

UNIVERSIDAD DE SONORA
DIVISIÓN DE CIENCIAS EXACTAS Y NATURALES
DEPARTAMENTO DE INVESTIGACIÓN EN FÍSICA DE
LA UNIVERSIDAD DE SONORA

157
325

Aplicación del Perfil de Sérsic
en el Plano Fundamental
Galáctico

T E S I S

que para obtener el grado de

Maestro en Ciencias en Física

presenta:

Fernando Andrés Ávila Castro

Hermosillo, Sonora, México

7 de abril del 2006.

74089

Universidad de Sonora

Repositorio Institucional UNISON



“El saber de mis hijos
hará mi grandeza”



Excepto si se señala otra cosa, la licencia del ítem se describe como openAccess

A lo mejor que pude obtener de la maestría,

y de la vida, mi esposa Nora.

... y a ti Andrés, ¡que estás por llegar!

Agradecimientos

A mis padres Mirna y Fernando, que sin su empuje y ejemplo no habría llegado hasta aquí y a mi hermano Eduardo.

A mis directores de tesis, el Dr. Julio Saucedo y el Dr. Alfredo Santillán.

A Antonio Sánchez y al Área de Astronomía, por todo el apoyo brindado, al igual que el Departamento de Investigación en Física ya que me han permitido usar sus instalaciones para realizar este trabajo.

Al Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México y al proyecto PAPIIT IN104306-3 por el apoyo brindado para terminar este trabajo.

A la familia Sandoval-Barfusson-Cirett por todo su cariño.

Índice general

1. Introducción	6
1.1. Galaxias Elípticas	8
1.2. Galaxias Lenticulares	9
1.3. Objetivo de la tesis	9
2. Antecedentes Teóricos	11
2.1. Magnitud y Luminosidad	11
2.2. Perfiles de Luz	14
2.2.1. Ley de Sérsic	14
2.3. Planos Galácticos	16
2.3.1. Plano Fundamental	16
2.3.2. Plano Entrópico	19
3. Observatorios Virtuales	23
3.1. Historia	23
3.2. Funcionamiento	24
3.2.1. Integración de la Base de Datos Astronómicos	24
3.2.2. Acceso y análisis a la base de datos: generación de herramientas cibernéticas	24
3.2.3. Ciencia: aplicaciones, uso e investigación astronómica	25
3.2.4. Docencia	25
3.3. Características Técnicas	25
3.3.1. Arquitectura	26
3.4. Dos Observatorios Virtuales	28
3.4.1. Sloan	28
3.4.2. MAST	29
3.5. Muestras	31
3.5.1. Criterios de selección	31

3.5.2. Muestras	31
4. Análisis de datos y resultados	33
4.1. Análisis de datos	33
4.2. Resultados	36
5. Conclusiones	41
5.1. Trabajos a futuro	43
A. Gráficas	45
A.1. Ajustes a Sérsic	46
A.2. Ajustes a de Vaucouleurs	52
B. El lenguaje de programación Python	58
C. Problemas técnicos de captura de imágenes	62
D. Sloan y SQL	64

Capítulo 1

Introducción

Desde sus inicios la Astronomía fue un estudio visual del Universo que nos rodea. Sólo contábamos con nuestros ojos para percibir los fenómenos que ocurrían, dejando de lado todo aquello que estuviera fuera de nuestros límites físicos.

Con el desarrollo de la tecnología fue posible capturar cada vez más información y de una manera más precisa. Además, se pudo observar en otras longitudes de onda que antes estaban fuera de nuestro alcance permitiendo obtener una idea más clara de los procesos en el Universo.

Dentro de los estudios de la Astronomía, el dedicado a las propiedades de las galaxias tiene apenas un centenar de años, cuando Edwin Hubble en 1923[1] determinó por primera vez la distancia a la entonces llamada Nebulosa de Andrómeda y descubrió que debía ser un cuerpo completamente independiente a nuestra Vía Láctea convirtiéndola en una galaxia por sí sola. A partir de ahí, se descubrió que muchas de las que se pensaban nebulosas en nuestra galaxia, también lo eran en sí mismas.

En 1926 Hubble aprovechó la resolución brindada por el telescopio de Mt. Wilson, para desarrollar una clasificación de galaxias basada en su morfología o apariencia visual. Agrupó a las galaxias en elípticas, lenticulares (también conocidas como de disco), espirales e irregulares. Las elípticas van de E0 cuando son claramente esféricas, hasta E7 cuando son extremadamente elongadas. Las S0 son un disco con un núcleo brillante y fueron introducidas por él en el año 1936. Las espirales son divididas además, en espirales normales y espirales barradas, y se clasifican ambas en base a la apertura de sus brazos. Las irregulares finalmente, son el resto de galaxias que no

entran en las clasificaciones anteriores.

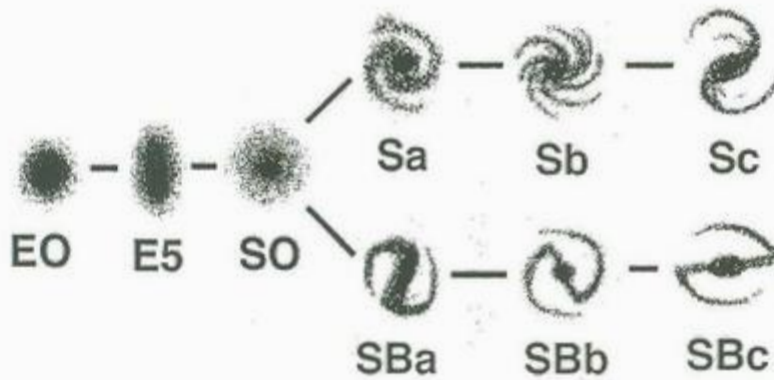


Figura 1.1: Clasificación de Hubble para galaxias

La clasificación de Hubble originalmente era evolutiva, y así lo mostraba su diagrama. Las elípticas y S0 eran del tipo temprano, y las espirales e irregulares del tardío. Aunque ahora se considera incorrecta esta idea, la terminología ha permanecido. El éxito en la clasificación se debe a la gran diferencia morfológica que existe entre las galaxias elípticas y espirales. Además, sus componentes estelares son importantes para comprender las características propias de cada galaxia. Los tipos estelares se clasificaron a partir de la observación en la Galaxia, pero pueden ser aplicados a las otras galaxias. Las dos clases de estrellas que se manejan son:

- Población I: Estrellas ricas en metales (2-3%), que en astrofísica son todos los elementos más pesados que el litio. Se encuentran en el disco de la Galaxia, y su órbita en torno al centro es circular. Estas estrellas son relativamente jóvenes que se han formado en los últimos millardos de años (1 millardo = 10^9 años). Las estrellas de población extrema I (que contienen mayor porcentaje de metal), se encuentran sólo en los brazos espirales; son las más jóvenes. Las intermedias I como el Sol, se encuentran en el disco.
- Población II: Son pobres en su contenido de metal, teniendo alrededor de 0.1%. Se encuentran en el componente esférico de la Galaxia (el bulbo o núcleo, y el halo que es la zona más tenue que rodea al bulbo). Tienen órbitas elípticas sin un plano privilegiado o puesto de otra manera, las órbitas están distribuidas de manera uniforme. Son estrellas relativamente viejas, con edades que rondan

los 2-14 millardos de años. Las extremas II que tienen el menor porcentaje de metal, se encuentran en el halo y en los cúmulos estelares globulares que lo rodean; además de ser las más viejas. Las intermedias II se encuentran en el bulbo y aunque tienen mayor contenido de metal que las extremas II, tienen menos que las intermedias I.

Las diferencias de edad y metalicidad entre las dos poblaciones sugieren que las estrellas de población II se formaron tempranamente en la Galaxia. Aunque no podemos resolver las estrellas individualmente, si podemos a partir de un espectro hacer un modelo de la población estelar que nos ajuste óptimamente para cada región el tipo de población dominante. En una época temprana, la Galaxia contenía gas que era casi puro hidrógeno y helio. Al ir evolucionando estas estrellas, produjeron elementos pesados como los metales¹ a través de la fusión nuclear. Los vientos estelares, así como las explosiones de supernovas, transportaron los elementos pesados por la Galaxia. De esta manera las estrellas que se formaron después en las afueras de la Galaxia, pudieron contener mayores porcentajes de metales. Durante la evolución estelar, el enriquecimiento de metal de la Galaxia se va incrementando. El estudio más detallado de este proceso llevó a Hertzsprung y Russell a crear su diagrama[1]. Sin embargo, por el momento nos basta el uso de las Poblaciones I y II.

Aunque son varios tipos de galaxias, detallaremos sólo las relevantes al trabajo.

1.1. Galaxias Elípticas

Son sistemas que contienen estrellas de Población II, y muy poco o nada de gas y polvo. Los isofotos (contornos de brillo constante), se aproximan a ser elipses concéntricas, con una razón axial que va de 1 a 0.3. La parte numérica de la clasificación, E_n se da por la relación

$$\frac{b}{a} = 1 - \frac{n}{10} \quad (1.1)$$

donde b y a son el semieje mayor y menor, respectivamente.

La elipticidad es

$$\epsilon = 1 - \frac{b}{a} \quad (1.2)$$

¹En astrofísica, se le llama metales a todos aquellos elementos más pesados que el helio.

Si $n > 7$, la galaxia se considera S0.

Como vemos a la galaxia en un solo plano, es muy difícil establecer si tiene simetría axial.

El brillo superficial de una galaxia elíptica decae exponencialmente de manera suave contra el radio. Empíricamente se ha usado la Ley de de Vaucouleurs[2], aunque recientemente se ha visto que existe un mejor ajuste usando, la ecuación de Sérsic (ver sección 2.2.1). Hay que hacer notar, que las galaxias elípticas tienen un relación directa entre sus parámetros físicos obtenidos con estos ajustes, con el llamado Plano Fundamental. Este Plano vive en un espacio en tres dimensiones (luminosidad, radio efectivo y velocidad de dispersión) donde estas galaxias habitan.

La mayoría de las galaxias elípticas gigantes no exhiben algún tipo de rotación significativa, sus estrellas tienen órbitas distribuidas aleatoriamente sin un plano privilegiado. Esto ha permitido estudiarlas como si fueran un gas en cuasi-equilibrio.

1.2. Galaxias Lenticulares

Las lenticulares o de disco, forman una transición suave entre las elípticas y las espirales y fueron introducidas por Hubble en 1936.

Son galaxias con un disco muy prominente que casi no contienen gas, polvo, estrellas jóvenes o brazos espirales. El disco lenticular es suave y sin características especiales, como en el caso de las galaxias elípticas, pero su brillo superficial obedece a una relación exponencial característica de las galaxias espirales.

Spitzer & Baade[3], y Sandage[4] observaron que el perfil de luz sería similar al de las espirales si todas las estrellas jóvenes de Población I fuesen removidas de estos objetos. El hecho de que las galaxias S0 tengan forma parecida a las espirales pero que contengan una población estelar similar al de las elípticas, nos sugiere que hubo un mecanismo que removió el gas de estos cuerpos en una etapa temprana de su evolución. Entre las opciones se consideran colisiones de galaxias (Spitzer & Baade), vientos galácticos (Mathews & Baker[5]), explosiones (Van den Bergh[6]).

Son raras en las regiones de baja densidad, donde son menos del 10% de las galaxias brillantes. En regiones de alta densidad pueden llegar a ser la mitad de la población junto con las elípticas.

1.3. Objetivo de la tesis

Son varias las inquietudes que originaron este trabajo. El hecho de poder contar con datos de alta calidad mediante el uso de los llamados observatorios virtuales

(grandes bases de datos que contienen observaciones hechas por grandes telescopios), el explorar si existe una diferencia en el Plano Fundamental al hacer un ajuste a Sérsic (originalmente era usando el $r^{\frac{1}{4}}$ de Vaucouleurs), y finalmente, si Sérsic nos permite ver si existe un nuevo plano, el Entrópico.

Para ello, el trabajo se encuentra organizado de la siguiente manera:

En el segundo capítulo, se verá qué parámetros físicos de una galaxia serán relevantes a este trabajo. También se estudiará cuáles son los fundamentos físicos que nos permiten obtenerlos a partir de una imagen astronómica. Para finalizar este capítulo veremos la existencia de los llamados Planos Galácticos dependientes de estos parámetros.

En el capítulo tercero, se detallará lo que es un Observatorio Virtual, qué Observatorios Virtuales existen y cuáles son sus beneficios a la investigación, ya que son una herramienta nueva en el estudio astronómico.

El cuarto capítulo trata sobre el procedimiento usado en la extracción de datos, el análisis de ellos y la presentación de los resultados.

El último capítulo contiene las conclusiones obtenidas a lo largo de este estudio, y el trabajo a futuro que se puede realizar siguiendo esta línea de investigación.

Capítulo 2

Antecedentes Teóricos

2.1. Magnitud y Luminosidad

Debido a que casi toda la información obtenida por un astrónomo sobre el Universo es gracias a un estudio detallado de la luz emitida por estrellas, galaxias, nubes de gas y polvo, ha sido sumamente importante el poder contar con la manera de cuantificar de la manera más precisa posible la luz o energía recibida.

El primer catálogo de estrellas fue hecho por Hipparco[1], usando como criterio no sólo la posición de cada estrella, sino que también las ordenó de acuerdo al brillo aparente. Para esto creó una escala numérica donde la estrella más brillante era la más importante, y por lo tanto era una estrella de **primera magnitud**. La estrella más débil que podía observar era entonces una de **sexta magnitud**. Como vemos, la escala asignaba los números más pequeños a las más brillantes.

Con el tiempo, se descubrió que los sentidos humanos como la vista y el oído tenían una escala logarítmica. Es decir, no percibimos de manera lineal los fenómenos. Por ejemplo, lo que nosotros oímos como un sonido el doble de fuerte que otro, es en realidad 10 veces más intenso. Lo mismo aplica para nuestra vista. Así, la escala de Hipparco con una diferencia de 5 magnitudes se calibró para que una estrella de primera magnitud fuese 100 veces más brillante que una de sexta. Usando esta nueva escala, la diferencia de una magnitud a otra es de $100^{\frac{1}{5}} \approx 2,512$.

Con la llegada de los **fotómetros**, los astrónomos pueden medir la magnitud aparente de un objeto con una precisión de $\pm 0,01$ y diferencias de magnitud de $\pm 0,002$. Además, la escala de Hipparco fue extendida en ambas direcciones para incluir al

cuerpo más brillante, el Sol, con una magnitud aparente de $m = -26,81$ y al cuerpo más débil que se ha podido detectar con $m \approx 29$.

El brillo de una estrella es en realidad medido en términos de su flujo de radiación F . El flujo de radiación es la cantidad total de luz emitida en todas las longitudes de onda que pasan a través de una unidad de área perpendicular a la dirección del flujo por unidad de tiempo. Generalmente es la cantidad de *ergios* por *segundo* por *centímetro cuadrado* del detector que está capturando la luz de la estrella.

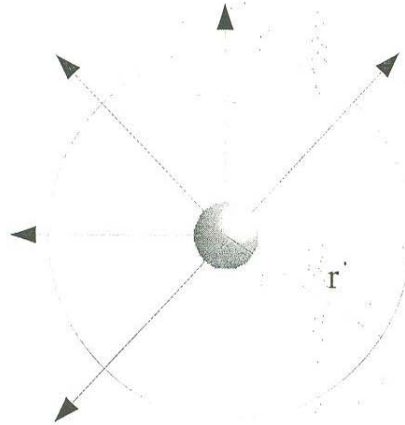


Figura 2.1: Flujo a través de una esfera de radio r

Hasta el momento nos hemos referido a la magnitud de una estrella, como aparente. Es decir, la cantidad que nosotros percibimos. La magnitud real o **absoluta** de un objeto será otra, dependiente de sus parámetros físicos y la manera en que la percibamos se verá afectada por la distancia a la que se encuentra de nosotros y si existe algún objeto en el camino de la luz que la atenúe o filtre.

Un ejemplo clásico de cómo afecta la distancia al brillo de un objeto es comparar dos focos, uno de 10 watts a 1 metro de distancia, contra otro de 100 watts a 200 metros. El primero a pesar de tener menos brillo real, nos parecerá mucho más intenso que el segundo a una distancia mayor.

Por lo tanto, el flujo de radiación de un objeto dependerá de su **luminosidad** (energía emitida por segundo) intrínseca y su distancia al observador. Si rodeamos a una estrella de luminosidad L por un cascarón esférico de radio r (ver figura 2.1), tendremos que el flujo de radiación F a una distancia r de la estrella será

$$F = \frac{L}{4\pi r^2} \quad (2.1)$$

Ya que L no depende de r , el flujo de radiación es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia a la estrella. Esta ecuación es conocida como la Ley del Cuadrado Inverso para la luz.

Usando esta Ley, es posible asignar una **magnitud absoluta** M a cada estrella. Ésta será la magnitud aparente que tendría una estrella a una distancia de 10 parsecs (1 parsec = 3.262 años luz). Recordando que la diferencia de 5 magnitudes entre la magnitud aparente de dos estrellas corresponde a una razón de 100 podremos escribir el cociente de flujos de radiación como

$$\frac{F_2}{F_1} = 100^{(m_1 - m_2)/5} \quad (2.2)$$

donde m es la magnitud aparente del objeto.

De las dos ecuaciones anteriores y usando la distancia de 10 parsecs, se obtiene

$$100^{(m-M)/5} = \frac{F_{10}}{F} = \left(\frac{d}{10pc} \right)^2 \quad (2.3)$$

Usando la ecuación (2.1) podemos expresar la razón entre las luminosidades

$$\frac{L_2}{L_1} = 100^{(m_1 - m_2)/5} \quad (2.4)$$

También podemos reescribir (2.4) en términos de magnitudes absolutas

$$\frac{L_2}{L_1} = 100^{(M_1 - M_2)/5} \quad (2.5)$$

Si deseamos normalizar esta ecuación respecto al Sol, tendremos una relación entre la magnitud absoluta de una estrella y su luminosidad

$$M = M_{Sol} - 2,5 \log_{10} \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right) \quad (2.6)$$

A esta ecuación algunas veces es necesario introducir una corrección, debido al medio interestelar (*ISM*, por sus siglas en inglés). El *ISM* es gas y polvo que se encuentra entre las estrellas, provocando el oscurecimiento de las estrellas que se encuentran detrás de él. Este oscurecimiento, conocido como extinción interestelar, se debe a la dispersión y absorción de la luz de las estrellas. Por tal motivo, cuando es necesario trabajar con ella, se introduce un nuevo término en la ecuación, a_λ que está relacionado con la profundidad óptica τ_λ . En esta tesis no se usó porque se trabajó con magnitudes absolutas ya corregidas.

2.2. Perfiles de Luz

Regresando a la clasificación de Hubble para galaxias, las de tipo elíptico parecen ser un modelo de sencillez, una simple esfera de estrellas, sin embargo la historia es otra. Un ejemplo es su perfil de brillo superficial. Éste es difícil de cuantificar y de asociar a sus características físicas, por factores que veremos a continuación.

El qué tan grande es una galaxia, o qué tan brillante es, puede ser deducido mediante el modelado del perfil radial de luminosidad. El cual nos indica cómo cambia la luminosidad al alejarnos del centro. En este aspecto la ley de de Vaucouleurs[2]

$$I(r) = I_e e^{-7,67\left[\left(\frac{r}{r_e}\right)^{\frac{1}{4}} - 1\right]} \quad (2.7)$$

ha sido utilizada con buenos resultados. En esta ecuación, la intensidad efectiva I_e está definida como $I(r_e)$, donde r_e es el radio que contiene a la mitad de la luminosidad de la galaxia.

2.2.1. Ley de Sérsic

Sin embargo, a medida que la calidad en los datos ha mejorado gracias a técnicas y dispositivos de detección modernos, la ley de de Vaucouleurs ha cedido su lugar a una ley más general, de $r^{1/n}$, propuesta por Sérsic[7] en 1968 y revisada por Caon, Capaccioli y D'Onofrio[8]. En el caso de galaxias espirales el bulbo central puede ser modelado con un perfil de $r^{1/n}$. La función de Sérsic está dada por,

$$I(r) = I_e e^{-b_n\left[\left(\frac{r}{r_e}\right)^{\frac{1}{n}} - 1\right]} \quad (2.8)$$

la cual es fácilmente transformada en la función de de Vaucouleurs cuando $n = 4$; el caso de $n = 1$ es el caso exponencial típico de las galaxias de disco. La aproximación

$b_n = 2n - 0,327$ es propuesta por Capaccioli[8] a partir de ajustes numéricos hechos en base a sus observaciones en 1989 con buenos resultados.

El uso de la función de Sérsic ha sido bien recibido, ya que no sólo ajusta el perfil de luz de una mejor manera, sino porque se han encontrado correlaciones interesantes entre los parámetros de Sérsic y las propiedades galácticas, tales como su magnitud absoluta y tamaño.

Un método directo para ajustar los datos con el perfil de Sérsic es tomar el logaritmo natural a la función ya dada

$$\ln[I(r)] = [\ln(I_e) + b_n] + \left[\frac{-b_n}{r_e^n}\right]r^n \quad (2.9)$$

Al definir $x = r$ y $y = \ln[I(r)]$, la ecuación se transforma en una simple ecuación no-lineal de la forma $y = A - Bx$, aunque para usar el ajuste con 3 parámetros la ecuación fue de la forma

$$y = A - Bx^C \quad (2.10)$$

De aquí se obtendrá r_e dado por

$$r_e = \left(\frac{b_n}{B}\right)^n \quad (2.11)$$

la intensidad efectiva I_e

$$I_e = e^{(A-b_n)} \quad (2.12)$$

y el índice de Sérsic

$$n = 1/C \quad (2.13)$$

Ajustes similares han sido realizados por Trujillo[19] y Blanton [20].

Hay que hacer notar, que existen errores a tomar en cuenta al momento de aplicar este método. Para radios pequeños, los problemas van desde malas condiciones de observación, errores de guiado (vibración del instrumento, por ejemplo) y de calibración fotométrica. A radios mayores, se debe de tener cuidado con la sustracción del brillo del cielo.

2.3. Planos Galácticos

2.3.1. Plano Fundamental

Masa Virializada

Partimos de la ecuación

$$\frac{1}{2} \left\langle \frac{d^2 I}{dt^2} \right\rangle - 2 \langle K \rangle = \langle U \rangle$$

donde I es el momento de inercia, K la energía cinética y U la energía potencial de la región.

Si la galaxia está en equilibrio, entonces

$$\left\langle \frac{d^2 I}{dt^2} \right\rangle = 0$$

con lo cual llegamos al Teorema del Virial (TV)

$$-2 \langle K \rangle = \langle U \rangle$$

Un cuerpo esférico de N estrellas se verá igual en cualquier momento (en el sentido estadístico) así que podemos eliminar el promedio temporal. De esta manera, el TV lo podemos expresar como

$$-2 \sum_{i=1}^N \frac{1}{2} m_i v_i^2 = U$$

Si la esfera tiene un radio R , N número de estrellas de masa m , la masa total del sistema será $M = Nm$. Podemos dividir la expresión anterior por N de modo que

$$-\frac{M}{N} \sum_{i=1}^N v_i^2 = U \quad (2.14)$$

Como es igualmente probable observar una estrella en la dirección radial que en cualquiera de las otras direcciones (θ, φ)

$$\langle v^2 \rangle = \langle v_r^2 \rangle + \langle v_\theta^2 \rangle + \langle v_\varphi^2 \rangle = 3 \langle v_r^2 \rangle$$

entonces

$$\frac{1}{N} \sum_{i=1}^N v_i^2 = \langle v^2 \rangle = 3 \langle v_r^2 \rangle = 3\sigma_r^2 \quad (2.15)$$

donde σ_r es la dispersión en la velocidad radial.

Usando la aproximación para la energía potencial gravitacional total

$$U_g \sim -\frac{3}{5} \frac{GM^2}{R} \quad (2.16)$$

Usando las ecuaciones (2,15) y (2,16) en (2,14)

$$-3M\sigma_r^2 \approx -\frac{3}{5} \frac{GM^2}{R}$$

$$-3\sigma_r^2 \approx -\frac{3}{5} \frac{GM}{R}$$

$$\sigma_r^2 \approx \frac{G}{5R} M_{\text{virial}}$$

nos queda la masa virializada M_{virial}

$$M_{\text{virial}} \approx \frac{5R}{G} \sigma_r^2 \quad (2.17)$$

Relación Faber-Jackson

En las galaxias espirales existe una relación entre su luminosidad y su velocidad máxima de rotación. Esta correlación se conoce como la de Tully-Fisher[21]. Para el caso elíptico asumimos que la razón masa a luz, C_{ML} , es esencialmente constante para todas las galaxias y que sus brillos superficiales promedio son todos iguales (como se asumió para Tully-Fisher)

$$\frac{M}{L} \approx C_{ML}$$

sustituimos en (2,17)

$$L \approx C_{ML} \frac{5R}{G} \sigma_r^2 \quad (2.18)$$

Si es el mismo brillo superficial, la ley de Freeman[22] la podemos escribir como

$$\frac{L}{R^2} = C_{SB} \Rightarrow R^2 = \frac{L}{C_{SB}}$$

donde el brillo superficial constante es C_{SB} , entonces

$$L^2 \approx C_{ML}^2 \frac{R^2}{G^2} \sigma_r^4 \approx \frac{C_{ML}^2 L}{C_{SB} G^2} \sigma_r^4$$

de donde se obtiene

$$L \propto \sigma_r^4$$

evaluando en el centro de la galaxia

$$L \propto \sigma_0^4$$

esta relación es conocida como la de Faber-Jackson[9].

Para tener un mejor ajuste se introduce un segundo parámetro, el radio efectivo r_e , el cual contiene a la mitad de la luminosidad de la galaxia.

$$L \propto \sigma_0^\alpha r_e^\beta \tag{2.19}$$

la ecuación (2.19) es conocida como el Plano Fundamental.

Para su representación y ajuste, existen variantes de esta ecuación. En este trabajo fueron usadas las siguientes:

$$L \propto \sigma_0^\alpha \tag{2.20}$$

$$L \propto r_e^\beta \tag{2.21}$$

$$\sigma_0 \propto r_e^\gamma \tag{2.22}$$

El ajuste a estas ecuaciones es sencillo. Primero se introduce una constante de proporcionalidad, y se toma el logaritmo a ambos lados. De esta manera nos queda una ecuación de la forma $\log(L) = \log(A) + \beta \log(r_e)$ que puede representarse con una ecuación lineal $y = a + bx$.

Cabe recordar que el radio efectivo usado para este ajuste, ha sido el obtenido por la función de de Vaucouleurs y sólo en fechas recientes se ha empezado a usar el método de Sérsic. Como parte de este trabajo, haremos una comparación entre los dos perfiles.

2.3.2. Plano Entrópico

Un ejemplo del aspecto físico relacionado con los parámetros obtenidos de la Ley de Sérsic, es poder aplicar el concepto de entropía a los cuerpos galácticos.

Las galaxias presentan una gran regularidad en sus distribuciones de luminosidad globales. Dentro de un gran rango de tamaños, este perfil de luminosidad puede ser descrito por la generalización de la ley de de Vaucouleurs, la ley de Sérsic.

Esta regularidad puede ser comprendida en términos de un proceso de relajación. Las galaxias elípticas parecen estar en estado de cuasi-equilibrio, lo que implica que siguen el teorema del Virial escalar $2K + U = 0$, donde K es la energía cinética y U la potencial.

De la Segunda Ley de la Termodinámica sabemos que un sistema dinámico en equilibrio se encuentra en un estado de máxima entropía. Debido a sus peculiaridades (interacciones de rango amplio, equivalencia de masa inercial y gravitacional, etc), la termodinámica de los sistemas gravitacionales presenta algunas dificultades (Lyndel-Bell y Wood[10]). Un ejemplo es el hecho de que si una galaxia se encuentra en el estado de máxima entropía, las órbitas de sus estrellas tendrían que permanecer estables, sin embargo, la interacción gravitacional entre ellas no lo permite.

Para estos sistemas, el estado de equilibrio nunca es alcanzado lo cual hace necesario definir varias escalas dinámicas de tiempo:

- El tiempo natural *dinámico* $t_d \approx \frac{1}{\sqrt{4\pi G\rho}}$, donde ρ es la densidad promedio del sistema.
- La escala temporal de *relajación violenta* t_{VR} definida como $t_{VR} \approx t_d$, relacionada al proceso de mezcla de fases que lleva a un estado de cuasi-equilibrio. Hay que aclarar que el término fases se refiere a las condiciones iniciales de las partículas, sobre todo si la galaxia es producto de la colisión de dos galaxias muy diferentes.
- El tiempo *secular*, es la escala de tiempo real, continua.

Existen otras escalas de tiempo, pero no son relevantes en este trabajo.

Para galaxias elípticas, tenemos que $t_{VR} \approx \epsilon t_d$ con $\epsilon \approx \left(\frac{N}{\log N}\right)^{-1} \approx 10^{-8}$ (donde N es el número de partículas). Por lo tanto, aun si la entropía S de una galaxia

sigue creciendo en la escala de tiempo secular, después de una relajación violenta tendremos $\frac{dS}{dt_{VR}} \approx \epsilon$. Decir que el sistema está en una etapa de cuasi-equilibrio, es equivalente a decir que el valor de la entropía tiende a una constante.

De acuerdo a estudios de estabilidad realizados por Lynden-Bell[11] se encuentra que una esfera aislada térmicamente (energía constante), donde el contenedor es expandido en una pequeña fracción, surge una inestabilidad si llega a existir una diferencia significativa entre la energía del núcleo y sus alrededores, porque la esfera se convierte en un *mínimo* de entropía local con energía, masa y tamaño final fijo. Por lo tanto, el sistema puede alcanzar niveles más altos de entropía al evolucionar de la isothermalidad. En otras palabras, si en un instante el núcleo es más caliente que sus alrededores, provocará que aumente su temperatura y densidad en un efecto de cascada; el calor irradiará hacia las partes externas del sistema, pero la temperatura en la periferia no podrá aumentar lo suficientemente rápido para mantener la que tiene el núcleo y por lo tanto la isothermalidad se rompe. Tampoco es útil desde el punto de vista observacional ya que los perfiles observados son más pronunciados que el perfil isotérmico.

Es importante recalcar que aunque no hay estados exactos de entropía estacionaria para sistemas gravitatorios (esto es, sin estados de entropía máxima absoluta), pueden existir estados de mínima energía, como fue sugerido por Wiechen et al[12]. Para alcanzar tales estados de equilibrio, el sistema debe necesariamente pasar por una fase de relajación violenta ya sea por colapso o por fusión de galaxias. La configuración final dependerá, en principio, de qué tan violenta sea la fase de relajación. Esto obviamente abre la interrogante de cómo estos equilibrios, basados en una energía mínima, se relacionarán con la entropía final del sistema.

En 1999 Lima-Neto et al[13], introdujeron la entropía específica $s = \frac{S}{M}$, que es la entropía normalizada por la masa M . La entropía específica fue calculada al asumir que las estrellas obedecen a la ecuación de estado de un gas ideal. Usando la definición clásica de la entropía en termodinámica, Lima-Neto mostró que las galaxias de dos cúmulos y un grupo tenían el mismo valor de s . Por lo tanto, uno podía derivar las distancias relativas entre estos cúmulos usando el perfil de Sérsic para modelar la distribución de luz, ya que es posible suponer que al formarse en un ambiente similar y cercano, tendrán características finales similares.

Así, a partir de la ecuación (2.8) introduciendo $\nu = \frac{1}{n}$ y $b_\nu = \frac{2}{\nu} - 0,327$

$$I(r) = I_e e^{-b_\nu \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^\nu - 1 \right]} \quad (2.23)$$

desarrollando

$$I(r) = I_e e^{b_\nu} e^{-b_\nu \left(\frac{r}{r_e} \right)^\nu} \quad (2.24)$$

que puede ser reescrita de forma compacta como

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 e^{-\left(\frac{r}{a} \right)^\nu} \quad (2.25)$$

caracterizada por tres parámetros primarios: ν , el parámetro de forma (independiente de la distancia, $\nu = \frac{1}{n}$); a , el parámetro de escala ($a = r_e/b_\nu^{\frac{1}{\nu}}$, dependiente de la distancia en segundos de arco); y Σ_0 , el parámetro de intensidad ($\Sigma_0 = I_e e^{b_\nu}$, en $\text{ergs}^{-1} \text{arcseg}^{-2}$).

Mellier y Mathez[14] tomaron esta expresión y realizaron una deproyección para perfil de densidad tridimensional, la cual tiene la forma:

$$\rho(r) = \rho_0 \left(\frac{r}{a} \right)^{-p} e^{-\left(\frac{r}{a} \right)^\nu} \quad (2.26)$$

donde

$$\rho_0 = \Sigma_0 \frac{\Gamma\left(\frac{2}{\nu}\right)}{2a\Gamma\left[\frac{3-p}{\nu}\right]} \frac{M}{L} \quad (2.27)$$

y

$$p = 1 - 0,6097\nu + 0,05463\nu^2 \quad (2.28)$$

Por otro lado, tenemos que la entropía específica

$$s = \frac{S}{M} = \frac{1}{M} \int_v \ln(\rho^{-\frac{5}{2}} P^{\frac{3}{2}}) \rho dv \quad (2.29)$$

donde ρ es la densidad de masa, P es la presión. Usando la definición del promedio

$$\langle x \rangle = \frac{\int x f(x) dx}{\int f(x) dx} \quad (2.30)$$

nos queda la entropía específica

$$s = \langle \ln(\rho^{-\frac{5}{2}} P^{\frac{3}{2}}) \rangle \quad (2.31)$$

De la ecuación del equilibrio hidrostático

$$\frac{dP(r)}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2} \quad (2.32)$$

obtenemos $P(r)$ en términos de ρ

$$P(r) = -\int \frac{GM(r)\rho(r)}{r^2} dr \quad (2.33)$$

Usando (2.26) y (2.33) en la ecuación (2.31) podemos obtener una entropía específica en función de Σ_0, a, ν

$$s \equiv s(\Sigma_0, a, \nu) \quad (2.34)$$

La expresión resultante es complicada, pero Lima-Neto, Gerbal y Márquez[15] obtuvieron una expresión analítica que la aproximaba adecuadamente

$$s(a, \nu, \Sigma_0) = \frac{1}{2} \ln(\Sigma_0) + \frac{5}{2} \ln(a) + F(\nu) \quad (2.35)$$

donde

$$F(\nu) = 0,2 \ln(\nu) - \frac{1,3}{\nu} + 3,9\nu^{-1,3} - 2,7 \quad (2.36)$$

Si la entropía específica de las galaxias, $s(a, \nu, \Sigma_0)$, es una constante, o muestra al menos una dispersión pequeña alrededor de su valor promedio, entonces la ecuación (2.35) define una superficie delgada en el espacio de parámetros $[\Sigma_0, a, \nu]$, o un plano en el espacio $[\ln(\Sigma_0), \ln(a), F(\nu)]$.

Los parámetros ν , Σ_0 y a pueden calcularse directamente a partir de los datos obtenidos en el ajuste de Sérsic.

Capítulo 3

Observatorios Virtuales

3.1. Historia

Tradicionalmente en la investigación astronómica, los datos usados provienen de grandes observatorios en las cimas de las montañas. Sin embargo, la cantidad de astrónomos es cada vez es mayor y el acceso a ellos es cada vez más competido. Por otro lado, de manera reciente se ha observado que la cantidad de datos generados por los astrónomos se ha incrementado velozmente. Esto sucede a tal grado que los investigadores sólo usan una pequeña parte de la información obtenida, quedando muchos datos por reducir.

Usando un ejemplo, si un astrónomo observa durante tres noches 100 galaxias elípticas, ya que desea realizar un estudio sobre canibalismo galáctico, sólo usará aquello que le sea útil. Mientras tanto, un investigador que busque supernovas podría usar esas mismas imágenes si tuviera acceso a ellas, sin necesidad de requerir el acceso a un observatorio.

Situaciones como ésta, han desarrollado el concepto del Observatorio Virtual (OV). Usando las nuevas tecnologías de cómputo como los clusters de alto desempeño, arreglos masivos de almacenamiento y redes de alta velocidad con banda ancha, es posible poner a disposición de los astrónomos Terabytes de datos.

3.2. Funcionamiento

El Observatorio Virtual es, entonces, una iniciativa que se ha vuelto muy popular en las comunidades astronómicas de muchos países. Su objetivo es permitir a los astrónomos de todo el mundo acceder vía Internet, de preferencia en redes de alta velocidad y con grandes anchos de banda como los que ofrece el Internet-2, a todas las bases de datos astronómicas disponibles, producidas en tierra o en el espacio. También debe proporcionar a los usuarios técnicas de estandarización de los datos existentes y herramientas avanzadas de análisis. Por último, debe poder ser utilizado para realizar y almacenar una gran cantidad de cálculos numéricos producto de trabajo principalmente teórico. Por lo tanto, los OVs tienen básicamente cuatro líneas de trabajo.

- Integración de la Base de Datos Astronómicos.
- Acceso y análisis a la base de datos: generación de herramientas cibernéticas.
- Ciencia: aplicaciones, uso e investigación astronómica.
- Docencia: educación básica, media superior, superior y posgrado.

3.2.1. Integración de la Base de Datos Astronómicos

Los astrónomos observacionales que participan en este tipo de proyectos realizan actividades como las siguientes.

1. Recopilan toda la información posible, de datos observacionales reducidos y no reducidos, que se han generado durante varias décadas por telescopios.
2. Clasifican la información recabada de acuerdo a las políticas del proyecto.
3. Generar proyectos observacionales que utilicen la información contenida en el OV.

3.2.2. Acceso y análisis a la base de datos: generación de herramientas cibernéticas

Una vez que se ha recolectado y clasificado toda la información astronómica observacional, se procede a generar los METADATOS de acuerdo con el punto 2 anterior. Para realizar este proceso se debe de tener una infraestructura computacional adecuada que permita el almacenamiento masivo y la manipulación eficiente de la base de datos, además de contar con personal especializado.

3.2.3. Ciencia: aplicaciones, uso e investigación astronómica

La ciencia que puede realizarse con un OV es tan, o más variada que la realizada con los observatorios tradicionales. Además, por sus características computacionales también se presta para el estudio de modelos teóricos usando la simulación numérica. Al combinar estos dos elementos, se tiene una excelente herramienta para comparar in-situ los modelos con las observaciones realizadas. Así, un investigador puede recabar primero toda la información teórica y echar a andar un modelo al mismo tiempo que solicita a la base de datos objetos que cumplan las características de su campo de estudio.

3.2.4. Docencia

El tener libre acceso a los datos astronómicos permite participar a todos los niveles educativos. Desde un proyecto sencillo de primaria, que use animaciones de alta calidad generadas por los últimos modelos matemáticos, hasta una tesis doctoral que estudie la estructura a gran escala del Universo.

Por otro lado, sabemos que en México no existe la licenciatura en Astronomía como en otros países. La única forma de hacer astronomía profesionalmente es por medio de estudios de posgrado. Los OVs se convierten entonces en un gran apoyo en los cursos propedéuticos asociados a los posgrados que ofrecen maestrías y doctorados en dicha materia, ya que la vasta información que se encuentre almacenada en su base de datos, junto con programas desarrollados por especialistas en cómputo, proporcionará a maestros diferentes materiales para que el estudiante aprenda los conceptos básicos de astronomía. Además, nos lleva a pensar que la primera licenciatura en Astronomía en el país no está muy lejos de ser creada dado el gran potencial que ofrecen los OVs.

3.3. Características Técnicas

Los programas (software) que se utilizan para el estudio de datos astronómicos, como IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) e IDL (*Interactive Data Language*), dependen de diferentes rutinas y herramientas de análisis. En los OVs la metodología es muy semejante excepto que los datos y las rutinas serán proporcionados por un servidor que puede estar corriendo en computadoras remotas. En esos programas, hay componentes centrales que proporcionan un alto nivel de funcionalidad, por ejemplo, la lectura de archivos FITS (*Flexible Image Transport System*) o imágenes agrupadas. El OV utiliza exactamente el mismo modelo, con la novedad de que ahora uno se encuentra en el mundo de los datos distribuidos. Como hemos

repetido en varias ocasiones la cantidad de información es tan grande que sería muy tardado bajar todos esos datos a una computadora local y muy difícil encontrar los datos relevantes.

Por lo tanto, las tareas fundamentales de un OV serán:

1. Encontrar los datos disponibles que requieran los usuarios del OV.
2. Tener acceso a los datos (imágenes, catálogos y espectros) ejecutando peticiones simples.

3.3.1. Arquitectura

Un OV deberá contar con una arquitectura computacional distribuida que proporcione un acceso eficiente y uniforme a los datos y servicios independientemente de su ubicación o implementación. Los archivos de datos con los que contará el OV son muy variados y con diferentes políticas de acceso, por ello cada uno de estos datos deberá tener asociado un METADATO, que utilizará un estándar para definir el tipo de archivo, la colección de datos, etc. El OV deberá contar con una capa de acceso a los datos que proporcione una interfaz sencilla y uniforme para todos los datos y servicios, y que permita a las aplicaciones de los usuarios acceder a los recursos del OV.

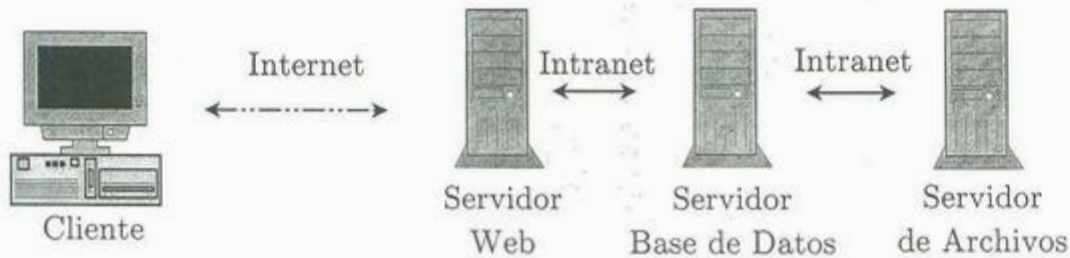


Figura 3.1: Configuración de un OV

Archivos de datos

Los datos que se van a manejar en un OV pueden ser muy variados e incluyen catálogos, imágenes y espectros. Estos pueden ser organizados en colecciones de

datos, así como en METADATOS que se utilizarán para describir al archivo y sus propiedades.

Estándares de METADATOS

Los METADATOS se pueden definir como “datos sobre un dato” y están estructurados con información sobre el OV. Este tipo de concepto puede ejemplificarse con el formato de imágenes FITS o archivos XML, ya que cada uno de ellos cuenta con información inherente al objeto en sus encabezados o etiquetas. Actualmente ya existe un estándar que está siendo desarrollado por la Comunidad Internacional de Observatorios Virtuales (IVOA: <http://www.ivoa.net/>) llamado VOTable Format Definition (versión 1.1). Este formato toma en cuenta información muy diversa como: la identificación del OV que está proporcionando el dato, de la ubicación del observatorio desde el cual se adquirió la imagen, datos acerca del autor, el telescopio que se utilizó, los datos del objeto, etc.

Acceso a los datos

La capa de acceso a los datos (*Data Access Layer*, DAL) deberá proporcionar una interfaz uniforme para todos los datos, METADATOS y servicios de cómputo en el OV. Para el acceso a los datos se debe de trabajar tanto en los programas del servidor como en las aplicaciones del usuario. Por el lado de servidor se ejecutarán programas que serán la interfaz entre los archivos y los servicios de cómputo del OV, tales como manejo de los datos, transparencia, y replicación. En cuanto al usuario se deberán utilizar diferentes API's (*Applications Programming Interfaces*) que servirán para manipular los datos.

Consultas y Servicios de Cómputo

Mientras que la capa de acceso a los datos y los estándares de los METADATOS se utilizarán para ligar archivos y accesos de datos, las consultas y servicios de cómputo serán utilizadas para manipular la información y proporcionar capacidades estadísticas de análisis de la correlación y la imagen requeridas para la minería de datos. El manejador de base de datos deberá contar con diversas herramientas que permitan la manipulación de grandes cantidades de información (Terabytes y/o Petabytes).

Minería de datos

La minería de datos nace de la necesidad de obtener información específica de una base muy general. Estudia las las correlaciones y nexos entre diferentes tipos de datos, de tal manera que la búsqueda de un dato en particular sea lo más rápida y eficiente.

El campo de la minería de datos incluye la visualización, el análisis estadístico e interpretación de datos. Para ello se deben generar diferentes aplicaciones. Comúnmente se pueden programar utilizando java, java beans, asp, php.

3.4. Dos Observatorios Virtuales

Hoy en día existen tantos OV's que han formado una red. Los más importantes y relevantes a este trabajo son Sloan y MAST.

3.4.1. Sloan

En palabras del mismo proyecto (<http://www.sdss.org/>), es el examen astronómico más ambicioso jamás realizado. Una vez terminado, proveerá las más detalladas imágenes ópticas (cubriendo casi la cuarta parte del cielo), además de un mapa tridimensional de cerca un millón de galaxias y cuasares.

El Sloan Digital Sky Survey (SDSS), usa un telescopio de 2.5 metros en Nuevo México, EEUU, equipado con dos instrumentos especialmente construidos. Tiene una cámara de 120 megapíxeles que cubre 1.5 grados cuadrados del cielo de una vez. El tamaño de píxel equivale a 0.396 segundos de arco. Usa también un par de espectrómetros los cuales pueden obtener el espectro y la distancia de 600 objetos en una sola observación.

Queda claro que los instrumentos utilizados por el SDSS generan una gran cantidad de datos como vemos a continuación:

	Imágenes	7.5 TB
Volumen de Datos	Catálogos (formato FITS)	1.5 TB
	Catálogos (Base de Datos SQL)	3.0 TB

El acceso a los datos se realiza a través del Servidor de Catálogo de Archivos (CAS) donde se hacen las peticiones SQL, y del Servidor de Archivos de Datos

(DAS) que contiene las imágenes y espectros ya reducidos.

Sin embargo, debido al gran volumen de información que maneja, las búsquedas no son del todo triviales por la cantidad de parámetros de selección existentes. La búsqueda SQL puede hacerse a través de una página Web (<http://cas.sdss.org/astro/en/tools/search/IQS.asp>) donde menciona algunos parámetros importantes de una manera clara (filtro, región en el cielo, magnitudes, etc), mientras que otros no lo son, como las características descriptivas de cada imagen (si esta saturada, tiene objeto difuso, etc). Este es un punto problemático ya que si no se entiende a la perfección cada parámetro, la búsqueda será infructuosa y no lo sabremos hasta después de haber bajado un volumen considerable de información. La búsqueda puede hacerse directamente con el lenguaje SQL en la página <http://cas.sdss.org/astro/en/tools/search/sql.asp> pero se debe de tener cierta experiencia en este lenguaje.

Algo notable en esta base de datos, es que planea incluir en un futuro cercano información de los parámetros de Sérsic como complemento a las imágenes de galaxias elípticas. Lamentablemente, la falta de experiencia y tiempo para escarbar una base de datos de esta magnitud no permitió que se explorara a fondo para obtener una serie de imágenes que pudieran incluirse a la muestra.¹

3.4.2. MAST

El Archivo Multimisiones del STScI (Instituto de Ciencias del Telescopio Espacial) contiene una gran variedad de datos astronómicos provenientes de diferentes archivos enfocándose principalmente en las regiones óptica, ultravioleta e infrarroja del espectro.

De especial interés son los Productos Científicos de Alto Nivel (HLSP). Son imágenes completamente procesadas (reducidas, limpiadas de rayos cósmicos, etc) listas para análisis.

El acceso a los datos es sencillo, en <http://archive.stsci.edu/> es posible introducir el objeto del cual se desean los datos (por ejemplo NGC1399) y se realizará una búsqueda en las misiones. En la página de resultados nos dará las misiones en las

¹Aunque en el intervalo de tiempo que hubo en lo que se terminó este trabajo hasta su presentación, se asistió a un taller de OV's en la UNAM, donde finalmente se obtuvo la manera de conseguir galaxias elípticas de SLOAN. Por eso finalmente se anexó en un apéndice la manera de hacerlo, sin incluir esas muestras en este trabajo.

cuales haya sido observado el objeto y si están disponibles los HLSP. Si lo están, habrá una liga apuntando a ellos.

Los datos usados en este trabajo provienen del Telescopio Espacial Hubble (HST), a través de MAST. Las imágenes fueron capturadas por la Cámara de Campo Amplio (WFC), que contiene 4 CCDs. Tres de los CCDs están en un arreglo en forma de "L", con una resolución de 0.1" por pixel. El filtro usado es el F814W con una longitud de onda de aproximadamente 0.8 micrómetros. Este filtro es usado comúnmente en los estudios galácticos ya que nos permite estudiar las estrellas directamente, sin que nos afecte la existencia del polvo.

3.5. Muestras

3.5.1. Criterios de selección

Al momento de escoger las muestras para este trabajo se tuvieron varios criterios de selección. El primero fue que los datos se obtendrían exclusivamente de OV's. Es decir, estaríamos limitados a lo que se encontrara disponible y que fuera de fácil acceso.

Segundo, las muestras deberían de ser de alta calidad, lo que significa que las imágenes deberían estar "reducidas". Esto es porque las imágenes recién adquiridas por un CCD no son aptas para el análisis científico como se detalla en el segundo apéndice. Gracias a las condiciones de observación del Telescopio Espacial Hubble, donde no existen los problemas atmosféricos, las imágenes fueron de muy alta calidad y resolución. Si acaso el único problema fue que en algunas galaxias el centro de ellas se encontraba saturado (no se pudo encontrar una imagen con menor tiempo de exposición), aplanando el nivel de cuentas en esta región. Para ello fue necesario excluir dicha zona de los datos a ajustar.

El tercer criterio es que sean galaxias cercanas (con pequeño corrimiento al rojo), para que tuvieran un gran tamaño angular aparente y tener más datos para el ajuste. Aquí apareció un problema inesperado. En algunos casos la galaxia tenía un tamaño mayor al del encuadre del CCD, sin embargo, parece ser que no afectó el ajuste realizado al perfil, pero tal vez sí afectó al radio efectivo calculado.

Finalmente se incluyeron un par de galaxias atípicas (una de disco, otra peculiar) y dos gigantes (cD) para ver que tan aplicable es Sérsic a sus perfiles de luz.

3.5.2. Muestras

A continuación se presenta una tabla con las galaxias de la muestra, con datos obtenidos de Hyperleda (<http://leda.univ-lyon1.fr/>).

Galaxia	R.A.	Dec	Vel. de recesión (km/s)	Tipo	Exposición (seg)	Magnitud Absoluta.	Vel. Dispersión (km/s)
NGC 584	01 31 18.61	-06 52 13.2	1802	E4	70	-20.84	206.53
NGC1399	03 38 28.83	-35 26 31.3	1425	E1(cD)	600	-20.81	341.98
NGC1404	03 38 49.59	-35 35 18.8	1947	E1	260	-21.08	231.73
NGC1427	03 42 19.50	-35 23 32.7	1388	E5	230	-19.47	161.43
NGC3377	10 47 44.37	+13 59 9.0	665	E4	80	-19.17	138.68
NGC3379	10 47 51.61	+12 34 43.1	911	E1	140	-20.61	207.01
NGC3489	11 00 20.29	+13 54 2.5	677	S0	100	-19.22	104.47
NGC3585	11 13 15.22	-26 44 55.0	1399	E7	100	-20.73	206.53
NGC3608	11 16 58.95	+18 08 54.9	1253	E2	230	-19.73	192.3
NGC3610	11 18 28.38	+58 46 53.5	1696	E5	1400	-20.72	162.18
NGC3640	11 21 4.93	+03 14 15.0	1314	E3	100	-20.22	181.55
NGC4125	12 08 5.85	+65 10 53.8	1356	E6 pec	100	-21.27	226.98
NGC4278	12 20 6.86	+29 16 50.3	649	E1	230	-19.36	238.23
NGC4365	12 24 28.30	+07 19 3.4	1243	E3	230	-20.99	255.85
NGC4458	12 28 59.48	+13 14 20.8	635	E0	200	-17.42	102.32
NGC4473	12 29 47.16	+13 26 3.4	2244	E5	500	-21.71	179.06
NGC4621	12 42 4.37	+11 38 52.1	410	E5	100	-20.49	225.42
NGC4649	12 43 38.60	+11 33 29.9	1117	E2	1200	-21.48	335.73
NGC4889	13 00 5.99	+27 58 47.6	6495	E4(cD)	1100	-22.56	402.71
NGC5813	15 01 11.18	+01 42 7.1	1972	E2	230	-21.11	239.33
NGC5846	15 06 31.09	+01 36 35.8	1714	E0	900	-21.33	237.63
NGC7619	23 20 12.66	+08 12 29.1	3762	E1	900	-21.97	321.36

Cuadro 3.1: Características de la muestra obtenidos en HyperLeda

Capítulo 4

Análisis de datos y resultados

4.1. Análisis de datos

Una vez obtenidos las imágenes del HST se procedió a separar el *frame* (ya que por las características del telescopio, vienen 4 *frames* por archivo *FITS* de interés para su uso. Esto se hizo directamente del programa para ver los archivos *FITS*, DS9.

En este punto las imágenes se encuentran en posibilidad de ser traducidas a tablas de datos numéricos usando la función *ellipse* (ésta se encuentra dentro del ambiente de IRAF en *stsdas.analysis.isophote*) dentro del paquete STSDAS de IRAF. Esta función ajusta isofotos elípticos a la imagen de la galaxia.

El ajuste realizado es de manera iterativa. En cada corrida se usan los parámetros del centro de la elipse, el semi-eje mayor a y el ángulo de posición (ángulo azimutal del eje mayor, en dirección contraria a las manecillas del reloj). Para describir la desviación de los isofotos de elipses perfectas, se expresa la diferencia entre el radio observado y el de mejor ajuste en términos de una serie de Fourier con respecto al ángulo polar (θ).

También es necesario traducir la tabla de valores del formato *.tab* generado por *ellipse*, a una simple tabla en texto ASCII. Esto lo logramos usando el comando *tdump* (ver *tables.ttools* en IRAF).

Para este trabajo sólo se necesitaban los dos primeros campos de información, SMA (*Semi-Major Axis Length*, longitud del semieje mayor, en pixels), e INTENS (que nos da el valor del pixel) ya que lo que nos interesa es determinar el perfil radial.

Con esto obtenemos una tabla de parejas de valores que nos indica la variación de la intensidad del pixel conforme se aleja del centro de la galaxia.

Se usó el lenguaje de programación Python (ver el apéndice B) por su extensa variedad de módulos relacionados al ámbito científico. De tal manera que en un sólo programa se pudo manipular la tabla de valores, hacer el ajuste y hacer las gráficas para la inclusión en este trabajo.

Antes de correr el programa sobre las tablas generadas, es necesario hacerles algunas ediciones a ellas. Primero se tienen que cortar los primeros valores de la tabla obtenida, correspondientes a la parte central de la galaxia. Los motivos generalmente son el *seeing*, vibración del instrumento o saturación como fue en nuestro caso (las dos primeras no aplican al ser datos del telescopio espacial y no hay atmósfera de por medio). El recorte fue de unos 3 segundos de arco aproximadamente (poco más, poco menos, dependiendo de la galaxia en particular). En el otro extremo, el corte fue hecho para no incluir el brillo del cielo en el perfil. Una de las razones, es que al momento de correr el programa se sustrae el valor del cielo, los valores por debajo a este marcarán error y tal vez sea necesario volver a correrlo.

Ya con las tablas listas, el programa las leerá, junto con un archivo que contiene los valores del parámetro de escala del CCD (para hacer la conversión de pixels a segundos de arco), la velocidad de recesión (para calcular la distancia de la galaxia y convertir de segundos de arco a kpc usando la constante de Hubble H_0), el brillo del cielo (para sustraer el ruido) y la magnitud aparente de la galaxia (para obtener su luminosidad en unidades solares).

Con estos datos, se realiza un ajuste no-lineal usando una subrutina que emplea el algoritmo de Levenberg-Marquardt. La ventaja de este método es que es muy robusto y aventaja a los tradicionales de tipo gradiente.

Una vez realizado el ajuste se calcula el radio efectivo, la intensidad efectiva, el índice de Sérsic y la luminosidad de la galaxia. Con estos datos, es posible hacer una gráfica para comparar el modelo creado por el ajuste contra los datos reales de la observación. El programa también genera un archivo de texto con los valores de n , radio efectivo, intensidad efectiva, la chi cuadrada y la luminosidad.

Con los archivos generados por los ajustes a cada galaxia se crea una nueva tabla agregando los valores de la velocidad de dispersión para realizar los ajustes de los

planos galácticos.

Con la nueva tabla de valores se hacen los diferentes ajustes para cada caso: En el del Plano Fundamental, se hacen ajustes a las parejas Luminosidad-Velocidad de dispersión, Luminosidad-Radio efectivo, Velocidad de dispersión-Radio efectivo. Éstos se realizan para los dos casos, Sérsic y de Vaucouleurs.

Finalmente, con la aplicación del Plano Entrópico a los parámetros de Sérsic, realizamos una nueva gráfica que nos permita comprobar su existencia en la muestra estudiada.

4.2. Resultados

El primer resultado es la clara diferencia entre uno y otro ajuste. En el caso de de Vaucouleurs, al forzar que tenga un exponente $n = 4$ la curva del modelo no se apega a los datos en la mayoría de las ocasiones. Este hecho es aparente al comparar los valores de χ^2 (el parámetro de error, entre más pequeño sea, los ajustes son mejores), pero si vemos las gráficas en la figura 4.1 será más evidente. Por ejemplo, usando el caso de la galaxia NGC 1399 la diferencia es clara. Sólo en aquellas galaxias cuyo exponente es $n \sim 4$ no se ve tan fácilmente.

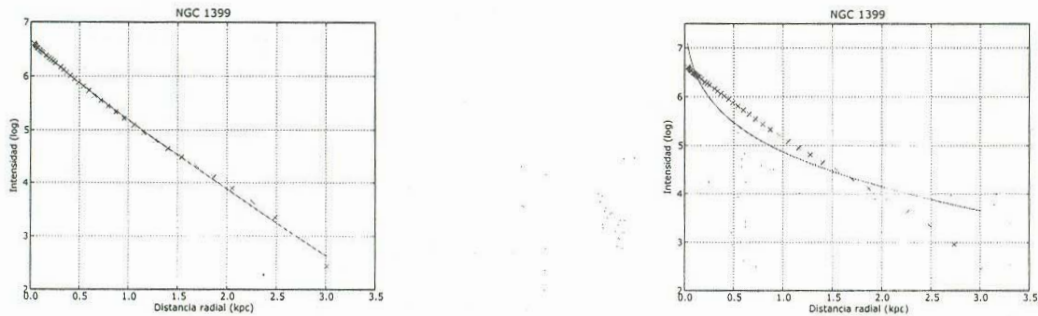


Figura 4.1: Izq: Ajuste de Sérsic. Der: Ajuste de de Vaucouleurs. La línea continua representa al modelo, y los puntos a los datos de observación.

El resto de las gráficas se encuentran en el apéndice A.

A continuación, se presentan los resultados obtenidos en los ajustes. La primera columna nos da el nombre de la galaxia. La segunda tiene el valor calculado de la luminosidad, en unidades solares (L/L_{\odot}). La velocidad de dispersión σ_0 ya es conocida. Después vienen los valores obtenidos por Sérsic (n , el radio efectivo en kpc, la intensidad efectiva y la chi cuadrada del ajuste). Finalmente los mismos valores en el ajuste de de Vaucouleurs.

4.2. Resultados

El primer resultado es la clara diferencia entre uno y otro ajuste. En el caso de de Vaucouleurs, al forzar que tenga un exponente $n = 4$ la curva del modelo no se apega a los datos en la mayoría de las ocasiones. Este hecho es aparente al comparar los valores de χ^2 (el parámetro de error, entre más pequeño sea, los ajustes son mejores), pero si vemos las gráficas en la figura 4.1 será más evidente. Por ejemplo, usando el caso de la galaxia NGC 1399 la diferencia es clara. Sólo en aquellas galaxias cuyo exponente es $n \sim 4$ no se ve tan fácilmente.

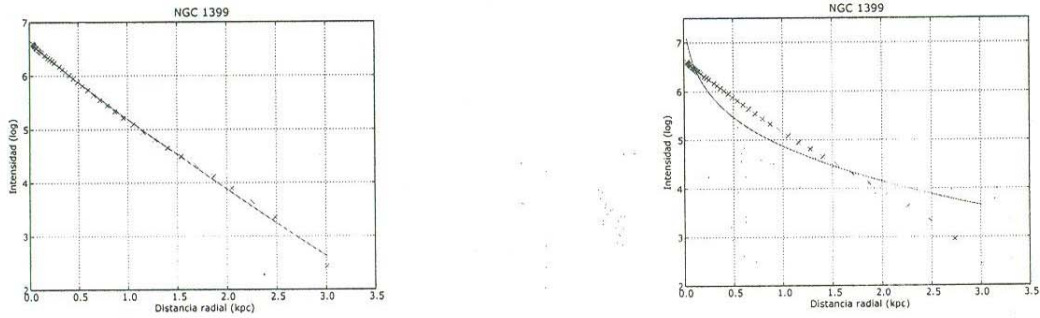


Figura 4.1: Izq: Ajuste de Sérsic. Der: Ajuste de de Vaucouleurs. La línea continua representa al modelo, y los puntos a los datos de observación.

El resto de las gráficas se encuentran en el apéndice A.

A continuación, se presentan los resultados obtenidos en los ajustes. La primera columna nos da el nombre de la galaxia. La segunda tiene el valor calculado de la luminosidad, en unidades solares (L/L_{\odot}). La velocidad de dispersión σ_0 ya es conocida. Después vienen los valores obtenidos por Sérsic (n , el radio efectivo en kpc, la intensidad efectiva y la chi cuadrada del ajuste). Finalmente los mismos valores en el ajuste de de Vaucouleurs.

Galaxia	Luminosidad $\frac{L}{L_{\odot}}, 10^{10}$	σ_0 $\frac{km}{s}$	n	Sérsic r_e	I_e	χ^2	de Vaucouleurs r_e	I_e	χ^2
NGC 584	1.8	206.53	3.56	2.75	4.78	0.006	3.768	3.00	0.011
NGC 1399	1.78	341.98	1.08	1.286	122.507	0.071	16.34	2.745	6.11
NGC 1404	22.9	231.73	1.96	2.482	74.18	0.149	12.13	6.83	1.32
NGC 1427	.52	161.43	2.91	1.208	7.36	0.02	2.05	2.93	0.25
NGC 3377	3.94	138.68	3.30	0.761	18.85	0.488	0.99	11.35	0.66
NGC 3379	1.48	207.01	1.35	0.651	106.1	0.016	5.24	4.44	2.91
NGC 3489	4.1	104.47	3.02	0.576	16.97	0.935	0.85	8.18	1.20
NGC 3608	0.66	192.3	2.61	0.988	9.089	0.21	1.85	2.91	0.80
NGC 3610	1.64	162.18	1.53	0.959	470.98	2.49	1.96	82.74	10.81
NGC 3640	1.03	181.55	1.75	0.925	77.59	1.15	2.97	9.41	3.92
NGC 4125	2.7	226.98	1.79	1.28	88.68	1.44	4.82	9.17	4.04
NGC 4278	0.46	238.23	1.43	0.438	24.47	0.13	2.41	1.48	3.71
NGC 4365	2.1	255.85	1.02	0.839	24.54	0.08	8.11	0.65	7.30
NGC 4458	0.78	102.32	11.1	9.065	0.074	1.19	0.57	8.56	2.77
NGC 4473	4.09	179.06	1.51	1.84	130.29	0.38	7.15	10.91	6.11
NGC 4621	0.33	225.42	2.28	0.349	33.63	0.97	0.75	7.91	2.40
NGC 4649	3.3	355.73	0.71	0.794	380.98	1.53	11.74	5.27	12.27
NGC 4889	8.95	402.71	1.17	6.21	58.02	0.16	52.7	1.86	8.095
NGC 5813	2.35	239.33	1.52	1.19	14.56	0.24	3.87	1.53	5.43
NGC 7619	5.2	321.36	1.81	2.52	124.93	0.53	6.66	19.27	3.90

Cuadro 4.1: Resultados numéricos de los ajustes.

De la tabla anterior se extrae la información para graficar las diferencias entre uno y otro ajuste en el Plano Fundamental, como veremos a continuación.

En la gráfica de Luminosidad contra la velocidad de dispersión (figura 4.2), no hay diferencias ya que ninguno de estos parámetros depende del ajuste realizado.

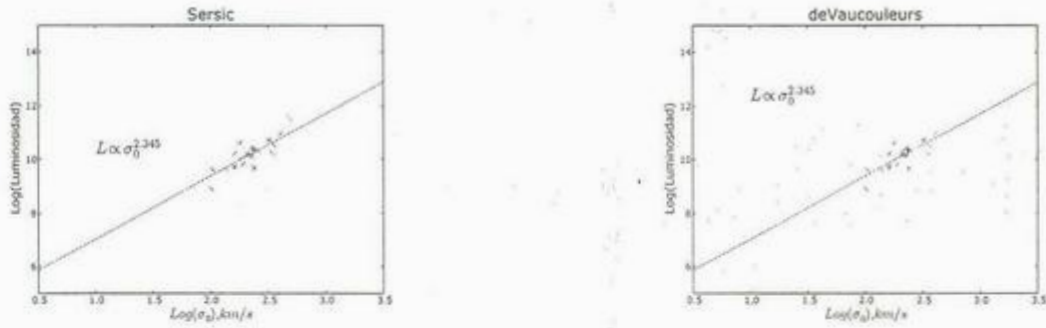


Figura 4.2: Luminosidad contra velocidad de dispersión.

En cambio, vemos una diferencia común en las que involucran al radio efectivo tomado del ajuste. En ambas gráficas (4.3 y 4.4), para el caso de Sérsic observamos como los datos tienden a agruparse en el eje del radio efectivo, y a dispersarse en los otros ejes.

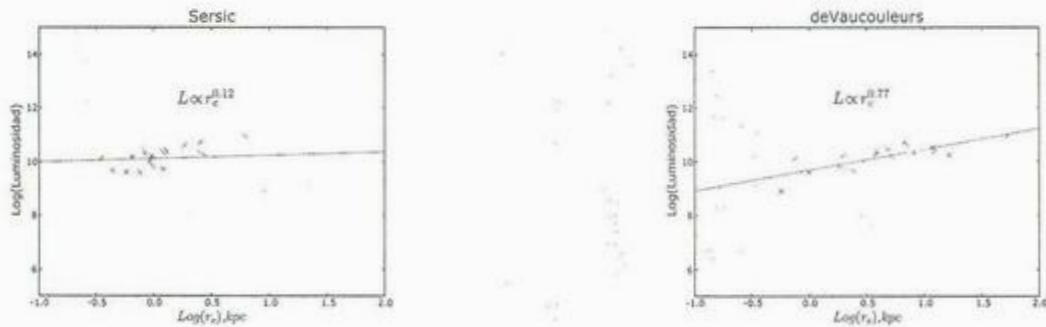


Figura 4.3: Luminosidad contra radio efectivo.

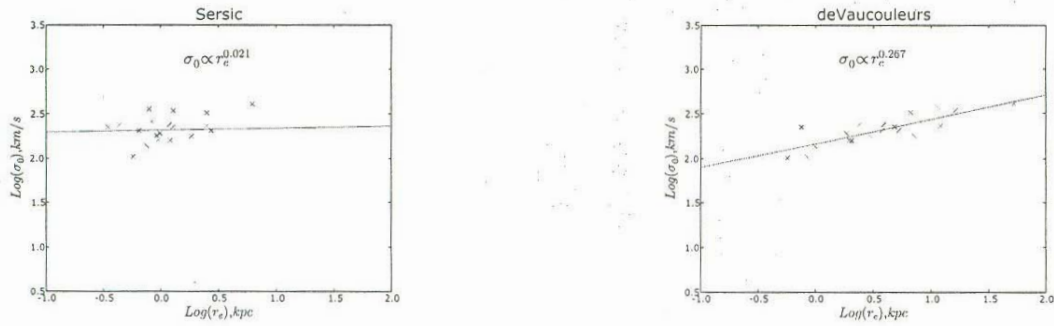


Figura 4.4: Velocidad de dispersión contra radio efectivo.

En ambos casos, los exponentes del ajuste son más pequeños para Sérsic.

Otro dato que podemos obtener, es la correlación entre el índice n y el radio efectivo. En esta gráfica (4.5) notamos como los datos en su mayoría corresponden a una $n < 2$.

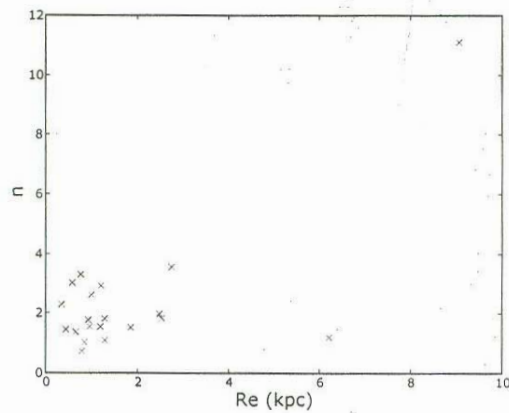


Figura 4.5: Índice n contra el radio efectivo.

Esta gráfica es interesante por el hecho de que otras de este tipo [16, 17] muestran una correlación lineal entre n y r_e , y aquí no es visible. El porqué se explicará en el siguiente capítulo.

En el ajuste al plano entrópico (figura 4.6), vemos que efectivamente hay un plano privilegiado donde residen los parámetros a , ν , y Σ , a excepción de un punto que se aleja.

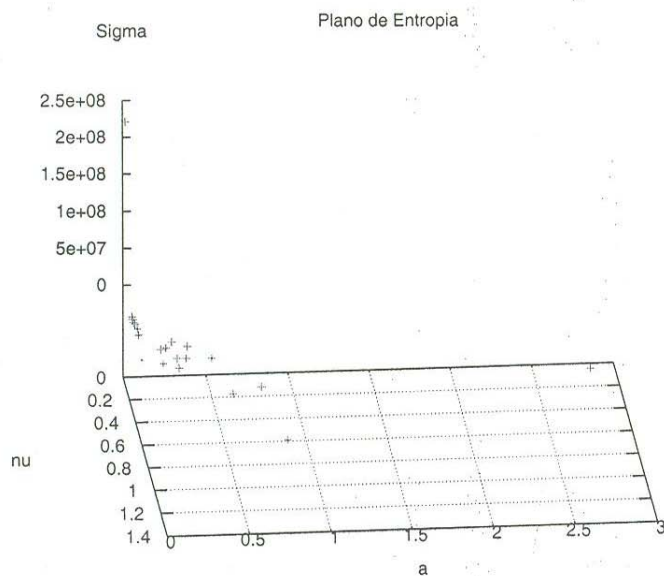


Figura 4.6: Plano Entrópico.

Capítulo 5

Conclusiones

Los resultados obtenidos son difíciles de analizar por sí solos. No hay una gran diferencia en el Plano Fundamental. Sin embargo, llama la atención como los datos parecen agruparse en las gráficas 4.3 y 4.4. Inicialmente se pensó que existía un acoplamiento entre los parámetros del ajuste a la ecuación 2.10 por tener demasiados grados de libertad, y que habían afectado los resultados. Esta no sería la primera vez que se menciona esta posibilidad ya que existen otros artículos[18] donde se discute una posible correlación artificial entre los parámetros fotométricos.

Por otro lado, Trujillo et al[19] encuentran que la cantidad $r_e < I >_e^{\alpha_n}$, con $\alpha_n \sim 0,7$ parece constante y muy débilmente dependiente en n y el tamaño final de la galaxia, para una galaxia individual. Este hecho daría la razón por la cual no encontramos una diferencia significativa en los Planos Fundamentales de cada ajuste, ya que simplemente los parámetros son independientes de n . Esto último es importante debido a que ya se ha visto la correlación entre n y r_e es real[16, 17] y debida a factores físicos, lo cual nos lleva a ver que el tamaño físico de una galaxia influye en su distribución de luz: las galaxias más grandes estarán más concentradas centralmente.

El párrafo anterior nos lleva a la pregunta ¿porqué en nuestra muestra no se presenta de manera clara la correlación n, r_e ? La respuesta la encontramos en las siguientes situaciones:

- El uso de las imágenes del HST nos redujo artificialmente el radio efectivo calculado en cada galaxia. El proceso de encontrar el punto en el cual el brillo de una galaxia desaparece en el brillo del cielo es complicado y si no se hace de manera correcta afectará el tamaño apreciado de la galaxia. Si la imagen es buena, al hacer la gráfica del brillo contra el radio se observará como en

un punto se presenta una caída casi vertical del brillo. Esto nos indicará con buena precisión que la galaxia ha terminado. En nuestro caso, la alta resolución del HST combinado con que nuestras muestras son galaxias de gran tamaño angular, provocó que las galaxias efectivamente no cupieran en el campo del CCD. Aunque el perfil del brillo se mantiene, el tamaño se ve disminuido junto con el radio efectivo de la galaxia.

- Usando una muestra de Sloan con un corrimiento al rojo restringido ($0,0 < z < 0,2$), Blanton et al[20] encuentran un pico en la distribución de n , en $n \sim 1$, sin encontrar otro pico en la distribución. Es decir, al no existir una preferencia en la distribución por $n = 4$ se confirma que el perfil de de Vaucouleurs no es calificativo para que una galaxia sea elíptica. En este trabajo se ve que efectivamente existe este pico como lo vemos en la figura 5.1.

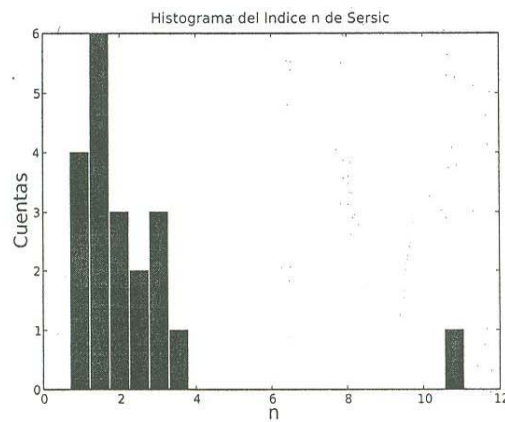


Figura 5.1: Histograma de n .

Vale recalcar que el trabajo realizado por Blanton, también usa un OV, el Sloan, y no calcula los radios en *kpc*, sino los deja en segundos de arco. Esta limitación viene con el uso de una muestra tan extensa y de la cual no se puede manejar de manera individual el corrimiento z para hacer la conversión de unidades. Si este trabajo hubiera usado un tamaño de muestra semejante a la de Blanton, tendríamos que manejar los cálculos en segundos de arco y no nos habríamos percatado del problema del tamaño angular de las galaxias del HST. Muy probablemente HST sea una mejor fuente de galaxias para altos corrimientos, ya que el tamaño angular aparente de las galaxias decrecerá y por lo tanto tendrán mejor cabida en el campo visual. Sin

embargo, al momento de realizar este trabajo no era obvio.

Al hacer los cálculos, también nos topamos con el hecho de que hacer el análisis de manera individual es caro en cuestión de tiempo, ya que para el proceso de hacer los isofotos es necesario estudiar imagen por imagen. De hacerse un estudio con una mayor muestra, tendría que automatizarse de alguna manera usando Python (con `pyfits` y `Pyraf`) o un lenguaje similar.

Otro hecho interesante que se ve de este trabajo y los ya mencionados de Trujillo y Blanton, es que aún cuando no se comprende del todo la interacción entre los parámetros estructurales n , r_e y I_e , parece existir información sobre la simetría triaxial de una galaxia elíptica al ver la existencia de un Plano Entrópico que depende de estos valores y que Blanton también encuentra que la inclinación de una galaxia (respecto a nosotros) influye en el índice de Sérsic.

Resumiendo lo anterior,

- Si es posible hacer ciencia con un OV.
- Los ajuste del perfil de brillo, son mucho mejores en Sérsic que en de Vaucouleurs. En los casos donde Sérsic no presenta un ajuste adecuado, muy probablemente se deba a estructura interna de la galaxia en particular o que incluso la galaxia no es en realidad una elíptica.
- En el corrimiento z usado en esta muestra, las galaxias exponenciales con $n \sim 1$ son más abundantes y no hay una preferencia por un $n = 4$.
- Llama la atención el hecho de que a pesar de que los ajustes de de Vaucouleurs no son tan buenos como los de Sérsic, ajustan mejor al Plano Fundamental.
- Parece existir información sobre la estructura interna de una galaxia elíptica, y que puede deducirse con los parámetros estructurales y el Plano Entrópico.

5.1. Trabajos a futuro

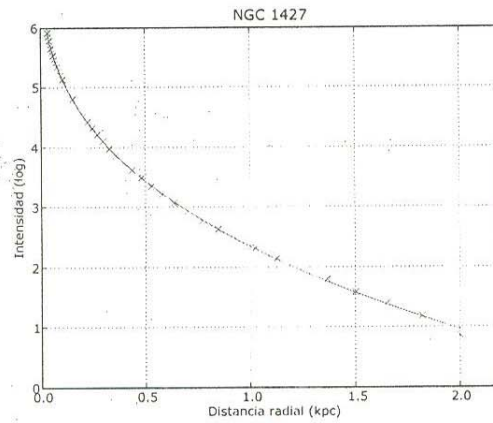
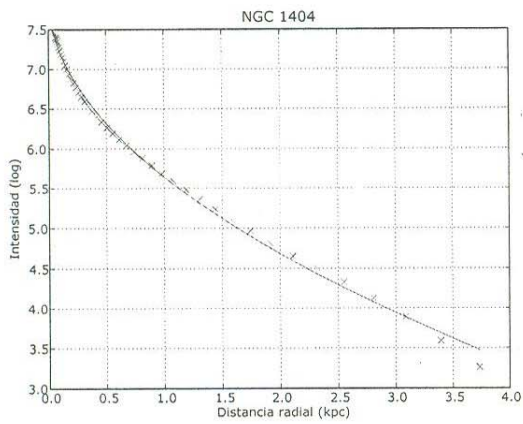
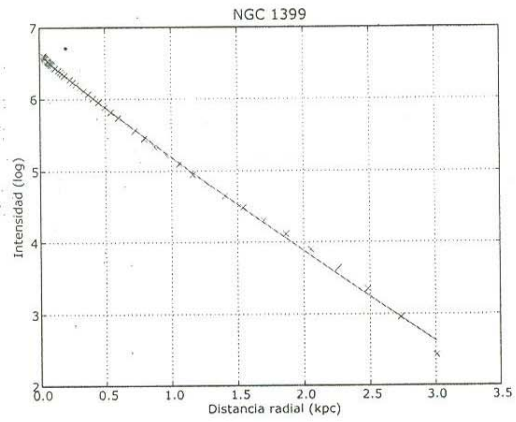
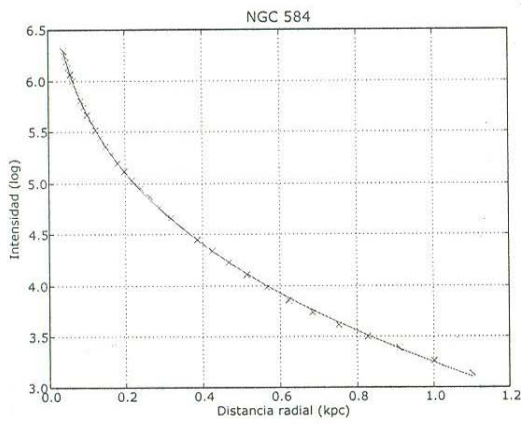
Sin duda, todavía hay mucho que estudiar en el campo de las galaxias elípticas, pero para ello será necesario contar con muestras cada vez más grandes y mejor definidas. Ejemplos de trabajos que pueden realizarse son

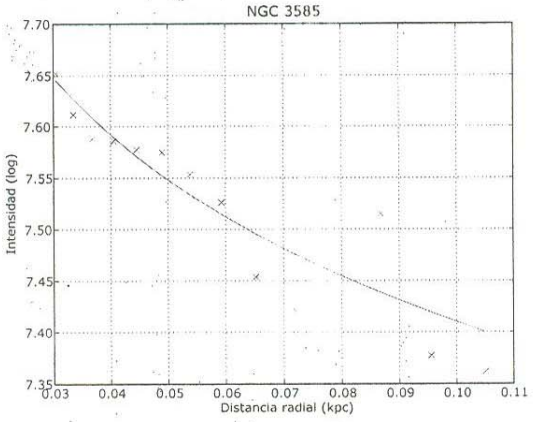
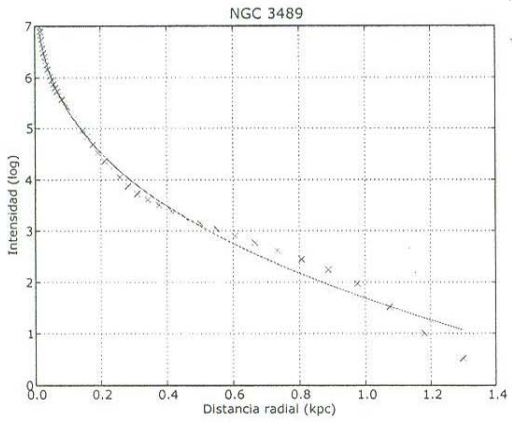
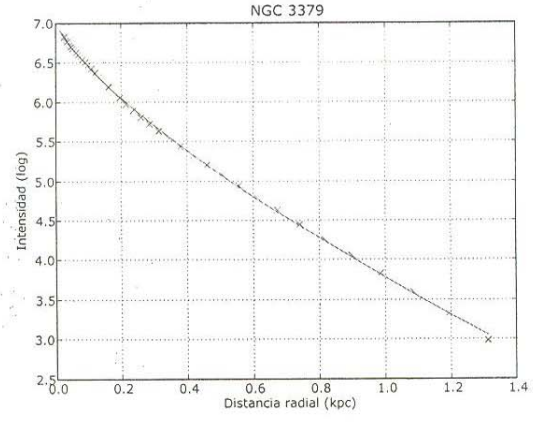
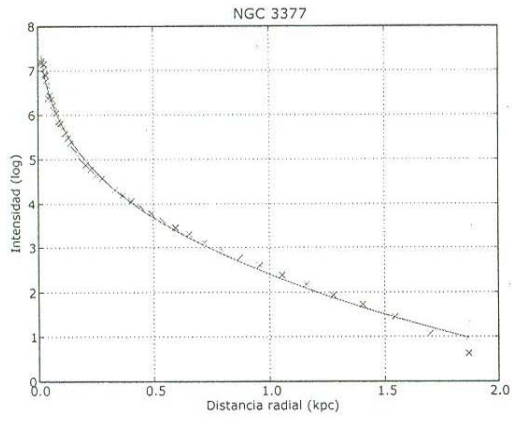
- Estudiar el índice de Sérsic en elípticas dividiendo en regiones por el corrimiento z y color para clasificarlas en tipo temprano o tardío. Para ellos se usaría el OV Sloan.
- Realizar este estudio para datos tomados con el nuevo instrumento *ASC* del telescopio espacial Hubble. La razón es que se tendría un campo visual mayor, y nos daría información sobre el borde de la galaxias.
- Estudio en galaxias espirales, aplicando este método al bulbo.
- Realizar el mismo estudio en datos del Hubble en otras longitudes de onda, una vez que se encuentren disponibles. Esto permitiría hacer estudios sobre la estructura del polvo en gradientes de color, etc.
- Hacer estudios estadísticos masivos usando al Sloan. Para ello, será necesario automatizar las herramientas de extracción y análisis de datos. En esta tesis se realizaron los primeros pasos para llegar a ello.

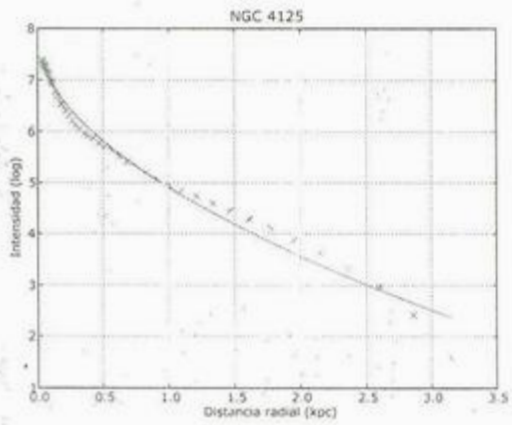
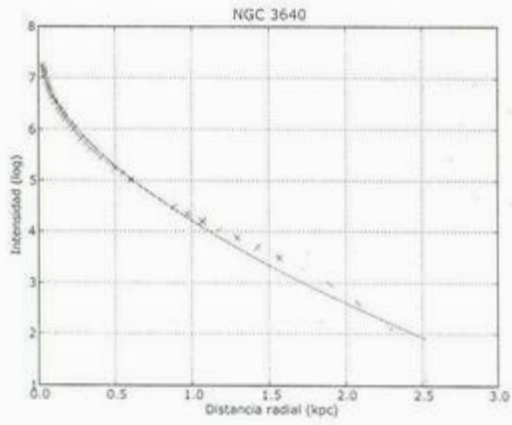
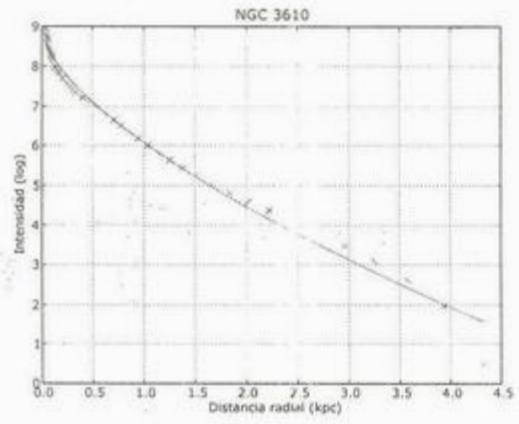
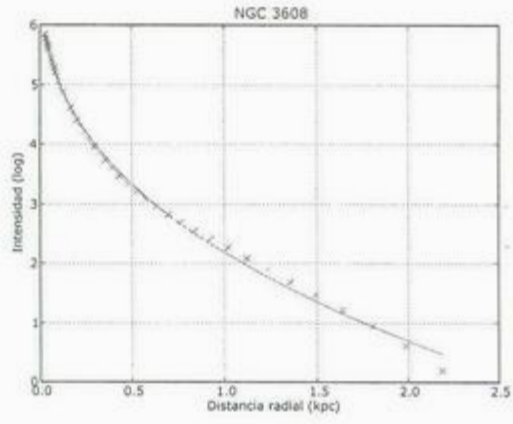
Apéndice A

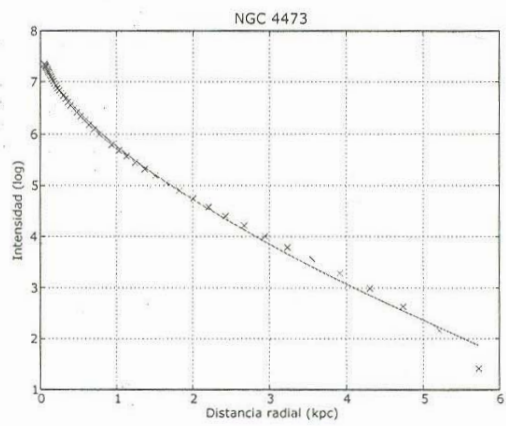
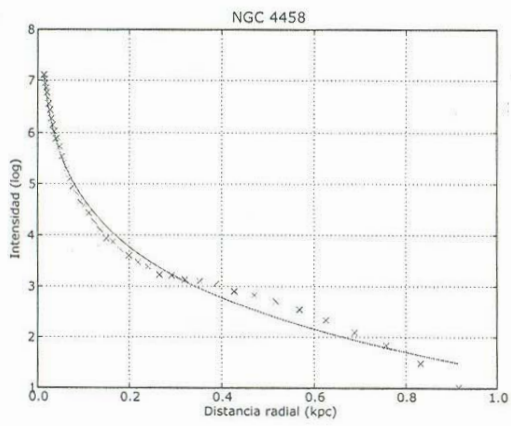
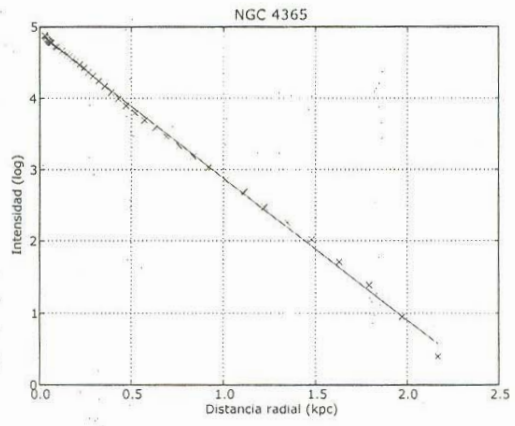
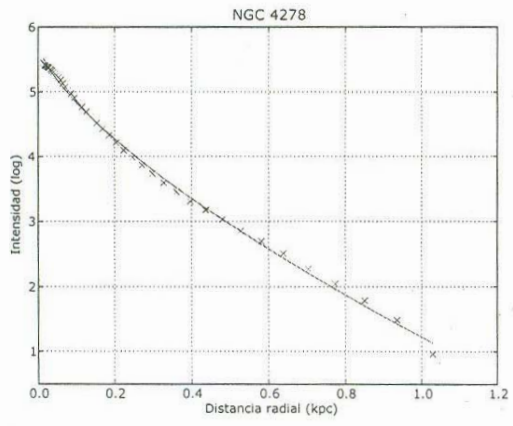
Gráficas

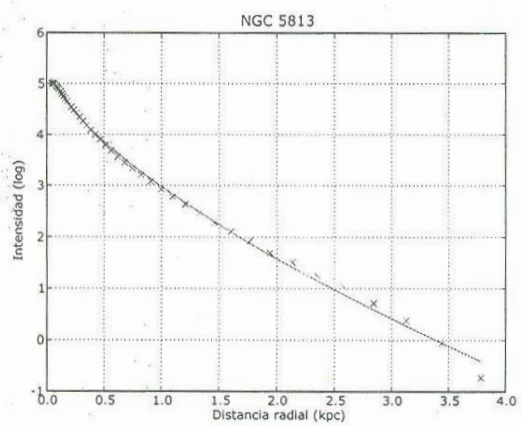
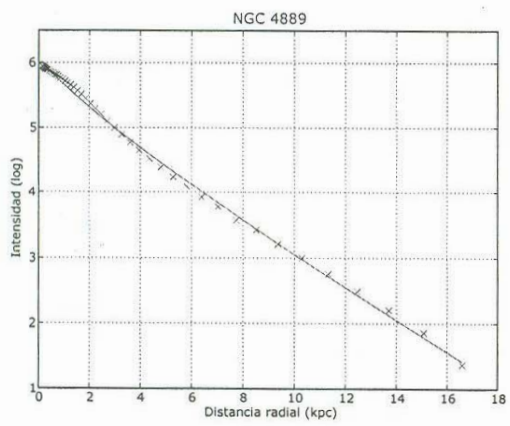
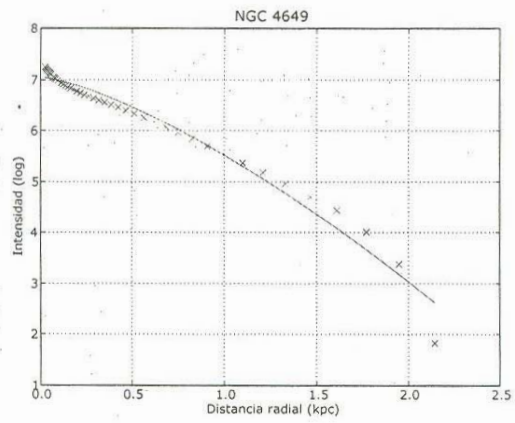
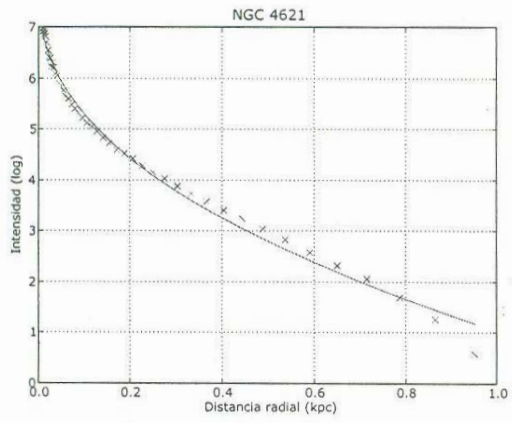
A.1. Ajustes a Sérsic

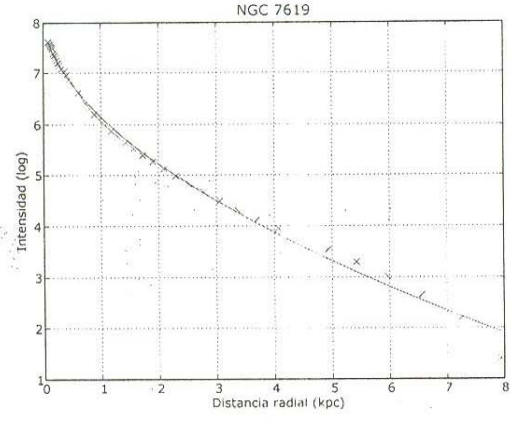
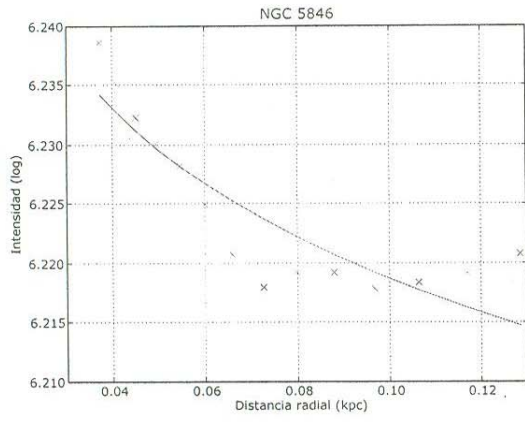




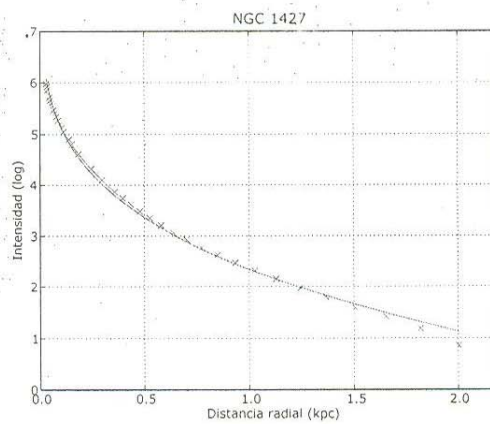
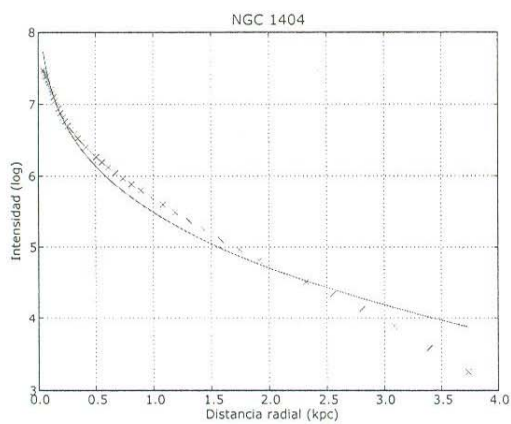
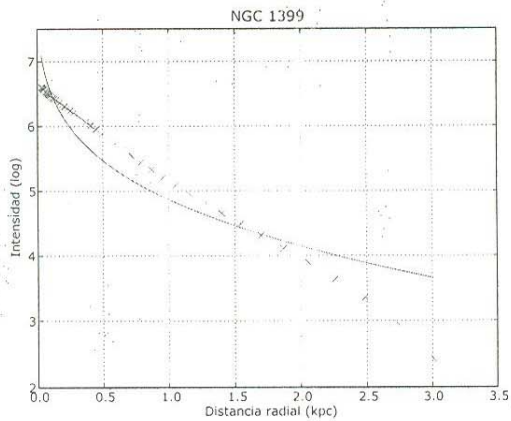
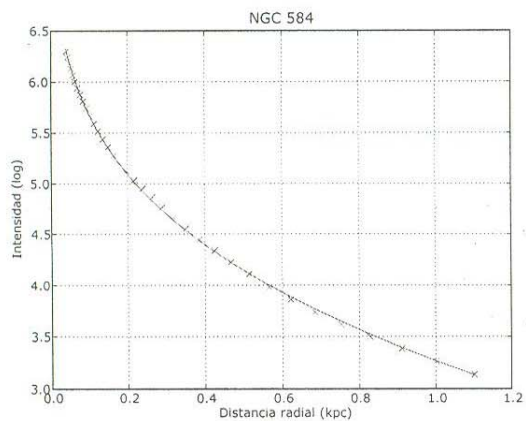


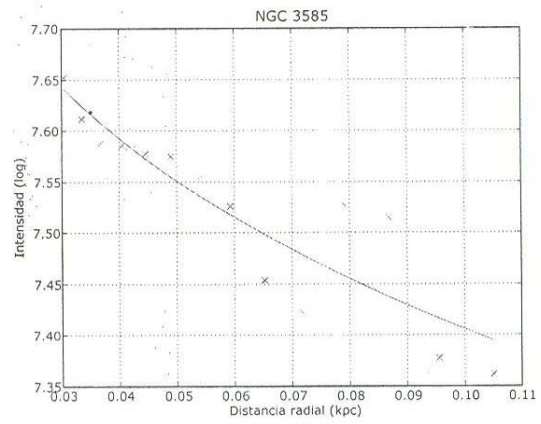
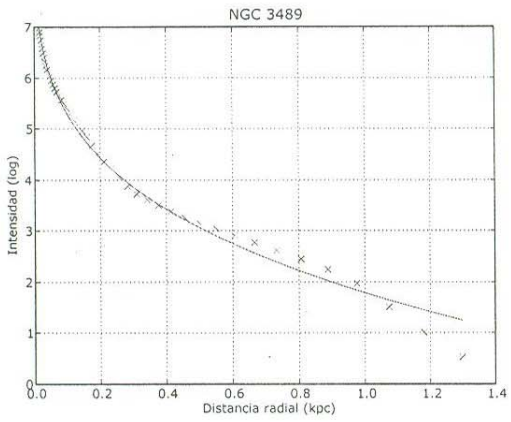
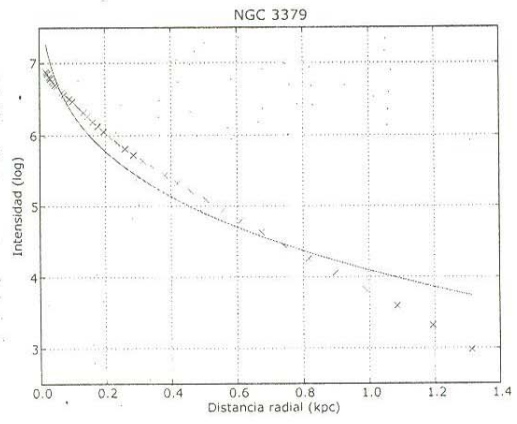
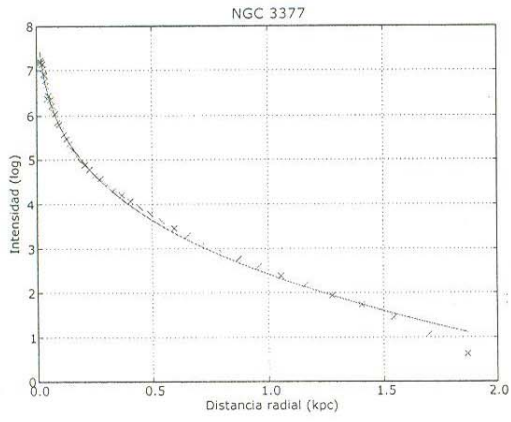


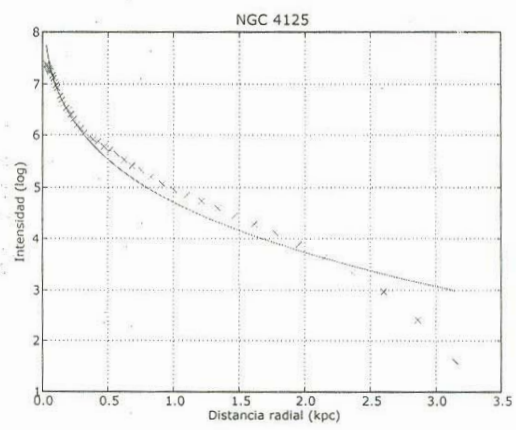
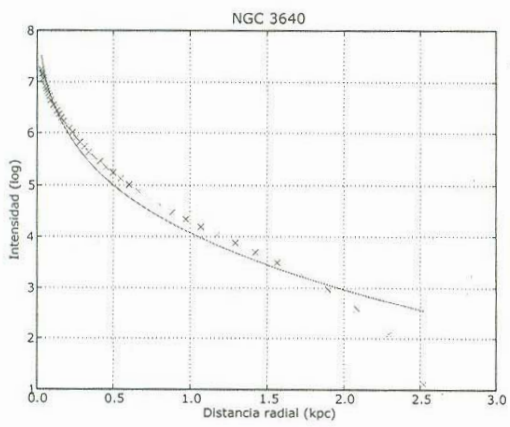
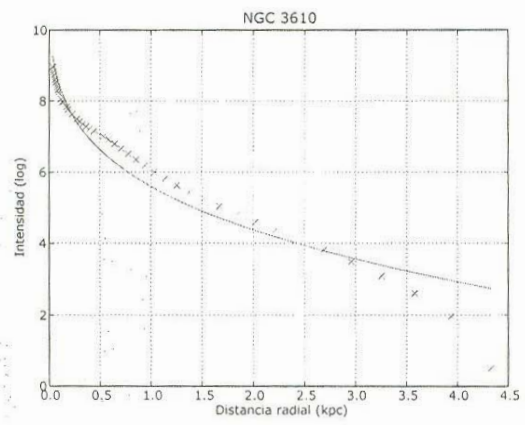
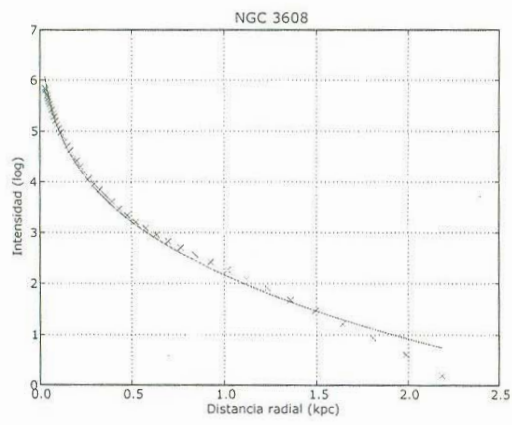


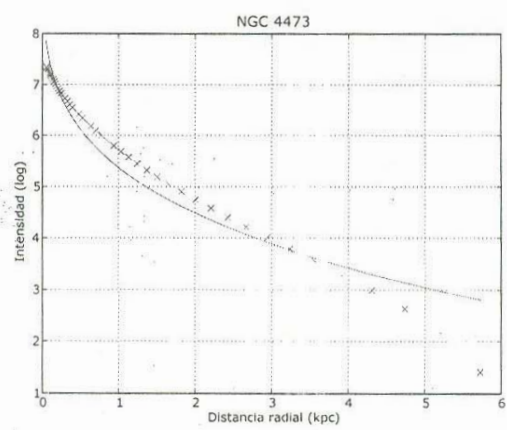
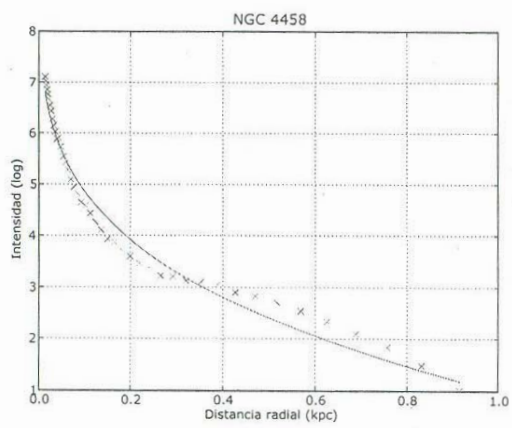
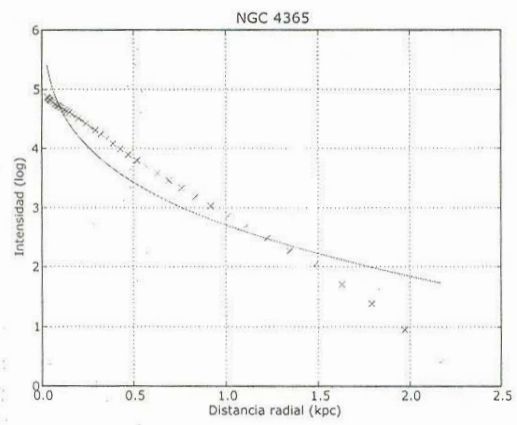
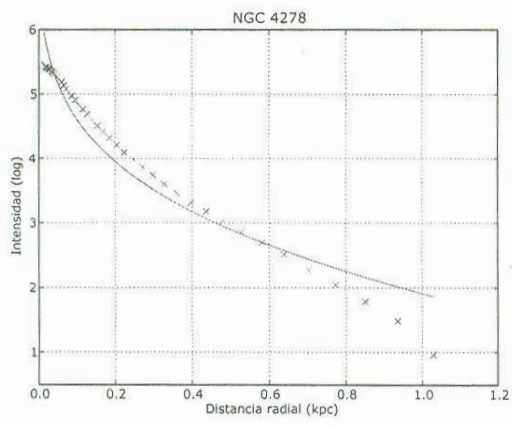


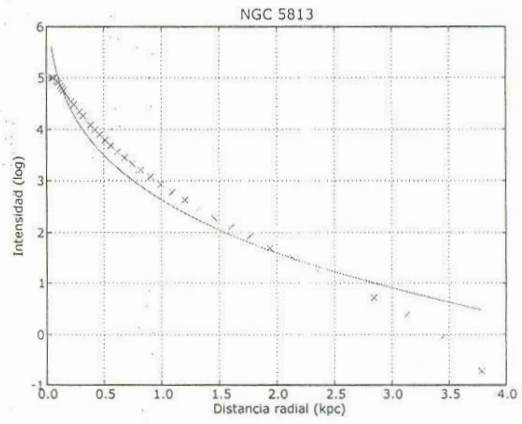
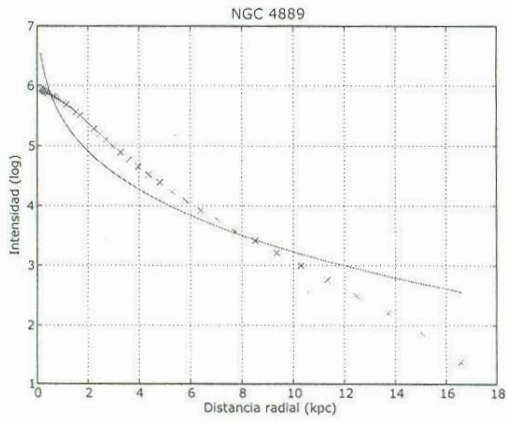
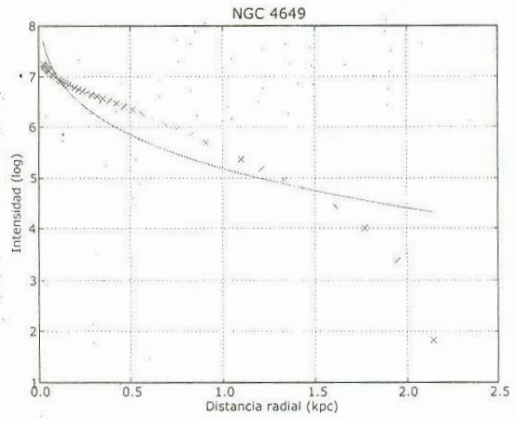
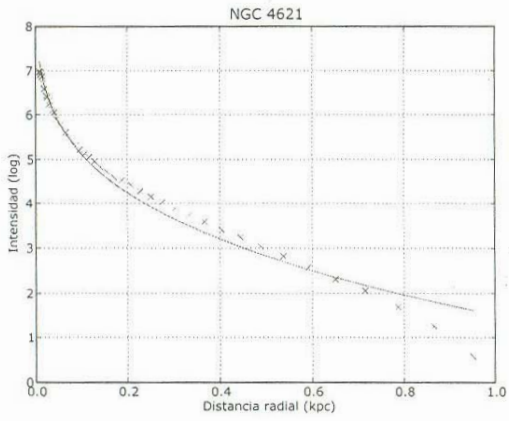
A.2. Ajustes a de Vaucouleurs

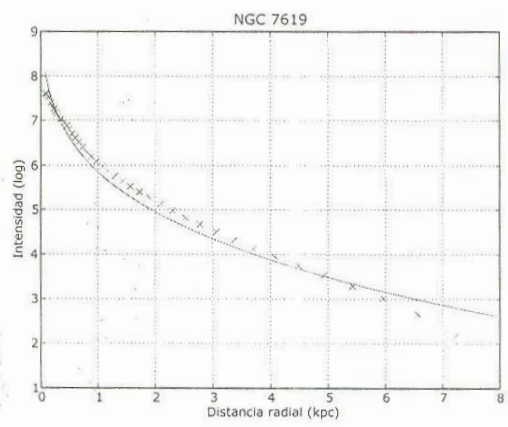
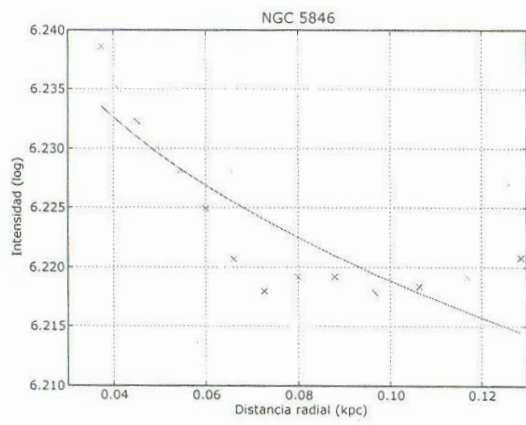












Apéndice B

El lenguaje de programación Python

Python es un lenguaje de programación interpretado, interactivo y orientado a objetos. Tiene una sintaxis clara y fácil de entender. Tiene una gran variedad de módulos y pueden construirse nuevos en C, C++ o Fortran. Es multiplataforma ya que corre en UNIX (Solaris, Linux, Mac OSX), MS Windows, OS/2 y varias mas.

Algunos módulos específicos al cómputo científico y usados durante el trabajo de análisis son:

- Numeric
(<http://sourceforge.net/projects/numpy>)
También conocido como NumPy, permite trabajar con arreglos multidimensionales de datos.
- Numarray
(http://www.stsci.edu/resources/software_hardware/numarray)
Desarrollado por el *Space Telescope Science Institute* (STScI) como reemplazo a Numeric. Incorpora casi todas las operaciones de Numeric, pero en ciertos arrays es todavía más lento.
- Matplotlib
(<http://matplotlib.sourceforge.net/>)
Es una librería para graficar en 2D. El STScI recomienda a Matplotlib para visualizar datos de un array. Puede generar gráficas, histogramas, gráfica de barras, de errores, de dispersión con unas cuantas líneas de código. Tiene muchas opciones de personalización.

- SciPy
(<http://www.scipy.org/>)
Contiene una gran cantidad de rutinas para análisis matemático: Álgebra lineal, derivación e integración, ecuaciones diferenciales, interpolación, etc.
Se encuentra en proceso de reconstrucción con una gran cantidad de mejoras y adiciones.
- ScientificPython
(<http://starship.python.net/ñinsen/ScientificPython/>)
Al igual que SciPy, tiene rutinas para cómputo científico. Aunque parezcan redundantes, en la práctica se complementan. Tiene interfaces para cómputo paralelo con MPI.

Python puede ejecutarse de varias maneras. Las dos más usadas son

- Script:
Un script es un archivo de texto con extensión .py. El archivo empieza con un *header* indicando donde se encuentra el ejecutable de python en el sistema. Para Linux generalmente será

```
\#!/usr/bin/python
```

El siguiente paso es cargar los módulos requeridos por el programa. Un ejemplo sencillo de trabajo con arrays, suponiendo que existe una matriz cuadrada sería

```
#!/usr/bin/python
# Importaremos los módulos necesarios para el programa
from Numeric import *
from math import *
from scipy import *
# Jalamos el archivo que contiene el arreglo
A = io.read_array("array.txt")
# Guardado el valor, lo imprimimos en forma de matriz
# a pantalla
print "-----"
print "El arreglo en forma de matriz es"
print A
print "-----"
```

```

# Como es matriz, podemos hacer operaciones con el arreglo
# El determinante
B = linalg.det(A)
print "Su determinante es"
print B
print "-----"
# La inversa
C = linalg.inv(A)
print "Su inversa es"
print C
print "-----"
# Una operación mas compleja
D = (A + 1)*3
print "El arreglo + 1, multiplicado por 3."
print D
print "-----"
# Podemos seleccionar columnas o renglones
print "La primer columna es"
print take(A, (0,),1)
print "-----"
# Una operación sobre esa columna
E = take (A, (0,),1) * 2
print "Esa columna, multiplicada por 2"
print E
print "-----"

```

- Interactiva:

Al correrse el comando python desde una linea de comandos aparecerá:

```

Python 2.3.4 (\#1, Feb 22 2005, 04:09:37)
[GCC 3.4.3 20041212 (Red Hat 3.4.3-9.EL4)] on linux2
Type 'help', 'copyright', 'credits' or 'license'
for more information.
>>>

```

Aquí podremos de manera interactiva ejecutar un programa linea a linea. Esto es útil para depurar un programa y ver en que linea se ha cometido el error.

De igual manera, puede ser utilizado como una calculadora para realizar operaciones sencillas y rápidas.

Una nota final. Python al no ser explícitamente declarado, no necesitará que definamos las variables y su tipo. La definición será al vuelo al igual que la asignación de tipo. Distingue sin problemas entre la clase de texto (*string*) o numérica. Sin embargo puede haber confusión al momento de usar enteros y reales. A menos de que se haga explícito un número será entero. La asignación puede hacerse de dos formas: usando un punto al final del número (2 es entero, 2. es real.) o usando la función float para asignarle este valor a una variable. La función será usada así:

```
nuevavariabile = float(viejavariabile)
```

Es posible que nuevavariabile y viejavariabile sean la misma, para evitar renombramientos innecesarios.

Apéndice C

Problemas técnicos de captura de imágenes

Una imagen recién adquirida por un CCD, presenta una serie de problemas aditivos: el nivel del pedestal electrónico (medido de la región de lectura adicional (*overscan*) en cada imagen), el nivel de pre-iluminación y/o estructura inicial de la tendencia (*bias*) y la corriente oscura (*dark current*). Los datos de campo plano (por ejemplo, exposiciones del domo o del crepúsculo en un observatorio convencional) eliminará la ganancia multiplicativa y las variaciones de iluminación en el chip. Las franjas son un efecto aditivo que será eliminado al final.

Un CCD funciona capturando fotones, convirtiéndolos en electrones. Al emitir un electrón, éste debe ser capturado rápidamente para evitar que interfiera con el resto del detector. Para lograrlo es necesario mantener un potencial que lo atrape, pero al hacerlo también se eleva el ruido.

Esto se conoce como el bias, el cual no es constante, ya que depende de la posición del telescopio, la temperatura e incluso varía por zonas en el CCD, principalmente a lo largo de sus columnas. Para minimizar sus efectos, se aprovecha la región del overscan (típicamente las 32 columnas de la derecha del circuito). Se promedian los datos sobre las columnas en el overscan, y se ajustan los valores como una función del número de línea (ejemplo, promediar en la dirección "x" dentro del overscan y ajustar como función de "y"). Este ajuste será sustraído de cada columna en la imagen; y puede ser una simple constante. En este punto, se eliminará la región del overscan y se conservará solo la parte que contenga datos útiles. Este último paso corta no sólo al overscan, sino también la primera y últimas filas y columnas de la

De igual manera, puede ser utilizado como una calculadora para realizar operaciones sencillas y rápidas.

Una nota final. Python al no ser explícitamente declarado, no necesitará que definamos las variables y su tipo. La definición será al vuelo al igual que la asignación de tipo. Distingue sin problemas entre la clase de texto (*string*) o numérica. Sin embargo puede haber confusión al momento de usar enteros y reales. A menos de que se haga explícito un número será entero. La asignación puede hacerse de dos formas: usando un punto al final del número (2 es entero, 2. es real.) o usando la función float para asignarle este valor a una variable. La función será usada así:

```
nuevavariabile = float(viejavariabile)
```

Es posible que nuevavariabile y viejavariabile sean la misma, para evitar renombramientos innecesarios.

Apéndice C

Problemas técnicos de captura de imágenes

Una imagen recién adquirida por un CCD, presenta una serie de problemas aditivos: el nivel del pedestal electrónico (medido de la región de lectura adicional (*overscan*) en cada imagen), el nivel de pre-iluminación y/o estructura inicial de la tendencia (*bias*) y la corriente oscura (*dark current*). Los datos de campo plano (por ejemplo, exposiciones del domo o del crepúsculo en un observatorio convencional) eliminará la ganancia multiplicativa y las variaciones de iluminación en el chip. Las franjas son un efecto aditivo que será eliminado al final.

Un CCD funciona capturando fotones, convirtiéndolos en electrones. Al emitir un electrón, éste debe ser capturado rápidamente para evitar que interfiera con el resto del detector. Para lograrlo es necesario mantener un potencial que lo atrape, pero al hacerlo también se eleva el ruido.

Esto se conoce como el bias, el cual no es constante, ya que depende de la posición del telescopio, la temperatura e incluso varía por zonas en el CCD, principalmente a lo largo de sus columnas. Para minimizar sus efectos, se aprovecha la región del overscan (típicamente las 32 columnas de la derecha del circuito). Se promedian los datos sobre las columnas en el overscan, y se ajustan los valores como una función del número de línea (ejemplo, promediar en la dirección "x" dentro del overscan y ajustar como función de "y"). Este ajuste será sustraído de cada columna en la imagen; y puede ser una simple constante. En este punto, se eliminará la región del overscan y se conservará solo la parte que contenga datos útiles. Este último paso corta no sólo al overscan, sino también la primera y últimas filas y columnas de la

imagen.

Si se pre-iluminó el chip con luz antes de cada exposición, seguirá existiendo un número de cuentas que se habrán sobre-impuesto. Esta señal extra también es aditiva y es necesario removerla de los datos. Además, puede haber una variación entre columnas en la estructura del nivel del bias, y no sería eliminada por el procedimiento anterior. Para remover la pre-iluminación (si existe) y la variación residual (también, si existe), se hará uso de imágenes que se habrán tomado con un tiempo cero de integración (*zero frames*). Se procesarán las *zero frames* como ya se ha mencionado, se promediarán y se restarán de las imágenes con datos útiles.

La corriente oscura se refiere a la señal propia del detector, debida al ruido térmico principalmente. La forma de corregir este error es tomar una serie de imágenes con el obturador cerrado conocidas como imágenes oscuras (*dark frames*) para registrar sólo la señal del detector. Sin embargo, al ser de naturaleza totalmente aleatoria, es necesario tomar una gran cantidad de *dark frames* para promediarlos y poder restarlos, y mínimamente serán 3 frames del objeto los necesarios para lidiar con los rayos cósmicos. Este paso de no ser hecho correctamente puede incluso empeorar la señal a ruido (S/N).

El siguiente paso para remover la marca de los instrumentos, es aplanar los datos. Las variaciones en la sensibilidad son multiplicativas, y es necesario dividir los datos por el campo plano para remover las variaciones de ganancia de pixel a pixel, y las variaciones espaciales de mayor escala. Si las imágenes fueron tomadas directamente, será suficiente normalizar los campos planos a un valor promedio. El último paso al aplanar, es revisar si las exposiciones del crepúsculo han sido aplanadas satisfactoriamente. De lo contrario habrá que corregir cualquier gradiente de iluminación residual.

En algunos casos, los CCDs tendrán pixels dañados o con una respuesta no lineal. En tomas directas serán perfectamente aparentes en las imágenes ya procesadas y sólo en ciertos casos (ejemplo, espectroscopia) será necesario interpolar.

Apéndice D

Sloan y SQL

Gracias a un taller sobre las grandes bases de datos astronómicos realizado en la UNAM la primera semana de marzo de este año, se pudo obtener un script en SQL para obtener galaxias elípticas en base a su perfil de brillo. Sin embargo este conocimiento llegó demasiado tarde para incluir una muestra de *Sloan* en este trabajo.

Si quisiéramos obtener 10 galaxias elípticas con un corrimiento al rojo de $z < 0,8$ usaríamos lo siguiente.

```
SELECT top 10
  run, rerun, camCol, field, obj, objID, z, r,i, ra,dec,
  dbo.fGetUrlFitsCFrame(fieldID,'r') as fits,
  dbo.fGetUrlFitsBin(fieldID,'r') as fitsBin
FROM Galaxy as G
WHERE
  G.lnlDev_r > G.lnlExp_r + 0.1 --mas probable 1/4 que de disco
  and G.lnlExp_r > -999 -- corte hacia la banda roja
  and (G.flags & (dbo.fPhotoFlags('BINNED1') +
  dbo.fPhotoFlags('BINNED2') + dbo.fPhotoFlags('BINNED4')))) > 0
  -- que haya pasado por los 4 binned y todavía tenga objeto grande
  and (G.flags & ( dbo.fPhotoFlags('BLENDED')
  + dbo.fPhotoFlags('NODEBLEND')
  + dbo.fPhotoFlags('CHILD')))) != dbo.fPhotoFlags('BLENDED')
  --que se pueda
  separar de los otros cuerpos en el frame
  and (G.flags & (dbo.fPhotoFlags('EDGE') +
  dbo.fPhotoFlags('SATURATED'))))
```

Bibliografía

- [1] Carroll B. y Ostlie D. *Modern Astrophysics*, ed. Addison Wesley Longman, 1996
- [2] de Vaucouleurs. *Discovery of The $R^{\frac{1}{4}}$* , 1948, Ann. Astrophysics, 11, 247.
- [3] Spitzer, L., Jr. *Disruption of open clusters*, 1958, ApJ, 127, 17.
- [4] Sandage, Allan. *The Hubble atlas of galaxies*, Washington: Carnegie Institution, 1961.
- [5] Mathews, William G.; Baker, James C. *Galactic Winds*, Astrophysical Journal, vol. 170, p.241, 1971.
- [6] van den Bergh, S. 1962, AJ, 67, 486.
- [7] Sérsic, J. L., *Generalized $R^{\frac{1}{4}}$ Law*, 1968, Atlas de Galaxias Australes.
- [8] Caon N., Capaccioli, M., D'Onofrio, M. 1993, MNRAS, 265, 1013.
- [9] Faber S., Jackson B., *Velocity Dispersions and Mass-to-Light Ratios for Elliptical Galaxies*, 1976, Ap. J., vol. 204.
- [10] Lynden-Bell, D., Wood R., *The Gravothermal Catastrophe*, 1968, MN-RAS, 138, 945.
- [11] Lynden-Bell, *Galactic Structure*, Relativity Theory and Astrophysics Vol 2, ed. J Ehler, 1967.
- [12] Wiechen H. et al, *Relaxation of collisionless self-gravitating matter - The lowest energy state*, 1988, MN-RAS, vol. 232.
- [13] Lima-Neto G. B. et al, *The Specific Entropy of Elliptical Galaxies: An Explanation for Profile-Shape Distance Indicators?*, 1999, MN-RAS, 309.

[14] Mellier Y., Mathez G., 1987, *Astronomy & Astrophysics*, 175, 1.

[15] G.B. Lima-Neto, D. Gerbal y I. Márquez, *Gravo-thermal Properties and Formation of Elliptical Galaxies*, 1999, Royal Astronomical Society.

[16] Saucedo J., *The Morphology, Enviroment and Interstellar Medium of Early Type Galaxies As a Means For Studying The Evolution of Galaxies Outside of Clusters*, 2000, University of Arizona.

[17] Ávila Castro, F., *Estudio del Perfil de Luz en Galaxias Elípticas, Utilizando el Método de Sérsic*, 2004, Universidad de Sonora.

[18] Kelson D.D. et al, *The Evolution of Early Type Galaxies in Distant Clusters I.*, *Astrophysical Journal*, vol. 531.

[19] Trujillo. et al, *On The Estimation of Galaxy Structural Parameters: The Sérsic Model*, 2000, MN-RAS.

[20] Blanton, M, et al, *The Broad-band Optical Properties of Galaxies with Redshifts $0,0 < z < 0,2$* , 2002, *Ap.J.*

[21] Tully R., Fisher J. *A New Method of Determining Distances to Galaxies*, 1977, *A&A*

[22] Freeman, K.C., *On the Disks of Spiral and so Galaxies*, 1970, *Ap.J.*