig976	13.63	12.83	12.33	11.30	12.98	12.18	11.80	10.88
kig983	13.26	12.61	11.94	11.39	12.64	12.03	11.46	11.04
kig1004	11.34	10.67	10.17	9.44	11.03	10.38	9.95	9.27
kig1009	13.63	12.87	12.32	11.64	13.31	12.57	12.08	11.46
kig1023	13.88	13.10	12.58	11.64	13.51	12.76	12.31	11.42

Tabla8. *Magnitudes Corregidas*

En la tabla 9 se muestra la distancia a la que se encuentran las galaxias expresadas en Megaparsecs. Este valor lo obtuvimos en base a la velocidad radial corregida por el movimiento hacia el cúmulo de Virgo y la constante de Hubble que tiene un valor de 70km/s/Mpc. también presentamos los colores totales corregidos por medio interestelar y por inclinación intrínseca.

Nombre	Dist(Mpc)	M_B	M_V	M_R	M_I	(B-V)c	(B-R)c	(B-I)c
Kig1	103.47	-22.1	-22.58	-23.37	-23.49	0.48	1.27	1.39
Kig4	341.63	-21.07	-21.92	-22.34	-23.16	0.85	1.27	2.09
Kig33	59.09	-20.66	-21.21	-21.66	-22.25	0.55	0.99	1.59
Kig53	45.51	-20.01	-20.58	-21.03	-21.65	0.57	1.01	1.64
Kig56	73.05	-20.83	-21.44	-21.95	-22.57	0.61	1.12	1.74
Kig68	24.06	-19.64	-20.44	-20.97	-21.74	0.81	1.34	2.11
Kig80	35.33	-22	-22.74	-23.16	-23.85	0.74	1.16	1.84
Kig103	21.94	-20.33	-20.87	-21.26	-21.86	0.55	0.93	1.53
Kig116	56.99	-20.59	-21.42	-21.89	-22.57	0.83	1.3	1.98
Kig123	83.64	-21.93	-22.53	-23.02	-23.55	0.6	1.09	1.62
Kig138	53.48	-22.24	-22.99	-23.3	-23.97	0.76	1.06	1.74
Kig139	10.99	-18.59	-18.92	-19.16	-19.33	0.33	0.57	0.74
Kig144	55.27	-22.02	-22.78	-23.14	-23.92	0.77	1.12	1.9
Kig151	67.76	-21.31	-21.87	-22.25	-22.85	0.56	0.94	1.54
Kig154	63.94	-20.01	-20.47	-20.94	-21.38	0.46	0.94	1.37
Kig180	16.09	-18.52	-19.27	-19.76	-20.46	0.75	1.24	1.94
Kig213	86.99	-20.29	-21.18	-----	-----	0.89	-----	-----
Kig889	68.27	-21.01	-21.85	-22.31	-22.83	0.84	1.3	1.82
Kig906	70.41	-20.69	-21.44	-21.86	-22.43	0.74	1.17	1.74
Kig910	73	-20.93	-21.8	-22.12	-22.6	0.87	1.19	1.67
Kig911	78.59	-21.08	-21.75	-22.29	-22.95	0.67	1.21	1.86
Kig935	57.48	-20.81	-21.43	-21.84	-22.47	0.62	1.03	1.66
Kig976	41.24	-20.09	-20.9	-21.27	-22.2	0.81	1.18	2.11
Kig983	70.86	-21.62	-22.22	-22.79	-23.21	0.6	1.17	1.6
Kig1004	34.91	-21.69	-22.33	-22.77	-23.45	0.64	1.08	1.76
Kig1009	71.51	-20.96	-21.7	-22.19	-22.81	0.74	1.23	1.85
Kig1023	116.33	-21.82	-22.57	-23.02	-23.91	0.75	1.2	2.09

Tabla9. Distancias, Magnitudes absolutas, y colores corregidos.

En la figura 11 mostramos los histogramas de magnitudes absolutas en las bandas BVRI. Cada recuadro presenta el valor promedio y la desviación estándar de las magnitudes absolutas.

El intervalo de magnitudes absolutas en la banda B es de -18.0 a -22.5 y es representativo de otras muestras independientes de galaxias espirales como los reportados en el trabajo de Roberts & Haynes(1994).

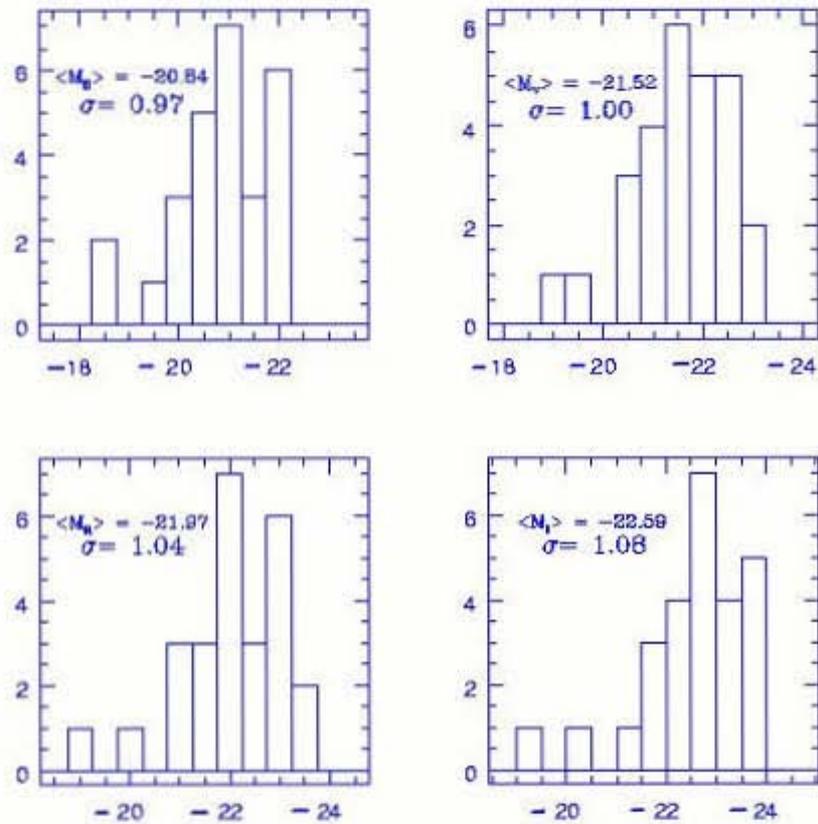


Figura11. Histogramas de magnitudes absolutas en base a los resultados obtenidos por nosotros en las bandas BVRI.

Morfología

En la tabla 10 se presenta la clasificación morfológica realizada en base a nuestras observaciones en la banda R. En una primera etapa se aprovecho que nuestras imágenes cuentan con un gran tiempo de exposición lo que las hace tener una buena resolución, para llevar a cabo una nueva clasificación visual. Adicionalmente utilizamos la técnica Unsharp Masking para resaltar detalles morfológicos que nos permitieran una mejor clasificación.

Comparando nuestra clasificación contra la reportada por la literatura (tabla 6) encontramos que en varios casos pudimos mejorar la clasificación. Sin embargo se presentaron casos en los que no se pudo hacer una clasificación más detallada debido a que el grado de inclinación que presentaban las galaxias impedían observar detalles más finos en su estructura.

Nombre	Nombre Genérico	Inclinación	Clasificación (Este trabajo)
Kig1	UGC00005	66.31	SBbc
Kig4	NGC7817	82.47	Sc
Kig33	NGC0237	53.88	SABc
Kig53	NGC0575	32.47	SB(r)c
Kig56	NGC0622	50.77	SB(r)bc
Kig68	NGC0718	30.1	SAB(s)ab
Kig80	NGC0772	48.5	S(r)bc
Kig103	NGC0918	57.55	Sc
Kig116	NGC1050	45.95	SABbc
Kig123	IC0302	48.38	SB(r)bc
Kig138	UGC02936	78.74	SABd
Kig139	NGC1507	90	Sm
Kig144	UGC02988	90	Sbc
Kig151	UGC03059	90	SABc
Kig154	UGC03171	36.48	SBc
Kig180	NGC2344	25.8	S(r)c
Kig213	PGC022141	32.31	SBO
Kig889	NGC6969	90	Sb
Kig906	UGC11723	90	Sb
Kig910	IC5104	87.65	Sb
Kig911	NGC7056	20.91	SBbc
Kig935	NGC7156	40	SABc
Kig976	NGC7328	76.66	Sap
Kig983	UGC12173	61.84	SB(r)c
Kig1004	NGC7479	36.4	SBc
Kig1009	NGC7514	48.15	S(r)ab
Kig1023	UGC12646	48.26	SB(r)bc

Tabla10. Clasificación de Hubble realizada en este trabajo

Morfología Física(CAS)

En la tabla 11 presentamos nuestra estimación de los parámetros estructurales (CAS) para las 27 galaxias en la banda R, donde C representa la concentración, A la asimetría y S la grumosidad. Además se incluyen los errores asociados a cada uno de los parámetros.

Nombre	CR	E_CR	AR	E_AR	SR	E_SR
kig1	2.69	0.10	0.19	0.02	0.41	0.01
kig4	3.09	0.06	0.23	0.02	0.42	0.01
kig33	2.96	0.13	0.12	0.01	0.30	0.01
kig53	2.31	0.06	0.12	0.02	0.28	0.01
kig56	4.06	0.16	0.10	0.01	0.14	0.01
kig68	4.68	0.11	0.09	0.01	0.12	0.01
kig80	3.49	0.04	0.18	0.02	0.11	0.01
kig103	2.70	0.04	0.11	0.04	0.28	0.01
kig116	3.44	0.12	0.18	0.01	0.32	0.01
kig123	2.98	0.07	0.16	0.03	0.31	0.01
kig138	3.61	0.04	0.15	0.04	0.17	0.01
kig139	3.08	0.05	0.29	0.03	0.53	0.01
kig144	4.18	0.12	0.10	0.03	0.42	0.01
kig151	2.93	0.09	0.19	0.04	-0.11	0.01
kig154	2.63	0.11	0.12	0.03	0.08	0.01
kig180	3.64	0.07	0.06	0.02	0.29	0.01
kig213	-----	-----	-----	-----	-----	-----
kig889	4.02	0.23	0.05	0.01	0.24	0.01
kig906	3.90	0.08	0.17	0.03	0.73	0.02
kig910	3.55	0.13	0.13	0.02	-0.08	0.01
kig911	3.08	0.12	0.06	0.09	0.25	0.01
kig935	2.86	0.09	0.18	0.03	0.38	0.01
kig976	3.08	0.10	0.17	0.02	0.28	0.01
kig983	2.53	0.06	0.18	0.03	0.15	0.01
kig1004	3.12	0.04	0.27	0.01	0.44	0.01
kig1009	2.96	0.11	0.08	0.01	0.12	0.01
kig1023	4.20	0.18	0.09	0.01	0.15	0.01

Tabla11. Parámetros CAS en la banda R

En la figura12 mostramos los parámetros CAS estimados para nuestras galaxias en la banda R. Las líneas continuas describen la posición esperada de galaxias espirales SaSb, ScSd e Irregulares obtenidas por Conselice(2003) para una muestra in homogéneamente seleccionada de galaxias en diversos ambientes incluyendo grupos dispersos y en los bordes de cúmulos. Nótese que nuestras observaciones son consistentes con las barras de error reportadas por Conselice(2003), sin embargo nuestras galaxias fueron seleccionadas homogéneamente en ambientes aislados, lo que sugiere que estas estimaciones son mas confiables y pueden tomarse como referencia para estudios similares de galaxias en otros ambientes. Los círculos azules representan galaxias de tipo morfológico SaSb, los violeta a las ScSd y los verdes a las galaxias irregulares.

Las líneas punteadas describen la posición de galaxias ultraluminosas (ULIRGs) y galaxias con formación estelar intensa (Starbursts). Estadísticamente observamos que ninguna de las galaxias observadas se encuentra en estas regiones lo cual es consistente con nuestra definición de galaxias aisladas “normales”. Note que una fracción importante de las galaxias Starbursts y más del 90% de las galaxias ULIRGs se encuentran en sistemas interactuantes o en estado de fusión.

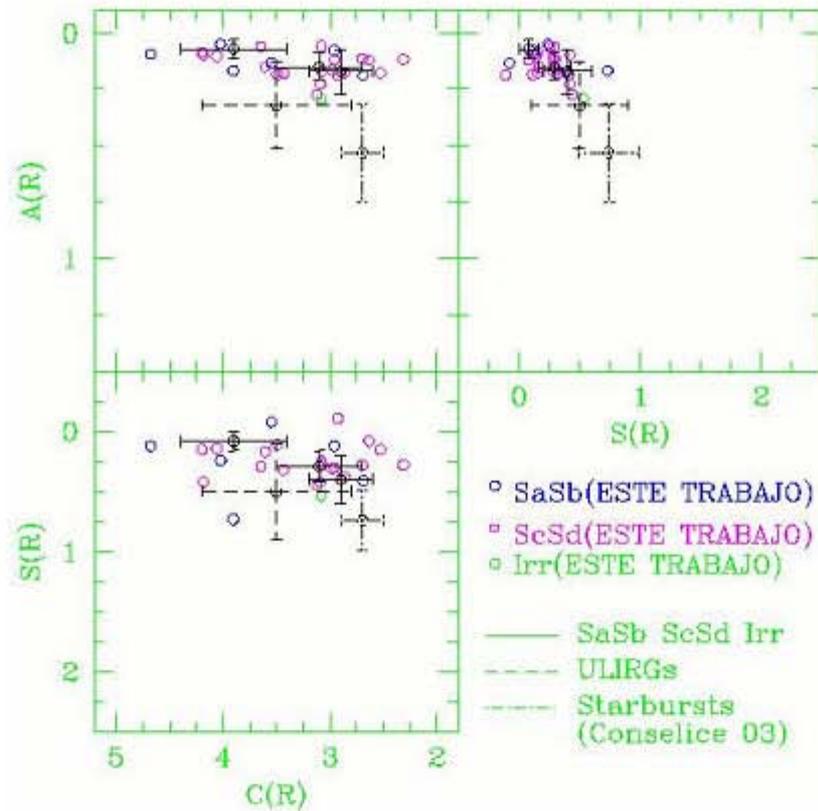


Figura12. Parámetros CAS.

12. Discusión

Es necesario caracterizar las propiedades observacionales de las galaxias aisladas para establecer cuantitativamente y cualitativamente que propiedades podrían ser modificadas por interacciones entre galaxias o por efectos ambientales, lo cual representa el punto principal de este trabajo.

Hemos seleccionado una muestra de 27 galaxias espirales aisladas. Los parámetros que aquí determinamos van a ser utilizados posteriormente como un punto “0” al cual referiremos las propiedades de las galaxias espirales en diferentes ambientes.

Las imágenes analizadas en esta tesis fueron utilizadas para calcular magnitudes totales y colores totales de las galaxias. Los resultados nos indican que nuestras magnitudes aparentes coinciden perfectamente con los reportados por la literatura para las estrellas estándares y son confiables dentro de los límites de error aquí reportados para las galaxias espirales.

Comparando las tablas 9 y 10 encontramos que los colores (B-V) son consistentes con los tipos morfológicos de acuerdo a lo reportado en la tabla 3 y en Roberts & Haynes 1994. Nuestras galaxias son ligeramente más rojas que lo esperado para los tipos morfológicos ScSd. Una posible explicación de estas diferencias se debe que las galaxias utilizadas por Roberts & Haynes 1994 son representativas de ambientes galácticos más densos que nuestra muestra de estudio. Otra posibilidad es que nuestra definición de tipo morfológico SdSm sea ligeramente distinta a la adoptada por Roberts & Haynes 1994.

Hemos llevado a cabo un estudio morfológico detallado utilizando nuestras imágenes de mayor resolución y adicionalmente la técnica de procesamiento de imagen conocida como Unsharp Masking. Este tipo de imágenes nos permiten apreciar aspectos morfológicos importantes como la contribución del bulbo, la presencia de barras, anillos y la forma de los brazos espirales. Esto se vuelve una herramienta importante para la clasificación morfológica detallada de las galaxias.

En las Figuras 13 ilustramos 4 casos en los que aplicamos la técnica Unsharp Masking. Las imágenes originales de CIG 116, CIG 935, CIG 1004 y CIG 1023 en la banda R se presentan del lado izquierdo y las correspondientes imágenes procesadas se presentan en el lado derecho. Las imágenes filtradas permiten identificar estructuras morfológicas como bulbos, brazos, barras, anillos y grupos de formación estelar que nos ayudaron a realizar una clasificación morfológica detallada.

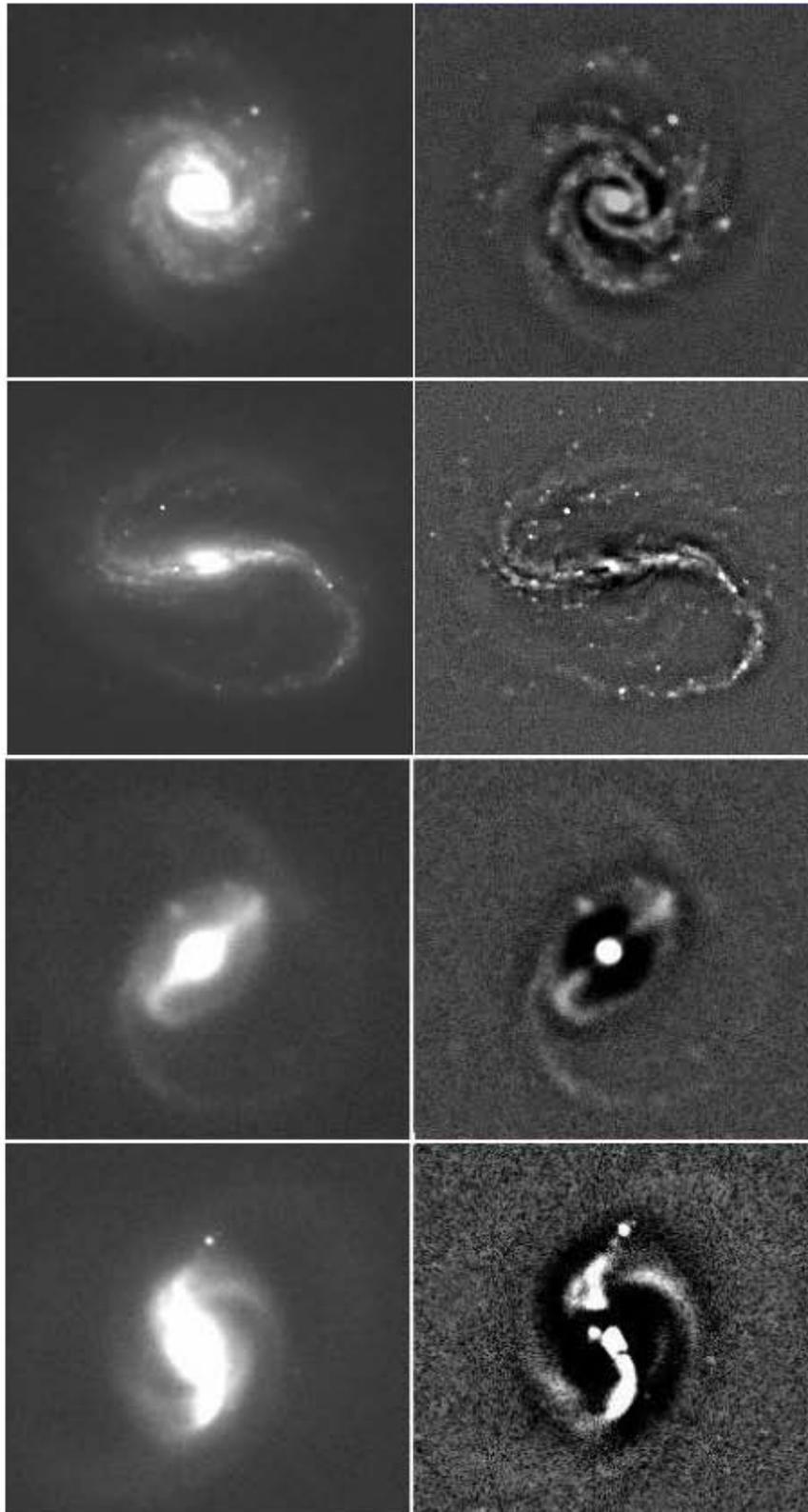


Figura13. *Imágenes originales y filtradas con la técnica Unsharp Masking de las galaxias CIG116, CIG935, CIG1004 y CIG1023*

13. Conclusiones

Hemos encontrado y aportado resultados nuevos en las propiedades fotométricas de nuestra muestra de 27 galaxias espirales.

Con estos resultados se encontró lo siguiente:

Propiedades fotométricas

- Los intervalos de magnitudes aparentes totales y colores totales encontrados en esta muestra son los siguientes: para la banda B de 10.74 a 14.02, en V de 10.00 a 13.52, en R de 9.58 a 12.37 y en I de 8.89 a 12.65. En cuanto a los colores reportamos valores que van desde 0.33 hasta 0.89 para (B-V), 0.57 a 0.27 para (B-R) y 0.74 a 2.11 para (B-I). Las magnitudes reportadas son confiables con un margen de error típico de 0.1, 0.12, 0.1 y 0.14 para los filtros BVRI respectivamente.
- El intervalo en luminosidades (magnitud absoluta) están entre -18.52 a -22.24 en la banda B, -18.92 a -22.99 en V, -19.16 a -23.37 en R y -19.33 a -23.97 en I.
- Estos resultados son consistentes con los encontrados para otras muestras de galaxias independientes (Roberts & Haynes 1994)

Propiedades Morfológicas

A partir de las imágenes CCD en diferentes filtros se han analizado las propiedades morfológicas de las 27 galaxias espirales aisladas.

La fracción de galaxias espirales con tipos morfológicos tempranos (SaSb) en esta muestra es comparativamente baja con respecto a la de galaxias tardías (ScSd). Aunque el aspecto global de las galaxias espirales estudiadas es aparentemente regular y simétrico una fracción importante de estas (0.70) presentan componentes en forma de barras y anillos. Se encontró que los colores totales son consistentes con los tipos morfológicos.

La base de datos NED contiene información morfológica para las 27 galaxias en esta muestra y he sido capaz de refinar la clasificación (es decir incluir mayor detalle) en 6 de las 27 galaxias en las cuales la información sobre anillos y barras no existe actualmente.

Con esta información se obtuvieron los siguientes resultados:

- Solo 7 de 27 galaxias son de tipos morfológicos más tempranos (SaSb) que los de Sc. Esto representa un resultado consistente con los datos obtenidos para otras muestras de galaxias espirales.
- Se encontró que de las 27 galaxias estudiadas 9 presentan estructura de barra, lo que representa el 33% del total de la muestra.

- Se detectó que 6 de las 27 galaxias presentan una estructura débil de barra, por lo que si sumamos el resultado anterior encontramos que la fracción de galaxias barradas en la muestra es de 0.55
- De las galaxias no barradas existen 3 que presentan anillos y además se presentan en sistemas preferentemente tardíos, es decir, entre Sbc y Sc.
- Las galaxias barradas que además presentan una estructura de anillo son 5, lo que representa una fracción de 0.33 del total de galaxias barradas. Todas estas galaxias están o pertenecen a sistemas tardíos (Sbc y Sc).

Parámetros CAS

Hemos calculado los parámetros estructurales de nuestras galaxias. En base a estos resultados encontramos:

- Los parámetros estructurales de nuestra muestra presentan valores típicamente menores que los característicos para las galaxias Starbursts y ULIRGs que representan galaxias con formación estelar muy intensa, frecuentemente en interacción y galaxias en estado avanzado de fusión respectivamente.
- Aunque nuestra muestra no es representativa, puede ser el punto de partida para generar una referencia que sirva para realizar una clasificación por medios físicos de galaxias que se encuentren en regiones lejanas del universo.

Apéndice

Se presentan las aperturas r_1 y r_2 utilizadas en la fotometría. En las dos primeras columnas se muestran los valores en unidades de pixeles (A_1 y A_2), en las siguientes dos columnas se presentan las aperturas en términos del $\log_{10}A$ (\log_1A y \log_2A). Posteriormente se presentan los valores de las magnitudes totales para los filtros BVRI respectivamente. En esta tabla se puede observar como los valores de las magnitudes varían considerablemente dependiendo del tamaño de la apertura.

Nombre	A_1	A_2	\log_1A	\log_2A	B_1	V_1	R_1	I_1	B_2	V_2	R_2	I_2
kig1	77	154	1.11	1.41	14.10	13.41	12.81	12.22	14.01	13.39	12.65	12.20
kig4	82	164	1.14	1.44	13.24	12.32	11.66	10.75	12.89	11.98	11.33	10.35
kig33	67	134	1.05	1.35	13.82	13.19	12.67	12.03	13.67	13.07	12.54	11.88
kig53	67	134	1.05	1.35	14.03	13.34	12.83	12.16	13.68	13.02	12.52	11.83
kig56	77	154	1.11	1.41	14.07	13.37	12.80	12.11	13.98	13.31	12.74	12.03
kig68	75	150	1.10	1.40	12.87	12.03	11.48	10.75	12.55	11.72	11.16	10.39
kig80	78	156	1.12	1.42	12.48	11.58	10.96	10.13	11.87	11.00	10.41	9.57
kig103	75	150	1.10	1.40	14.07	13.12	12.44	11.55	13.40	12.48	11.80	10.91
kig116	71	142	1.08	1.38	13.91	13.05	12.48	11.64	13.73	12.83	12.27	11.48
kig123	77	154	1.11	1.41	14.22	13.32	12.67	11.86	13.84	13.01	12.37	11.61
kig138	77	154	1.11	1.41	15.02	13.81	12.90	11.78	14.62	13.40	12.54	11.35
kig139	80	160	1.13	1.43	13.34	12.80	12.35	11.76	12.93	12.38	11.93	11.45
kig144	78	156	1.12	1.42	15.53	14.18	13.26	12.08	15.31	13.99	13.07	11.79
kig151	74	148	1.10	1.40	15.25	14.32	13.65	12.84	15.00	14.16	13.49	12.81
kig154	66	132	1.05	1.35	14.71	14.09	13.59	12.99	14.64	14.05	13.53	12.97
kig180	68	136	1.06	1.36	13.50	12.61	12.03	11.27	13.11	12.24	11.67	10.91
kig213	71	142	1.08	1.38	14.98	13.96	-----	-----	14.81	13.84	-----	-----
kig889	74	148	1.10	1.40	14.52	13.53	12.90	12.11	14.50	13.53	12.88	12.09
kig906	54	108	0.96	1.26	15.26	14.33	13.66	12.80	14.95	14.09	13.44	12.61
kig910	54	108	0.96	1.26	14.99	14.08	13.44	12.65	14.82	13.90	13.29	12.52
kig911	75	150	1.10	1.40	13.90	13.16	12.53	11.83	13.86	13.12	12.50	11.77
kig935	72	144	1.08	1.39	13.56	12.87	12.38	11.72	13.42	12.73	12.25	11.56
kig976	68	136	1.06	1.36	14.19	13.28	12.73	11.92	14.02	13.13	12.58	11.64
kig983	74	148	1.10	1.40	14.06	13.27	12.63	11.92	13.83	13.05	12.34	11.68
kig1004	74	148	1.10	1.40	12.92	12.02	11.40	10.58	12.09	11.27	10.69	9.88
kig1009	45	90	0.88	1.18	14.28	13.42	12.85	12.14	13.99	13.15	12.57	11.83
kig1023	73	146	1.09	1.39	14.39	13.51	12.94	12.15	14.12	13.28	12.72	11.83

Tabla12. Magnitudes en aperturas r_1 y r_2 .

Definiciones:

Absorción Interna: El termino Absorción Interna se refiere a la absorción que sufre la luz debido a el polvo de la propia galaxia observada.

Bulbo de una galaxia: Es la densa población estelar que se encuentra dentro de varios miles de años luz del centro de la galaxia. Los bulbos son las zonas mas viejas de las galaxias y son ricos en metales.

Cuantificación en imágenes: Las imágenes son operadas y cuantificadas en base al numero de cuentas o electrones almacenados en cada uno de los píxeles de la imagen.

Latitud Galáctica b: La Latitud Galáctica toma como referencia el plano de la Vía Láctea, poniendo al sol como origen. De esta manera la Latitud Galáctica de un objeto celeste es medida a partir del plano de la galaxia, teniendo valores positivos en la dirección norte del plano y negativos en la dirección sur . Los rangos de valores para la latitud galáctica van desde -90° a 90° , teniendo el plano galáctico una latitud de 0° .

Sección Overscan: Es una sección extra que contienen todas las imágenes donde se almacena el nivel cero de detección. Esta sección no esta iluminada y es controlada por la electrónica de lectura. Sin embargo, este nivel no es representativo de todos los pixeles, sino únicamente de unas pocas columnas o filas. Por tanto se suele promediar y obtener solo un valor por imagen o en algunos casos un ajuste lineal a lo largo de las columnas o filas de "overscan". Por esta razón la sección overscan nos puede ayudar a corregir y hacer la estadística de las imágenes en caso de que no tuviéramos buenas imágenes bias para corregir por nivel cero de detección.

Seeing: El seeing es un término utilizado en astronomía para referirse al efecto distorsionador de la atmósfera sobre las imágenes de objetos astronómicos. El seeing está causado por turbulencias atmosféricas y variaciones de densidad que deforman el camino óptico recorrido por los rayos de luz de objetos exteriores a la atmósfera. El seeing se expresa normalmente en segundos de arco.

Sensibilidad en filtros: Esta expresión se refiere a la respuesta que tiene la curva de transmitancia del filtro. Es decir entre mas sensible sea el filtro la intensidad captada será máxima en la mayor parte del intervalo. Por otro lado mientras menor sea la sensibilidad en el filtro el máximo de intensidad la encontraremos solo en una región del intervalo.

Temprano y Tardío: Estas expresiones son utilizadas para caracterizar estrellas y galaxias. Se dice que una estrella es mas temprana que otra mientras mas caliente sea, es decir, una estrella O se considera mas temprana que una estrella de tipo M. En el caso contrario se dice que una estrella M es mas tardía que una estrella tipo O. Para el caso de las galaxias los términos tempranos y tardíos son utilizados para caracterizar los tipos morfológicos. Por ejemplo se considera que las galaxias elípticas y lenticulares son mas tempranas que las galaxias espirales o irregulares, en el caso opuesto estas ultimas serán mas tardías que las galaxias elípticas o lenticulares. También se pueden utilizar estos términos(temprano y tardío) para galaxias de una misma clase, por ejemplo las galaxias

espirales de tipo Sa son mas tempranas que las espirales de tipo Sc y a su vez esta será mas tardía que las tipo Sa.

Unsharp Masking: Todas las imágenes las podemos considerar como una combinación entre una imagen de alta frecuencia y otra de baja frecuencia. De esta manera la técnica Unsharp Masking consiste en filtrar la imagen con un filtro de baja frecuencia para dejar únicamente la aportación de la imagen baja frecuencia. Esta nueva imagen es restada a la imagen original y de esta forma obtener como resultado una imagen de alta frecuencia en la que podremos observar mayores detalles en las estructuras galácticas.

Velocidad Radial Corregida por el Movimiento hacia Virgo: Las componentes radiales de la velocidad de las galaxias deben de ser corregidas cuando estas se encuentren en la presencia de una gran masa (como un cúmulo) ya que esta estará afectando gravitatoriamente la velocidad de la galaxia. Las galaxias del grupo se encuentran afectadas por el cúmulo de Virgo. La velocidad corregida por la caída del grupo local en esta dirección v es calculada con la siguiente expresión:

$$V_{vir} = v_{lg} + 208 \cos(\theta)$$

Donde v_{lg} es la velocidad relativa respecto al centroide del Grupo Local, 208 km/s es la velocidad de caída del Grupo Local y θ es la distancia angular entre la dirección observada y la dirección del centro del cúmulo de Virgo.

Bibliografía

Conselice, C.J. 2003. The Relationship Between Stellar Light Distributions of Galaxies and their Formation Histories. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 147, pp 1-28.

Elmegreen, D.1998. *Galaxies and Galactic Structure*. Prentice Hall, pp 1-109.

de Vaucouleurs, G.1977. Qualitative and Quantitative Classifications of Galaxies. *Evolution of Galaxies and Stellar Populations, Proceedings of a Conference at Yale University, May 19-21, 1977*. Edited by Beatrice M. Tinsley and Richard B. Larson. New Haven: Yale University Observatory, 1977., p.43

Fatma, M. R, et al.2004. The photometric properties of isolated early-type galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 354, pp 851-869

Golay, M. 1974. *Introduction to Astronomical Photometry*. Dordrech: D.Reidel Publishing Company, pp.1-58,81-101.

Hernández Toledo, H.M, Puerari I. 2001. BVRI surface photometry of (S+S) binary galaxies. *Astronomy & Astrophysics* 379, pp. 54-71

Hubble, E. 1936. *The Realm of the Nebulae*.

Hyperleda-Lyon Extragalactic Database- <http://leda.univ-lyon1.fr/>

Image Reduction and Analysis Facility(IRAF)- <http://iraf.noao.edu>

Johnson, H. L.; Morgan, W. W.1953. Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. *Astrophys. J.* 117, 313

Karachentseva, V.E. 1973. The catalogue of isolated galaxies. *Soobshch. Spets. Astrof. Obs.*, 8, 3-72

Kitchin, C.R.2004. *Astrophysical Techniques*, Institute of Physics Publishing Bristol and Philadelphia, pp.1-27

Morgan, W.W.1958. A Preliminary Classification of the Forms of Galaxies According to Their Stellar Population. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, Vol. 70, No. 415, p.364.

NASA Extragalactic Database(NED)- <http://nedwww.ipac.caltech.edu>

Schlegel, et al.1998. Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds. *Astrophysical Journal* v.500, p.525

Shu, F.1990. *The Physical Universe. An introduction to Astronomy*. University Science Book. Oxford, pp 109-331.

- Roberts, M. & Haynes, M. 1994. *Annual Review Astronomy & Astrophysics*. vol. 32 pag. 115
- Toomre, A. & Toomre, J. 1972. *ApJ*, pp 178,623
- Tully, R. B., Pierce, M.J., Huang, J., et al. 1998, *AJ*, 115,2264
- Verheijen, M. A. W. 1997, Ph. D. Thesis, Groningen University.