

Bol 9: Masa de galaxias



Determinación de masa de galaxias

Conocer la *masa de las galaxias* es importante para caracterizarlas pero también para múltiples aplicaciones: dinámica, cosmología, origen y evolución de las galaxias, etc.

Veremos los siguientes métodos, que requieren conocer *la distancia d* a la galaxia:

- 1- Teorema del Virial y dispersión de velocidades *galaxias elípticas* (o *esferoidales*), donde dominan los movimientos dispersivos.
- 2- Curvas de rotación *galaxias espirales* (o *de disco*), donde dominan los movimientos orbitales organizados.
- 3- *Galaxias con halos que emiten en rayos-X* (con envolturas gaseosas a alta temperatura).
- 4- Galaxias binarias. No es posible reconstruir las órbitas debido a los períodos sumamente largos, pero se pueden realizar estudios estadísticos. Se aplica más para estimar la **relación masa-luminosidad de galaxias** que para obtener las masas en sí.
- 5- Cúmulos de galaxias, se aplica una relación similar a la utilizada para cúmulos globulares (también basada en la dinámica). Veremos este método en la próxima bolilla de “Cúmulos de galaxias”.

1- Teorema del Virial y dispersión de velocidades para galaxias elípticas

Suponemos galaxia E como un **sistema esférico**, en estado **estacionario** y **autogravitante**, podemos aplicar el teorema del virial:

$$2T + \Omega = 0 \quad \text{siendo } T \text{ la energía cinética total y } \Omega \text{ la energía potencial.}$$

- La T será la suma de las energías cinéticas individuales de las estrellas, de masas m_1, m_2, \dots etc y velocidades v_1, v_2, \dots etc.

$$T = \frac{1}{2} m_1 v_1^2 + \frac{1}{2} m_2 v_2^2 + \dots = \frac{1}{2} (m_1 + m_2 + \dots) \overline{v^2} = \frac{1}{2} M \overline{v^2}$$

donde la **masa total** $M = \sum_i m_i$, y $\overline{v^2}$ es la **velocidad media cuadrática** del sistema.

La energía cinética corresponde a los *movimientos al azar* de las estrellas respecto al centro de la galaxia (y despreciamos cualquier proporción que pudiera provenir de rotación).

Siendo $\sigma^2 = \overline{v^2} - \bar{v}^2$, y $\bar{v} = 0$ por tratarse de velocidades al azar $\Rightarrow \sigma^2 = \overline{v^2}$ y

$$T = \frac{1}{2} M \sigma^2 \quad \text{donde } \sigma \text{ es la dispersión de velocidades.}$$

- La energía potencial $\Omega = -\frac{1}{2} G \sum_i \sum_{j \neq i} \frac{m_i m_j}{r_{ij}}$ (1); no es posible calcularla con datos

observacionales por lo que vamos a optar (por ejemplo) por hacer un par de hipótesis e introducir *modelos que representen a la galaxia*, para obtener un valor aproximado de Ω .

Consideremos **modelos de galaxias E** con dos hipótesis:

- 1) *relación masa-luminosidad constante* en toda la galaxia ($M/L = \text{cte}$), lo que implica la proporcionalidad de la distribución de masa y la distribución de brillo.
- 2) distribución de brillo proyectada en sistemas esferoidales sigue una *ley de de Vaucouleurs*.

Estos modelos plantean para cada caso una distribución espacial de un conjunto de part. tal que su proyección sobre el plano del cielo siga una ley de de Vaucouleurs (esto es, *no* es una distribución al azar). Cumpliendo tales condiciones se pueden plantear distintos modelos, en los que se varíen tanto las masas como las posiciones de las partículas. Dado que cada modelo “se construye” con partículas de masas y posiciones conocidas, es factible calcular la energía potencial Ω con la ecuación (1) así como la masa total $M = \sum_i m_i$, en forma rigurosa, *para cada modelo* (esto *no* se refiere al caso real).

Dado que se busca una forma de calcular Ω para el caso real y a partir de datos observados, se plantea una relación entre Ω , la masa total M y el radio efectivo r_e , en base a un análisis dimensional de la ecuación (1):

$$\Omega = -K \frac{G M^2}{r_e} \quad (2); \quad \text{de donde se calcula el valor de } K \text{ para cada modelo en base a los}$$

resultados de Ω , M y r_e de los mismos modelos. Al resultar un valor de $K \sim \text{cte}$ para todos los modelos y que *no* depende de la masa, se comprueba que la ecuación (2) se puede aplicar a los casos reales.

Ahora dejamos los modelos, que fueron de utilidad para obtener la expresión (2), y volvemos al caso real. Reemplazando en la ecuación del virial:

$$2 \frac{1}{2} M \sigma^2 - K \frac{G M^2}{r_e} = 0 \quad \Rightarrow \quad M = \frac{r_e \sigma^2}{K G}$$

Esta última expresión es la que permitirá calcular la **masa de una galaxia elíptica**, dado que K y G son conocidos, **el radio efectivo se obtiene del ajuste del perfil de brillo superficial** (ley de de Vaucouleurs, en **kpc** pues **conocemos la d**) y **la dispersión de velocidades se determina a partir del ensanchamiento de las líneas en el espectro integrado de la galaxia E**.

Si todas las estrellas estuvieran en reposo respecto al centro de la gal. sería $\sigma = 0$.

Pero las estrellas tienen una distrib de vel Gaussiana (al azar) y eso provoca el ensanchamiento del perfil.

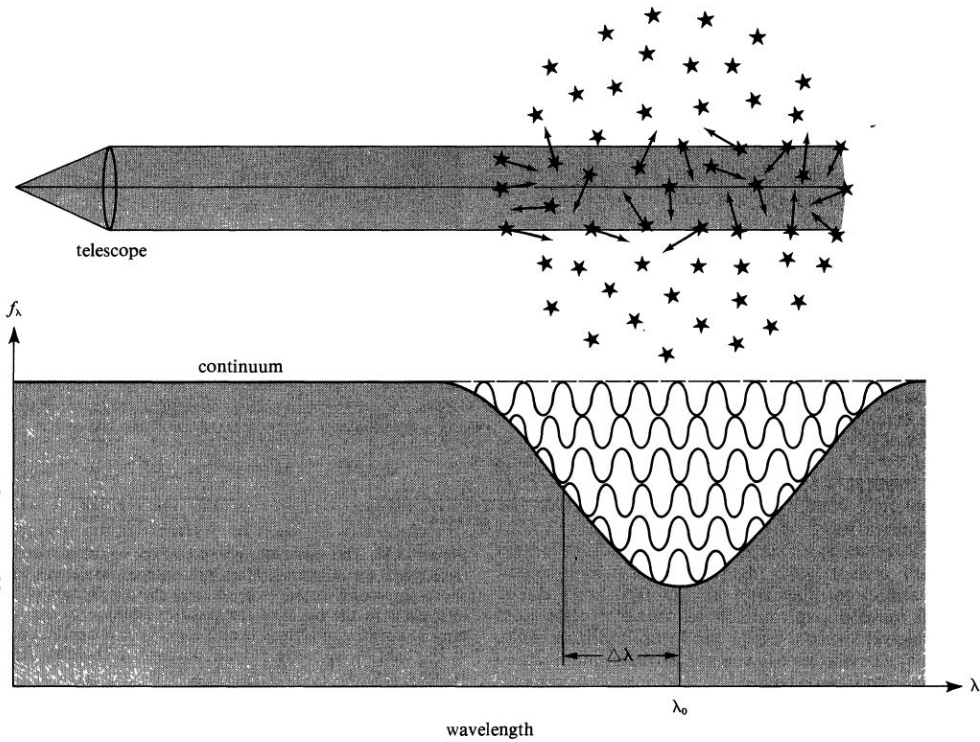


Figure 13.14. The broadening of a spectral line by the velocity dispersion of stars in an elliptical galaxy. In the top diagram, a telescope collects light from all stars within a cylinder through galaxy. Each star may possess a narrow spectral line at the rest wavelength λ_0 , Doppler-shifted to a different wavelength λ because of its component of velocity along the line of sight. The superposition of billions of such line profiles produces the broadened spectral line seen in the bottom diagram, in which the line width $\Delta\lambda$ is proportional to the velocity dispersion V of the stars in the galaxy.

Comparación de espectros estelares (izq.) con el espectro integrado de una galaxia elíptica (der.)

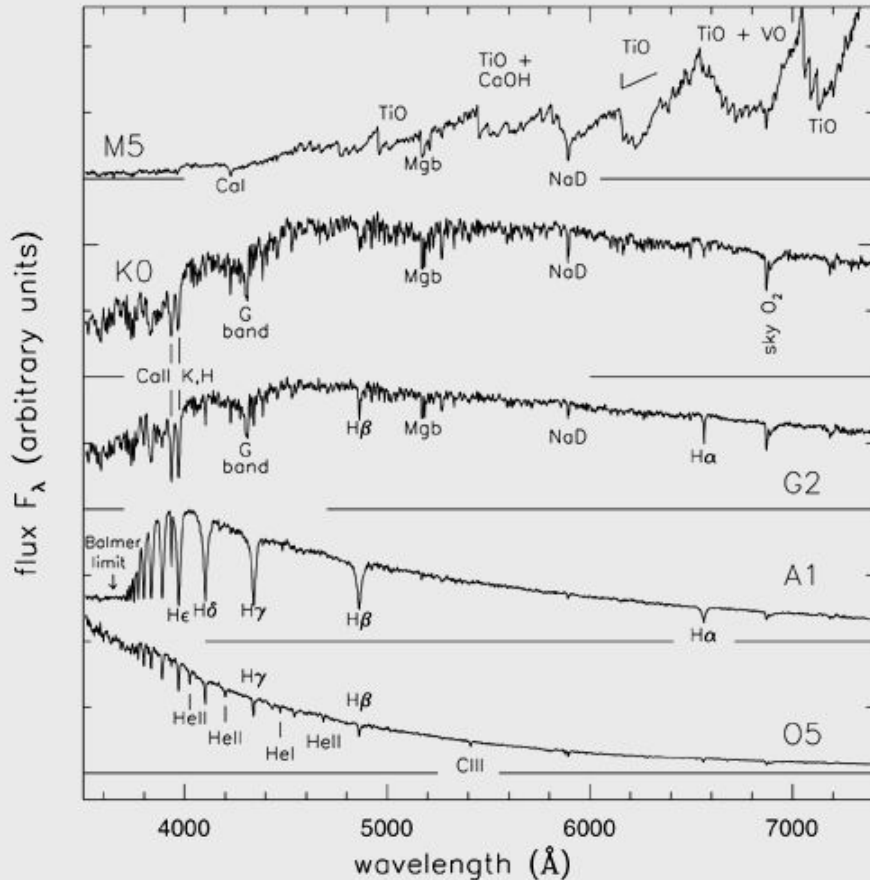


Fig 1.1 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

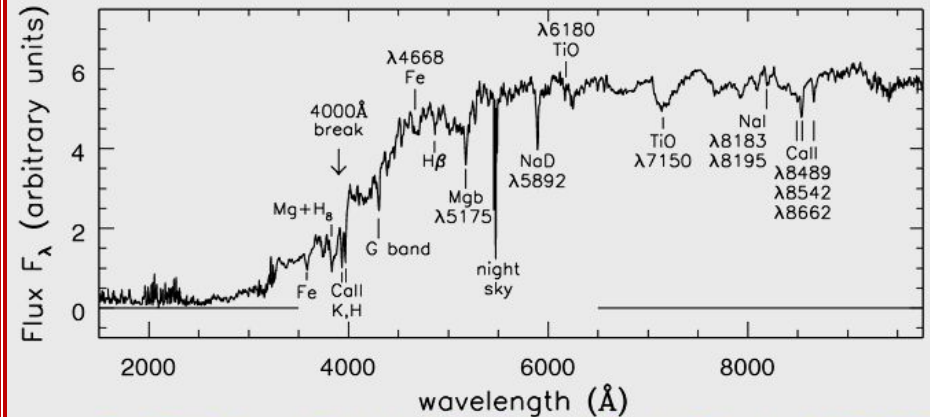
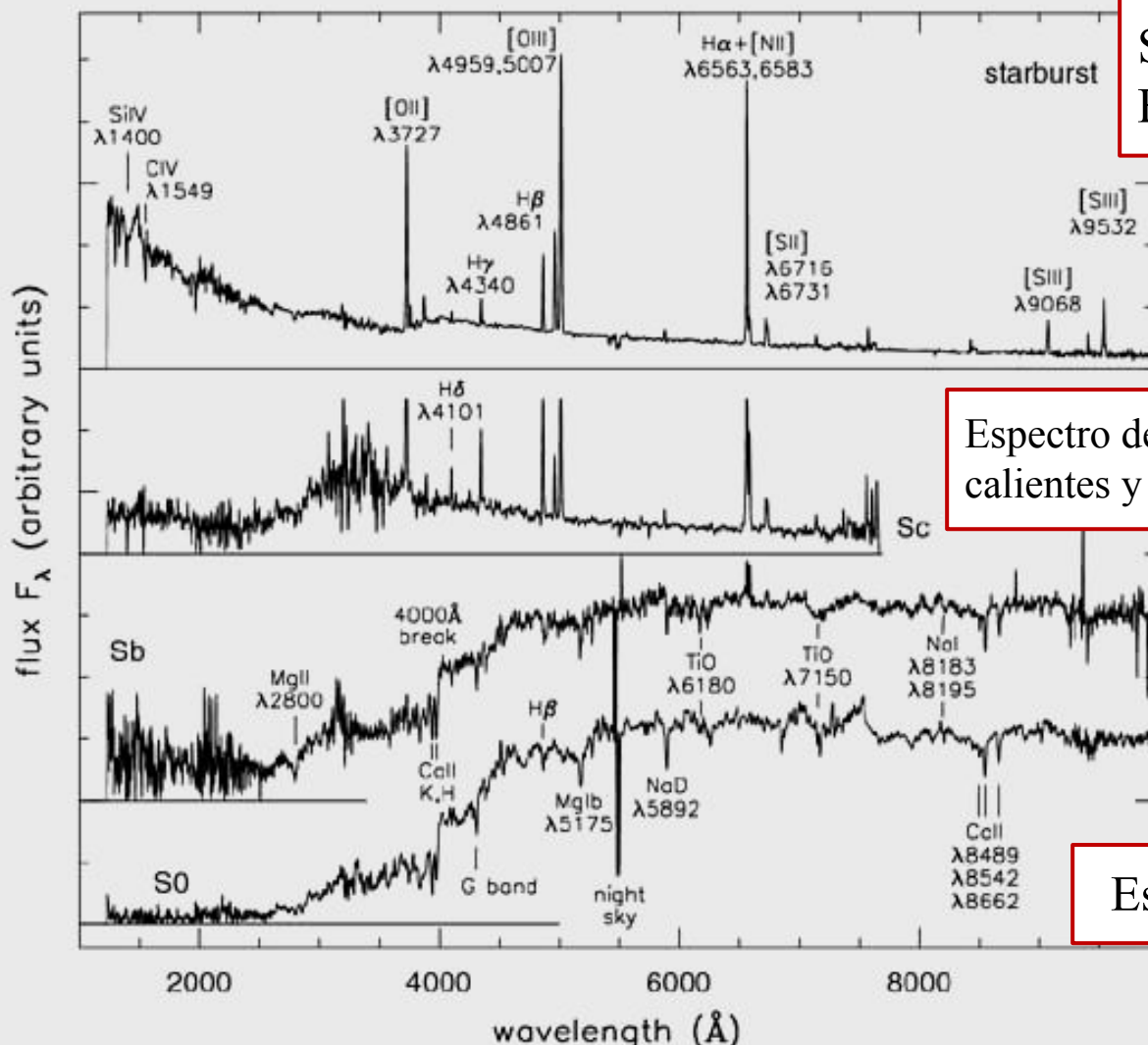


Fig 6.17 (A. Kinney) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

El espectro integrado de una galaxia E es similar al de **estrellas K3-K5 III**, pues esas gigantes son las que aportan la mayor cantidad de luz. Pero las líneas están más ensanchadas que en el espectro estelar.

Comparación con espectros de galaxias lenticulares, espirales y “starburst” (con brotes de formación estelar)



Starburst galaxy.
Formación estelar reciente.

Espectro de Sc azul y near-UV de estrellas calientes y líneas de emisión del gas

Espectro de Sb más azul

Espectro de S0 rojo

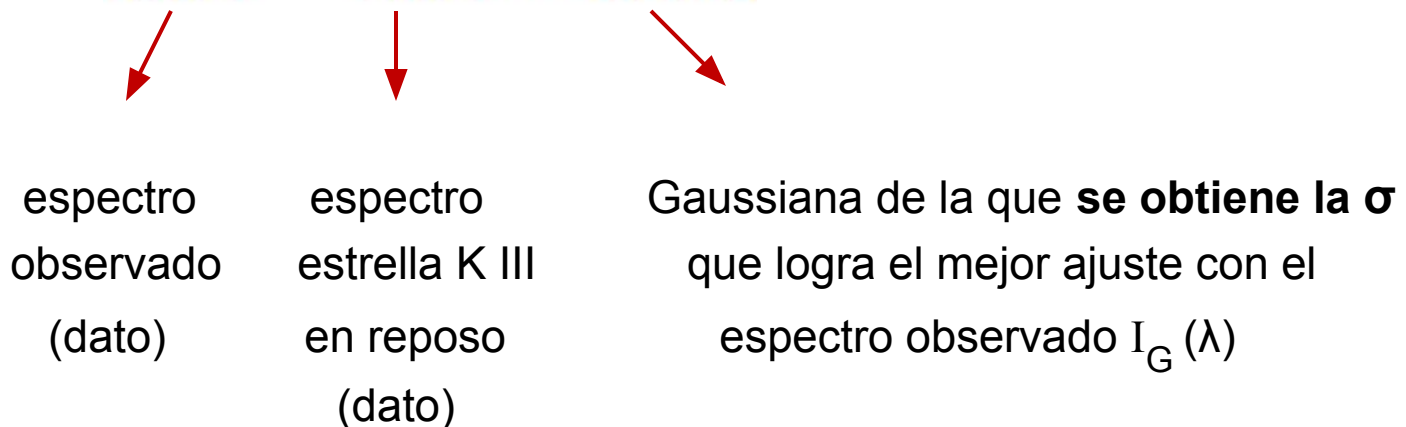
Fig 5.24 (A. Kinney) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

Si queremos obtener σ a partir del espectro integrado de una galaxia elíptica, consideramos que el ensanchamiento de líneas del espectro observado es el resultado de la agitación de las estrellas K III de la galaxia, que poseen una distribución de velocidades Gaussiana $f(v)$, siendo velocidades referidas al centro de la galaxia. A esa distrib Gaussiana en función de la velocidad v se le aplica un cambio de variables según la expresión del efecto Doppler :

$$f(v) = \frac{1}{\sqrt{2\pi} \sigma} e^{-\frac{(v-\bar{v})^2}{2\sigma^2}} \quad \frac{v}{c} = \frac{\lambda - \lambda_0}{\lambda_0} \quad \text{y se obtiene una distribución Gaussiana } G(\lambda).$$

Así el espectro observado $I_G(\lambda)$ resulta ser igual a una **convolución** del espectro de una estrella K III en reposo $I_*(\lambda)$ con una Gaussiana $G(\lambda, \sigma)$:

$$I_G(\lambda) = I_*(\lambda) * G(\lambda, \sigma)$$



Finalmente, se debe tener en cuenta que la dispersión de veloc σ que está en la ecuación para calcular la masa se refiere al movimiento en 3D dentro de la galaxia, es una dispersión “espacial”, pero la que se mide de los espectros refleja únicamente la correspondiente a la dirección radial. Dado que la distrib de velocidades es isótropa, la relación entre la dispersión espacial σ_e y la radial σ_r será (al igual que para la $\overline{v^2}$): $\sigma_e = \sqrt{3} \sigma_r$

Valores típicos de dispersión de velocidades y masas determinadas con este método:

- Gal elípticas gigantes: $\sigma \sim 500$ km/s $M \sim 5 \times 10^{13} M_\odot$ (son gal E en el centro de cúmulos)
- Gal elípticas enanas: $\sigma \sim 80$ km/s $M \sim 10^9 M_\odot$

Problemas del método:

- la relación M/L *no* suele ser constante en toda la galaxia, sino varía con el radio.
- la dispersión σ se calcula con espectros que en general toman la **zona central de la galaxia**, pero no las partes externas.

Aclaración: la masa involucrada en este caso es básicamente masa estelar. Se obtienen relaciones $M/L \sim 10$.

2- Curvas de rotación para galaxias espirales

En el caso de la Vía Láctea, sabemos que las estrellas en los alrededores del Sol se mueven en órbitas aprox circulares en torno al centro Galáctico, con velocidades de rotación del orden de 200 km/s mientras que los movimientos al azar son de 0 -10 km/s, por lo cual claramente el *movimiento dominante es el de rotación*. Yendo al caso general:

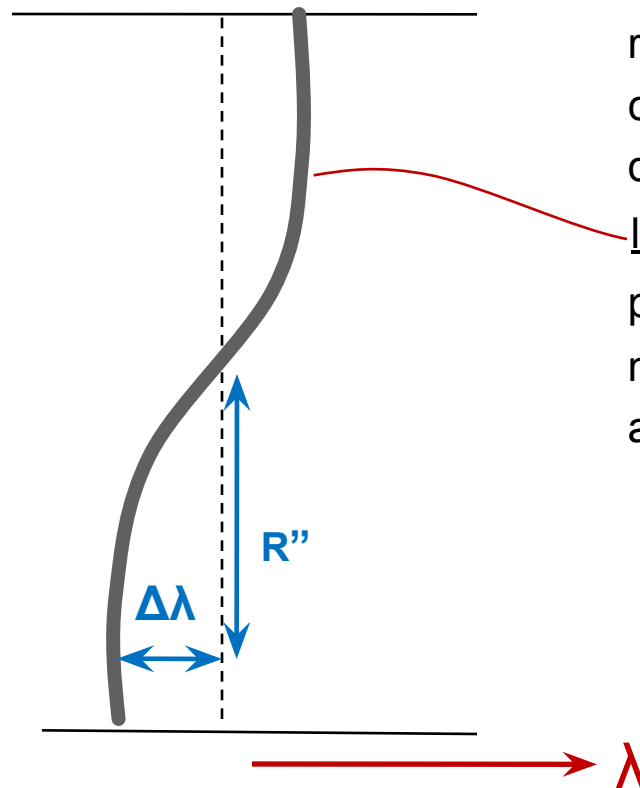
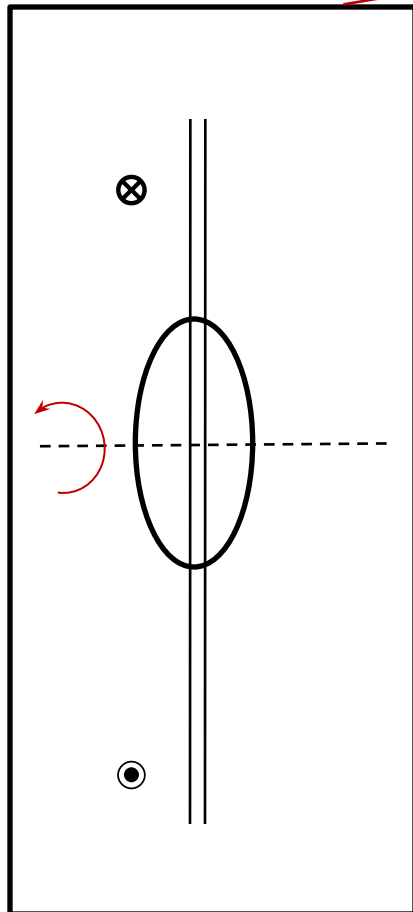
The masses of spiral galaxies are obtained from their *rotation curve* $v(R)$, which gives the variation of their rotational velocity with radius. Assuming that most of the mass is in the almost spherical bulge, the mass within radius R , $M(R)$, can be estimated from Kepler's third law:

$$M(R) = Rv(R)^2 / G.$$

Este sería *el caso más simple*, considerando por ej. el movimiento de una estrella o una región HII, ubicada a una distancia R del centro y moviéndose con velocidad $v(R)$. Pero claramente la masa no está distribuida en forma esférica y puede haber más masa a mayores distancias que el R considerado. Así solo obtendríamos una cota inferior de la masa total. Para obtener un valor más preciso es necesario considerar la curva de rotación de la galaxia.

Vimos cómo se puede obtener la curva de rotación de nuestra Galaxia. Cómo se obtiene la de otras galaxias? Se suelen combinar datos ópticos y de radio.

- Supongamos el *caso más simple*: una galaxia espiral vista de canto y observamos *líneas de emisión provenientes de regiones HII* (por ej, líneas de H y líneas prohibidas de elementos ionizados como ser [OII], [OIII], [NII], etc) así como líneas de absorción de estrellas masivas (aunque son más difíciles de observar). Corresponden a las zonas internas de la galaxia. *Las líneas aparecen deformadas debido a la rotación del disco galáctico*:

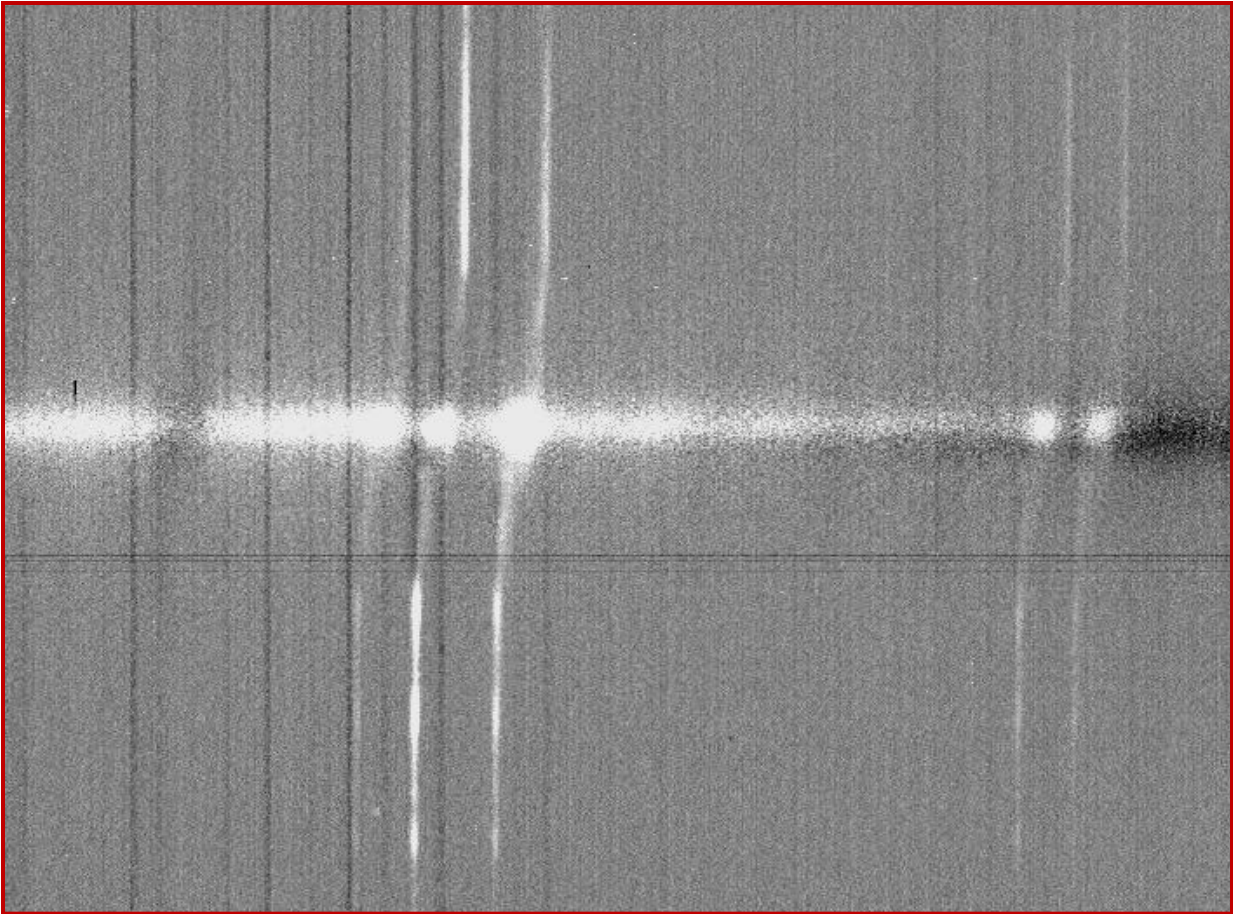


Ranura del espectrógrafo que contiene toda la galaxia, vista de canto, y que rota en torno a un eje que pasa por su centro. El espectro se dispersa en dirección perpendicular a la ranura. La línea se deforma hacia λ mayores por la parte del disco que “se aleja” y hacia λ menores la parte del disco que “se acerca” hacia nosotros (en el dibujo, la mitad superior e inferior, respectivamente).

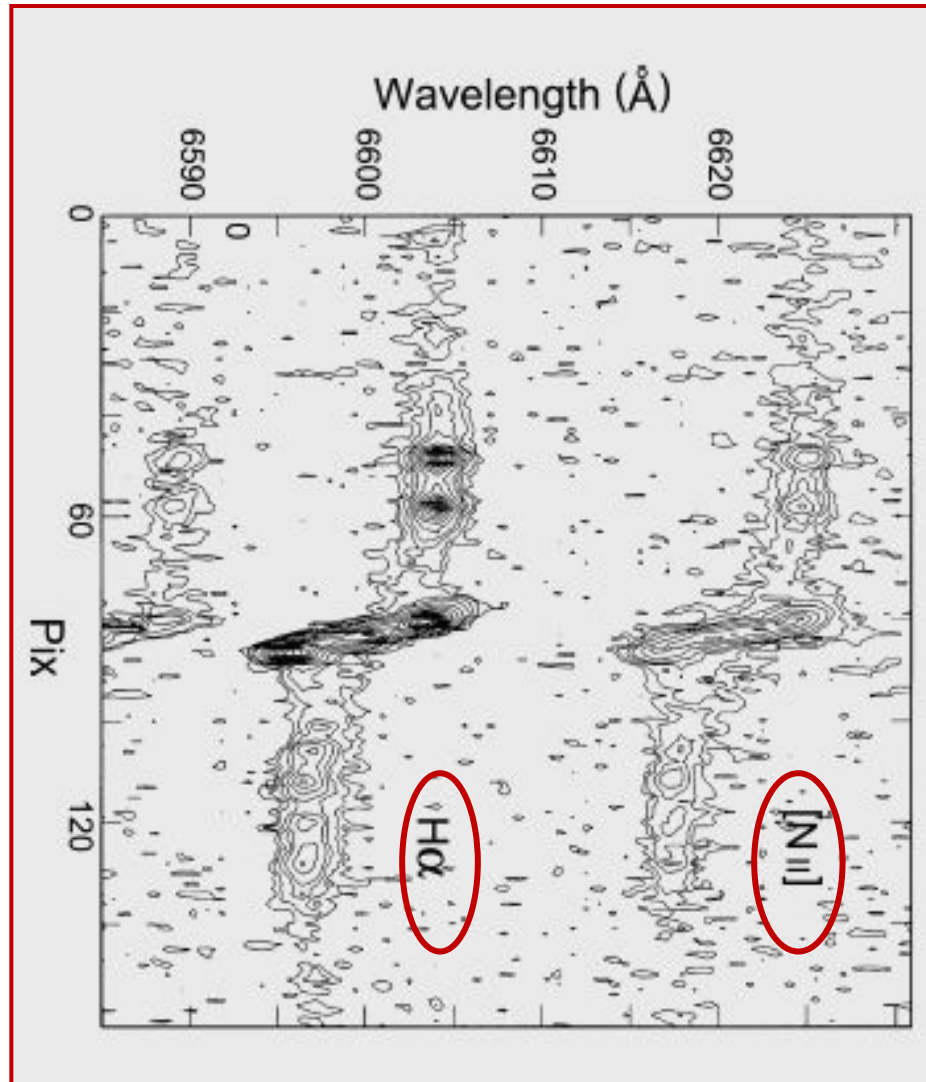
Conociendo la distancia d a la galaxia:

$$\Delta\lambda = \frac{V_{\text{rot}} \lambda_0}{c} \quad \text{y} \quad R[\text{kpc}] \propto R'' d$$

Ejemplo de líneas “deformadas” del espectro de una galaxia espiral



Ejemplo de líneas del espectro de una galaxia espiral



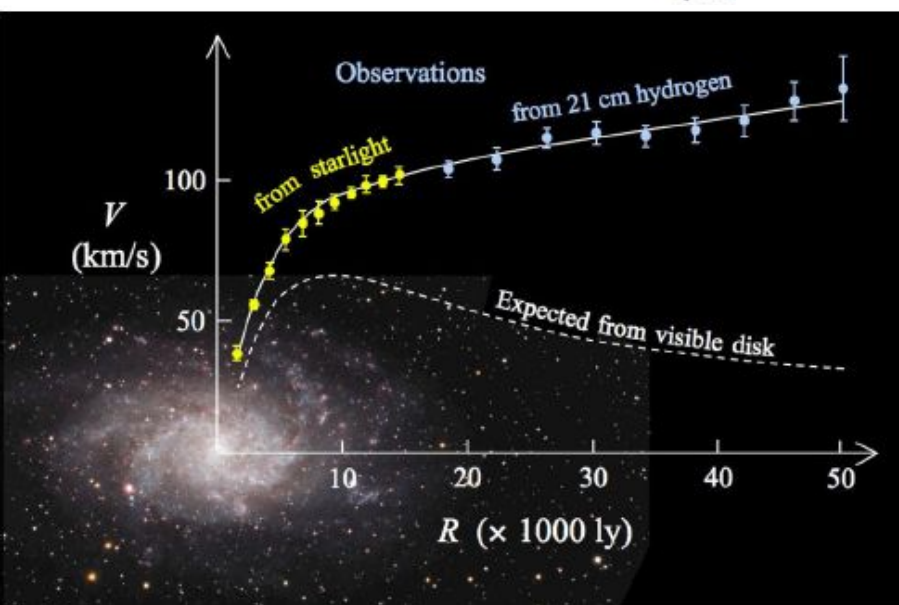
Sofue et al. 1999, PASJ 51, 737

Fig. 9. Slit spectrum of the H α 6563 Å and [N II] 6584 Å lines along the major axis of Sb galaxy NGC 4527 (Sofue et al. 1999).

Para completar la parte externa de la curva de rotación, a mayores radios galactocéntricos, se observa en radio con la **línea de 21 cm del HI** (las observaciones en radio se extienden mucho más que el disco en el óptico). También para la parte externa del disco se emplean objetos que no necesariamente comparten la rotación ni son coplanares, por ej: **nebulosas planetarias, cúmulos globulares, galaxias satélites**.

Más adelante veremos cómo se obtiene la curva de rotación en galaxias que no están de canto sino que tienen inclinaciones intermedias, que es el caso más general.

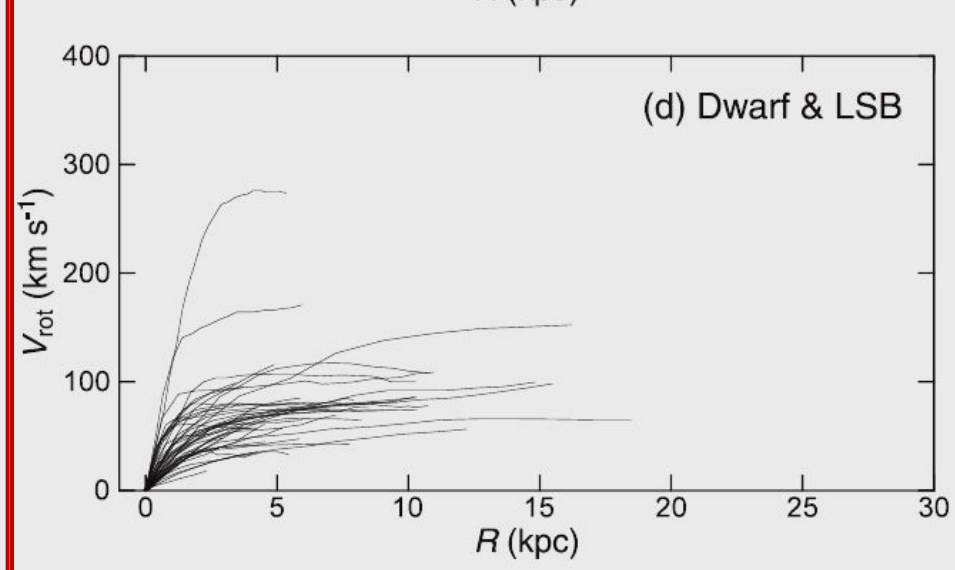
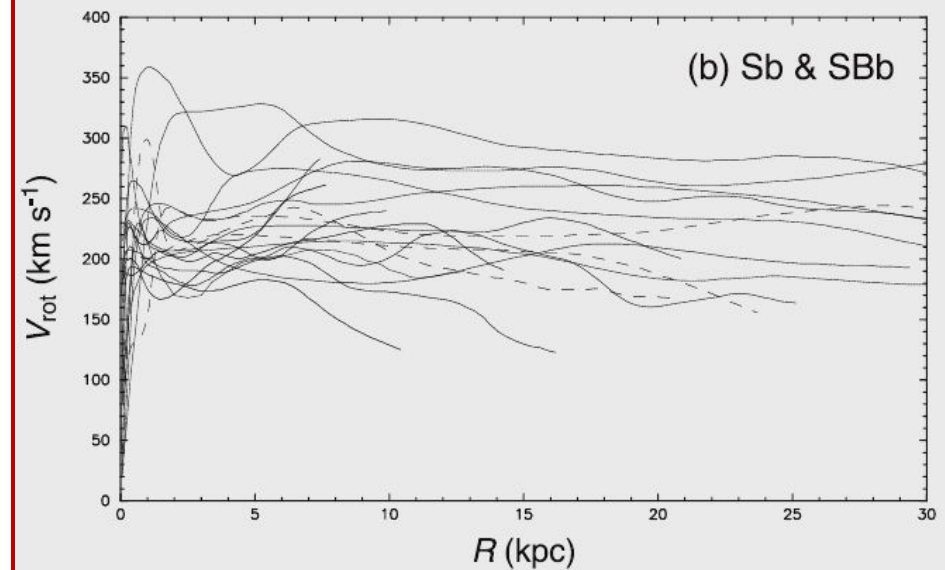
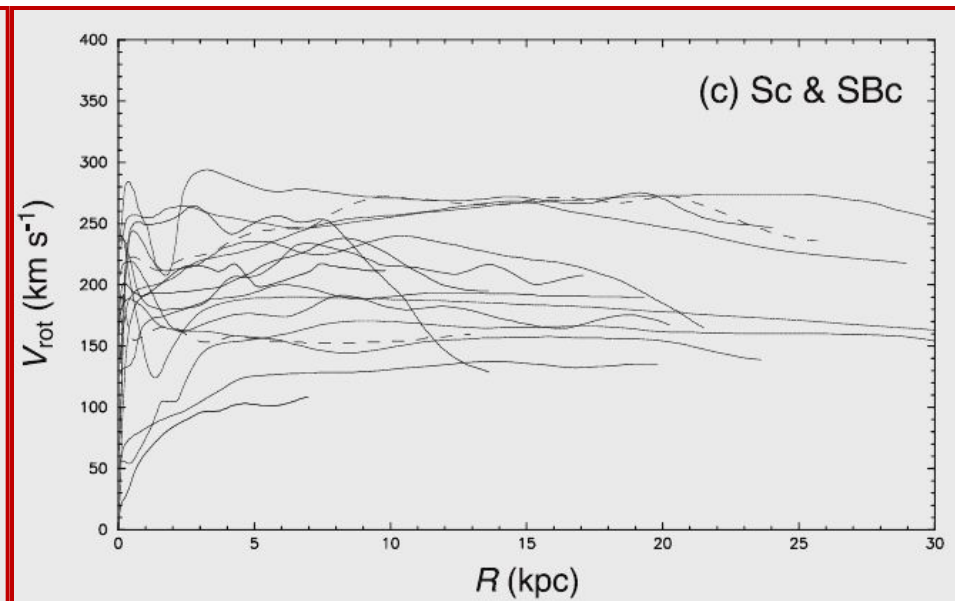
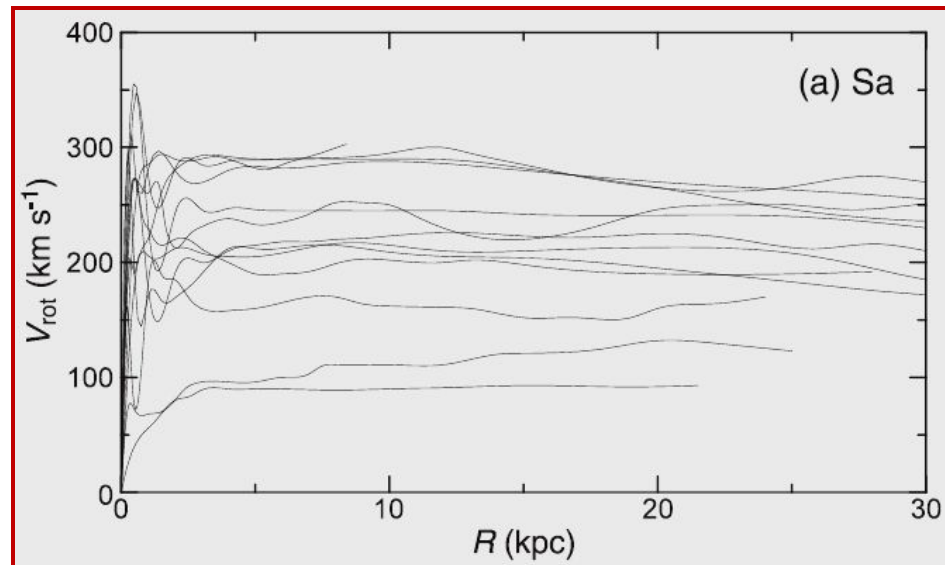
Veamos ahora qué aspecto tienen las curvas de rotación de galaxias espirales. Uno esperaría una dependencia $\propto \frac{1}{\sqrt{R}}$ para el caso Kepleriano. Pero lo que se observa es que



las curvas de rotación son planas (salvo la parte más central), al igual que en la Vía Láctea. No se puede justificar este comportamiento de las curvas de rotación con la masa “observable”. Hipótesis más aceptada: materia oscura (“dark matter”), materia que interactúa gravitatoriamente, pero no se puede observar. Se desconoce su composición.

Fig. 1 The image of M33 and the corresponding rotation curve (Corbelli and Salucci 2000). What exactly does this large anomaly of the gravitational field indicate? The presence of (i) a (new) non-luminous massive component around the stellar disk or (ii) new physics of a (new) dark constituent?

Curvas de rotación de galaxias espirales y enanas



Evidence for an unseen component in spiral galaxies – dark matter

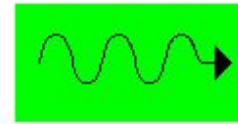
In the 1970s a problem related to the dynamics of galaxies came to light. Vera Rubin observed the light from HII regions (ionized clouds of hydrogen such as the Orion Nebula) in a number of spiral galaxies. These HII regions move with the stars and other visible matter in the galaxies but, as they are very bright, are easier to observe than other visible matter. HII regions emit the deep red hydrogen alpha (H-alpha) spectral line. By measuring the Doppler shift in this spectral line Rubin was able to plot their velocities around the galactic centre as a function of their distance from it. She had expected that clouds that were more distant from the centre of the galaxy (where much of its mass was expected to be concentrated) would rotate at lower speeds – just as the outer planets travel more slowly around the Sun. This is known as Keplerian motion, with the rotational speed decreasing inversely as the square root of the distance from the centre. (This is enshrined in Kepler's third law of planetary motion and can be derived from Newton's law of gravity.)

To her great surprise, Rubin found that the rotational speeds of the clouds did not decrease with increasing distance from the galactic centre and, in some cases, even increased somewhat. Not all the mass of the galaxy is located in the centre but the rotational speed would still be expected to decrease with increasing radius beyond the inner regions of the galaxy although the decrease would not be as rapid as if all the mass were located in the centre. To give an example; the rotation speed of our own Sun around the centre of the Milky Way Galaxy would be expected to be $\sim 160 \text{ km s}^{-1}$. It is, in fact, $\sim 220 \text{ km s}^{-1}$. The only way these results can be explained is that either the stars in the galaxy are embedded in a large halo of unseen matter – extending well beyond the visible galaxy – or that Newton's law of gravity does not hold true for large distances. The unseen matter, whose gravitational effects Rubin's observations had discovered, is called 'dark matter'.

“Introd. to Astronomy and Cosmology”, I. Morison

According to the currently widely accepted cosmological models most of the matter in the Universe is in a form that emits no radiation, and is only observable from its gravitational effects. In this Cold Dark Matter (CDM) theory the first systems to collapse and start forming stars were small, with masses like those of dwarf galaxies. Larger galaxies were formed later as these smaller fragments collected into larger clumps. This model, where most stars are formed in small galaxies is usually described as the hierarchical model.

Non-Baryonic Dark Matter Candidates



massive neutrino

problems

they exist, but very low mass



Weakly Interacting Massive Particles (WIMPs)

little to no evidence of their existence

□ Composición considerada para materia oscura fría (no-bariónica):

- **WIMPs**, or Weakly Interacting Massive Particles. According to this hypothesis, dark matter is a fundamental particle that is unfamiliar to us. There are many hypothetical particles that could have the right properties to act as dark matter, including neutralinos, axions, gravitinos, and much more

□ Si se considerara materia bariónica, es la hipótesis menos sustentable:

- **MACHOs**, or Massive Astrophysical Compact Halo Objects. According to this hypothesis, dark matter is composed of astrophysical objects that are faint but otherwise familiar. Possibilities include: brown dwarf stars, which are balls of gas that are too small to support nuclear fusion, so they do not shine ; white dwarf stars, which are dim stellar corpses planets; or black holes.

A modified form of Newton’s law called MOND (MOdified Newtonian Dynamics) was proposed by Mordechai Milgrom in 1981, who pointed out that Newton’s Second Law ($F = ma$) when applied to gravitational forces has only been verified when the gravitational acceleration is large and has never been verified where the acceleration, a , is extremely small – as would be the case for stars towards the edge of a galaxy where the gravitational forces are very weak. With a suitable choice of parameters the observed rotation curves of galaxies can be accurately modelled by the MOND theory; however, it has a much harder task explaining other observations that support the existence of dark matter, such as the dynamics of galaxy clusters and gravitational lensing,

Milgrom proposed to modify Newton’s second law when the acceleration is smaller than some value a_0 :

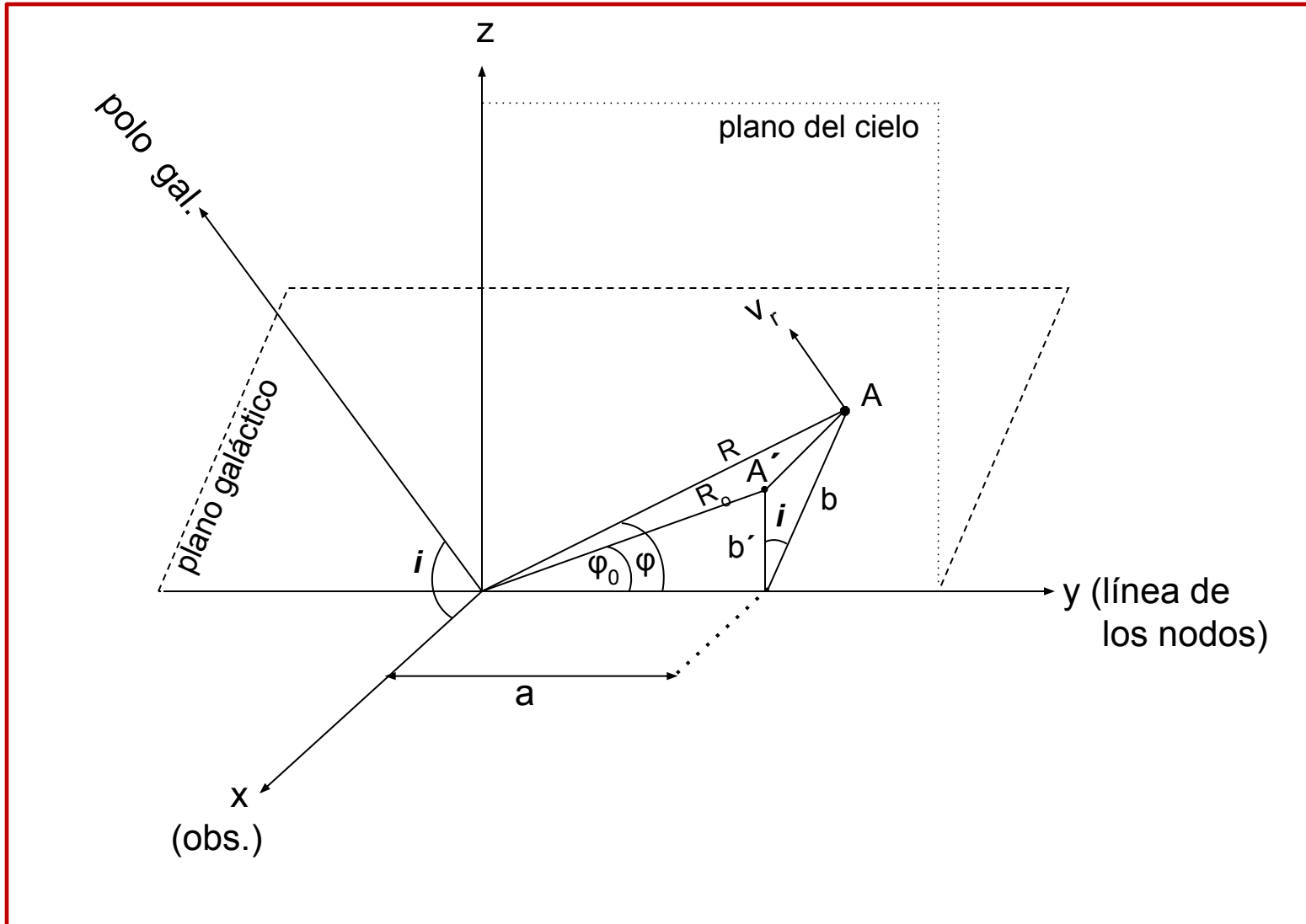
$$F = \begin{cases} m a & (a \gg a_0) \\ m \frac{a^2}{a_0} & (a \ll a_0) \end{cases} \quad (7.15)$$

This idea is known as **Modified Newtonian Dynamics (MOND)** because what changes is not the force of gravity but rather a particle’s response to the force. In a series of papers, Milgrom argued that applying MOND below $a_0 \sim 10^{-10} \text{ m s}^{-2}$ could explain galaxy rotation curves as well as an observed correlation between the rotation speeds and luminosities of spiral galaxies

“Principles of Astrophysics”,
Ch. Keeton

Determinación de la curva de rotación: caso general ($i \neq 90^\circ$)

- (y,z): plano del cielo
- El plano galáctico corresponde al disco, en él se ubica en A por ej una región HII, que rota en torno al centro con velocidad V_r y a una distancia R del centro. (R, V_r) será un punto en la curva de rot.



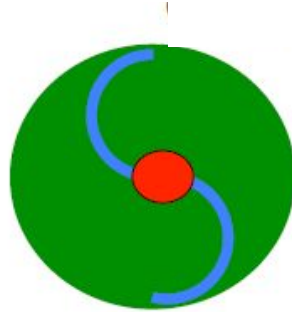
Φ_0, R_0, b' : son las proyecciones de Φ, R, b sobre el plano del cielo.

A' es la proyección del punto A sobre el plano del cielo.

a : es igual en el plano del cielo y en el plano galáctico.

Datos que se miden: Φ_0, R_0, b', a . Conociendo la distancia d a la galaxia, los tres últimos se miden en kpc.

□ Cálculo de la inclinación i : se asume que la *galaxia espiral vista de frente es circular*

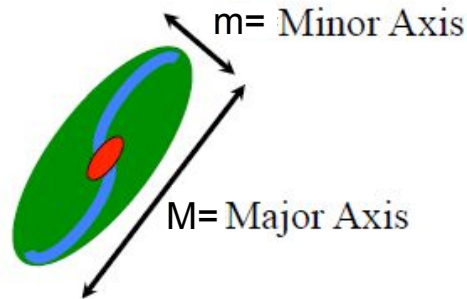


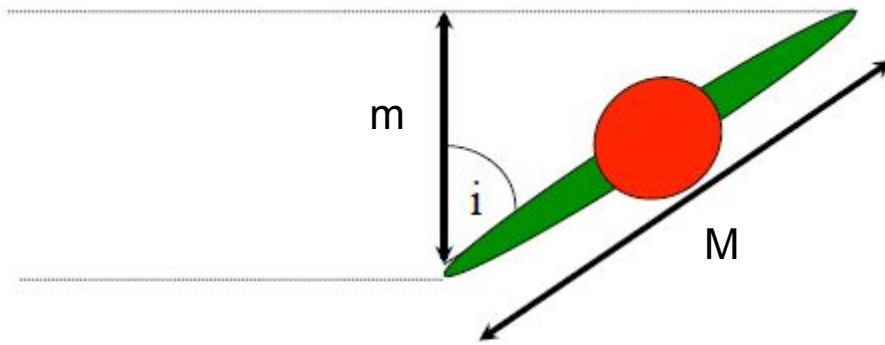
FACE-ON
Inclination= 0°



EDGE-ON
Inclination= 90°

Majority of galaxies are
somewhere in between





$$\cos i = \frac{m}{M}$$

- $m=M, i=0^\circ$
- $m=0, i=90^\circ$

M is always measurable

□ Cálculo de R y V_r :

$$\tan \varphi = \frac{b}{a}, \quad \tan \varphi_0 = \frac{b'}{a}, \quad \cos i = \frac{b'}{b} \Rightarrow b = \frac{b'}{\cos i}$$

$$a = R \cos \varphi = R_0 \cos \varphi_0 \Rightarrow R = \frac{R_0 \cos \varphi_0}{\cos \varphi}$$

El vector velocidad de rotación V_r está contenido en el plano galáctico y lo que se observa es la velocidad radial V_{rad} , que es su proyección en la dirección de la visual, así:

$$V_{\text{rad}} = V_r \sin(90 - \varphi) \sin i \Rightarrow V_r = \frac{V_{\text{rad}}}{\cos \varphi \sin i}$$

Una vez que se cuenta con la curva de rotación, es necesario encontrar un camino para llegar a la **determinación de la masa**. Para ello, se tiene en cuenta las distintas componentes estructurales de una galaxia S (*bulbo*, *disco*, *halo de materia oscura*, en algunos casos también el *gas*) y se asume una ley de distribución de masa para cada componente. Esas distribuciones de masa incluyen a la velocidad, lo que nos da el nexo buscado.

By the principle of superposition, densities and masses just add:

$$M_{\text{tot}} = M_{\text{disk}} + M_{\text{bulge}} + M_{\text{gas}} + M_{\text{halo}}$$

We have seen that expressions for mass involve v^2 , so the sum of masses translates into

$$v_{\text{tot}}^2 = v_{\text{disk}}^2 + v_{\text{bulge}}^2 + v_{\text{gas}}^2 + v_{\text{halo}}^2$$

To quantify the disk, bulge, and gas components, we can take the observed distributions and apply a mass-to-light ratio to obtain model mass distributions. If the mass-to-light ratio is not well known (see Sect. 7.1.1), it can be treated as a free parameter when fitting models to data.

Los parámetros (masas, radios de escala, etc) de las componentes individuales, se determinan en forma iterativa (por mínimos cuadrados, por ej) . Se dan primero valores aprox como condiciones iniciales y finalmente se ajustan todos los parámetros.

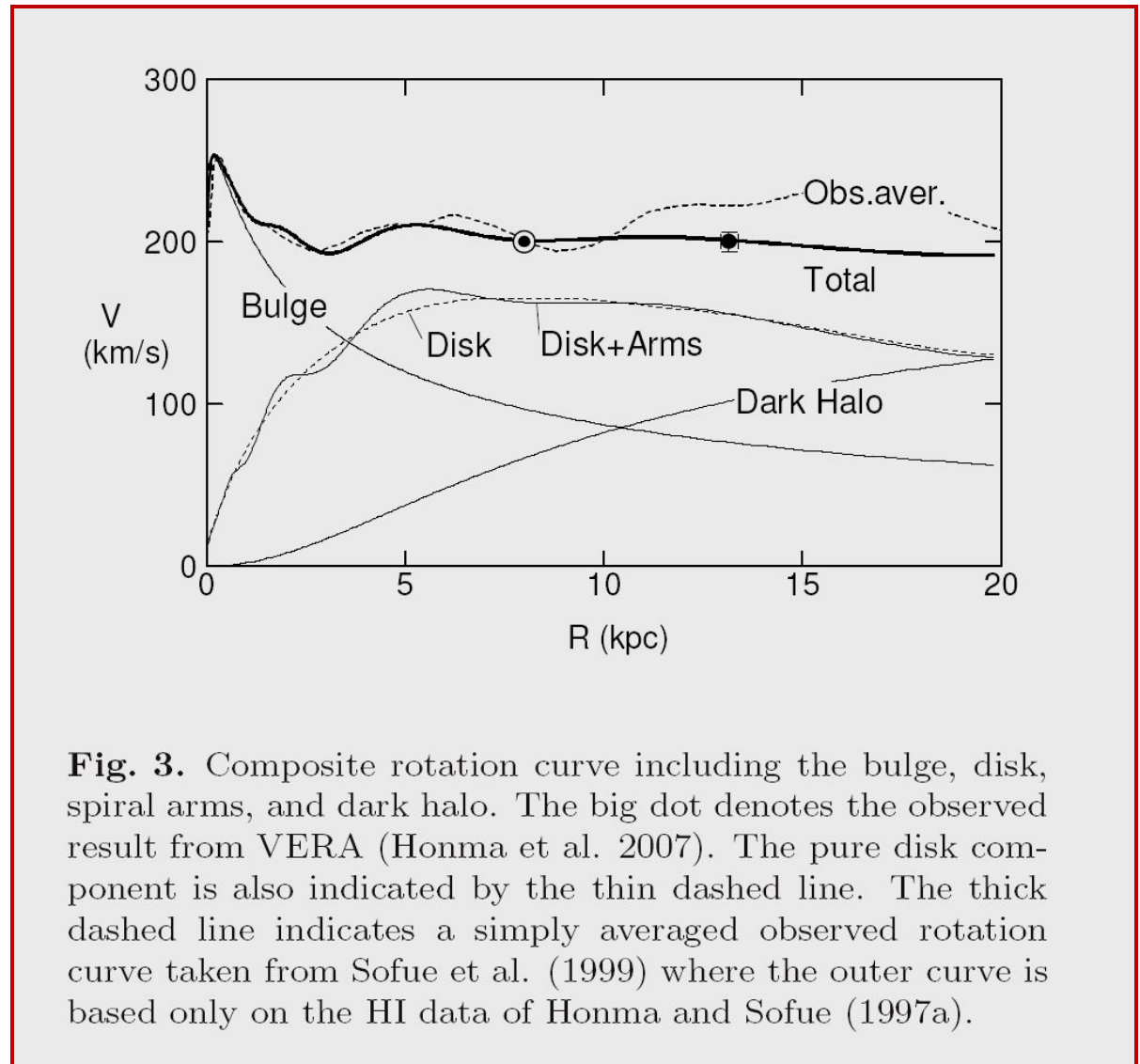
Suponiendo en cada caso $M/L = \text{cte}$, habrá proporcionalidad con la distrib de brillo proyectada, densidad de masa proyectada, etc de cada una de ellas.

Por ej se puede tomar para el *bulbo una distrib de de Vaucouleurs*, para el *disco una distrib exponencial* y para el *halo de materia oscura los perfiles de NFW* (Navarro, Frenk y White 1996, 1997).

✓ Valores típicos de masa luminosa de galaxias S: 10^8 a $10^{12} M_{\odot}$

✓ Masa *total* de la Vía Láctea (bulbo + disco + DM): $2 \times 10^{12} M_{\odot}$

Curva de rotación de la Vía Láctea



Sofue et al. 2009, PASJ 61, 227

**Curvas de rotación analíticas (a),
densidad (b), y masa $M(R)$ (c):
bulbo + disco + halo de DM**

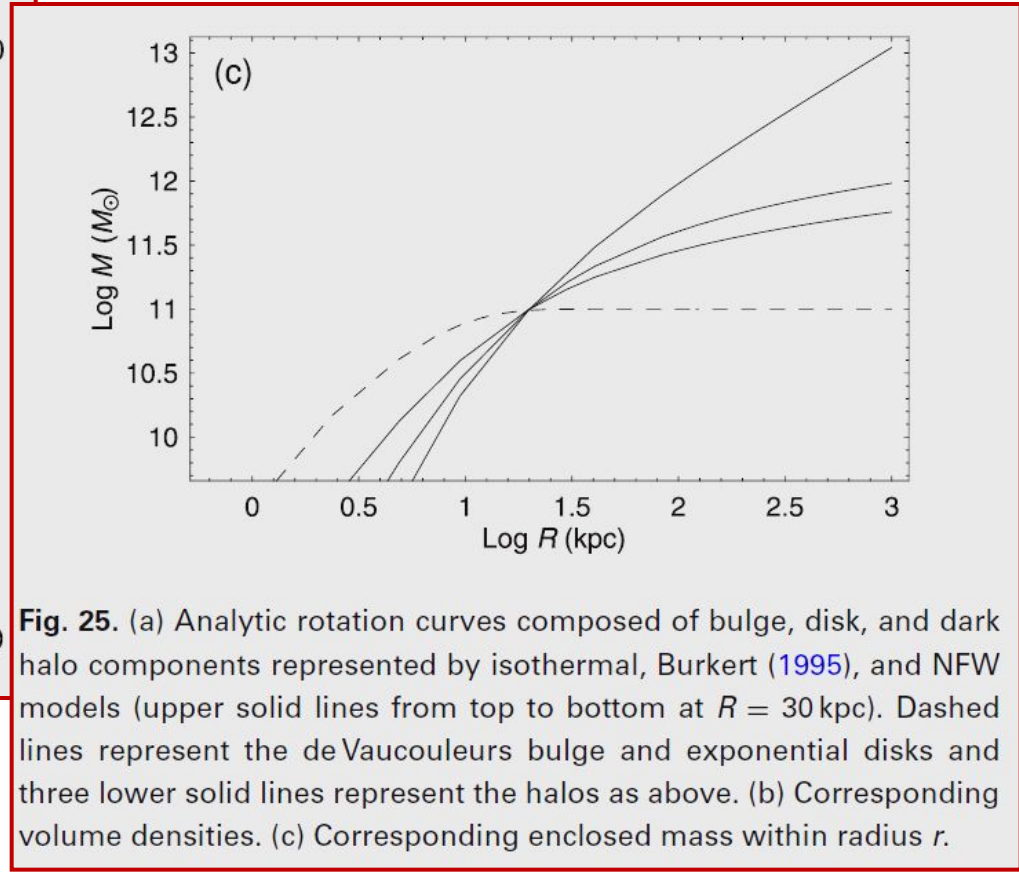
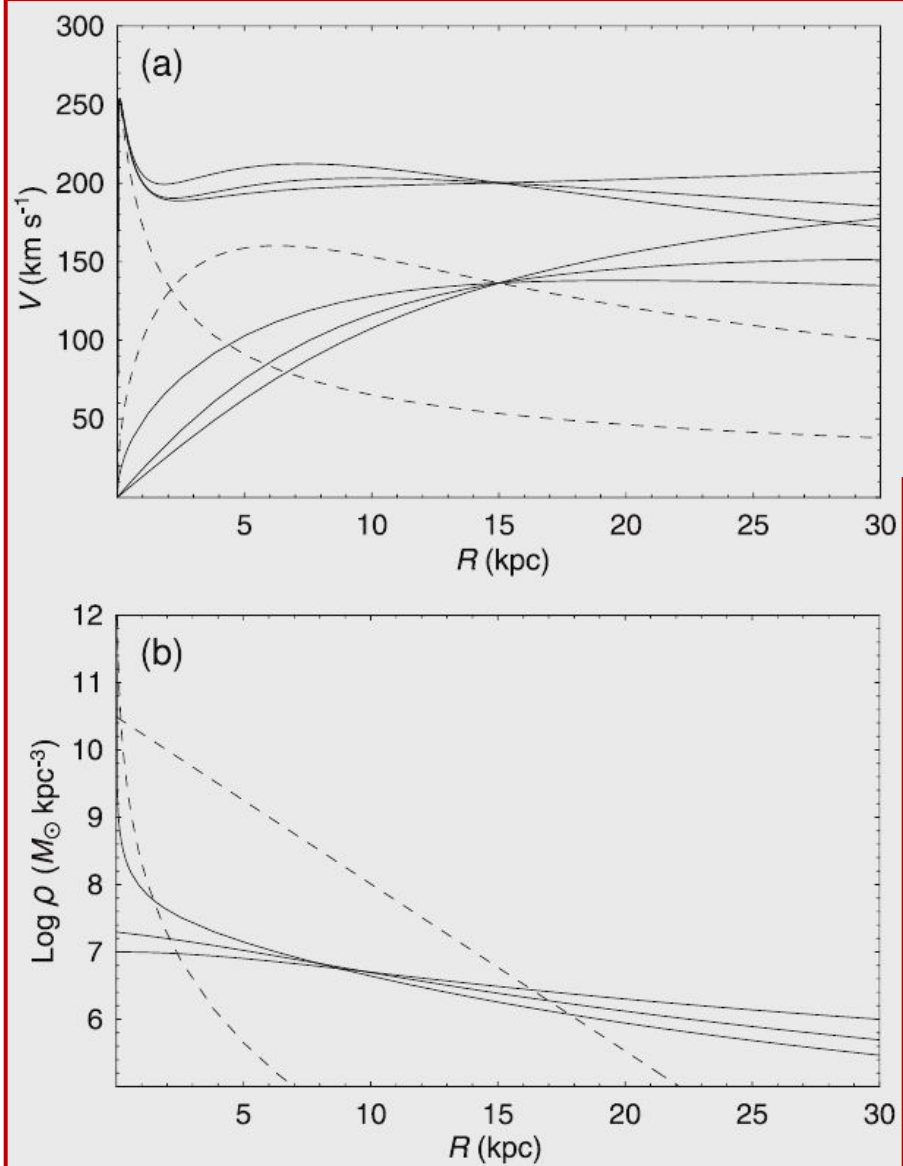


Fig. 25. (a) Analytic rotation curves composed of bulge, disk, and dark halo components represented by isothermal, Burkert (1995), and NFW models (upper solid lines from top to bottom at $R = 30$ kpc). Dashed lines represent the deVaucouleurs bulge and exponential disks and three lower solid lines represent the halos as above. (b) Corresponding volume densities. (c) Corresponding enclosed mass within radius r .

Masa estelar
(bulbo+disco)
vs.
masa total
(bulbo+disco+DM)

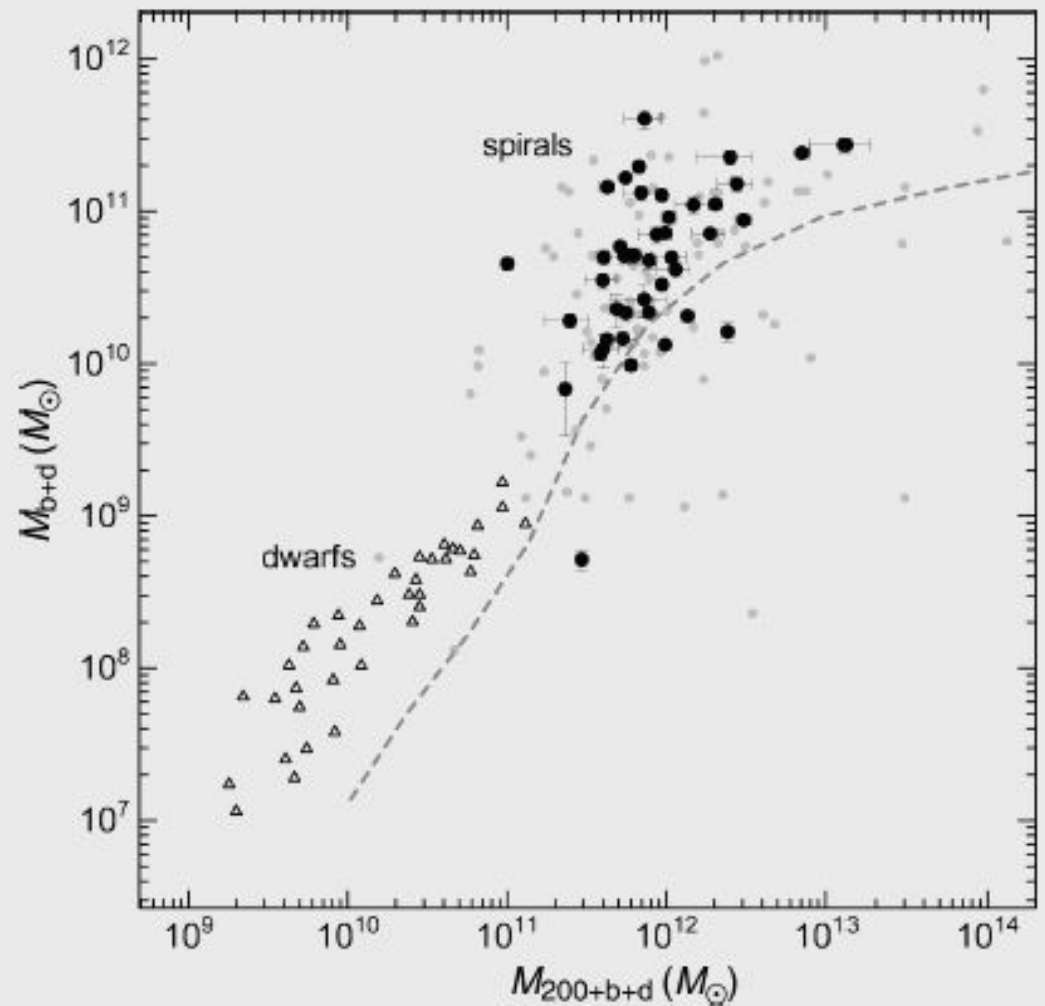


Fig. 33. $M_{b+d}-M_{200+b+d}$ relation compared with the stellar mass–total mass relation for dwarf galaxies (triangles: Miller et al. 2014) and simulation + photometry (dashed gray line: Behroozi et al. 2013). Black dots are the selected galaxies with reasonable fitting results, while small gray dots as well as black dots show non-weighted results from automatic decomposition of all rotation curves.

3- Masa de galaxias con halos que emiten rayos-X

El estudio de **sistemas extragalácticos en rayos-X** tuvo un gran avance al construirse satélites que permitieron realizar observaciones fuera de la atmósfera (recordemos que la atmósfera terrestre es opaca en las λ s de los rayos-X).

El primer paso importante fue el **satélite Einstein**, que funcionó entre 1978-1981, y tenía la capacidad de estudiar objetos extendidos. Mediante mapas de brillo superficial en X (μ_X), detectó la **existencia de halos X de galaxias que se extendían más que las imágenes correspondientes en el óptico, en galaxias elípticas masivas** ubicadas en el centro de cúmulos de galaxias (por ej. en la galaxia elíptica M87, la emisión en X es ~ 50 arcmin, y en el óptico ~ 30 arcmin).

Imágenes X (Chandra) e imágenes ópticas (DSS) de M87 y NGC1399

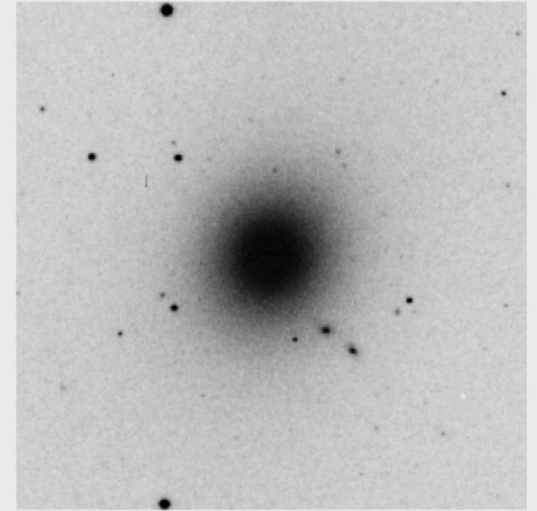
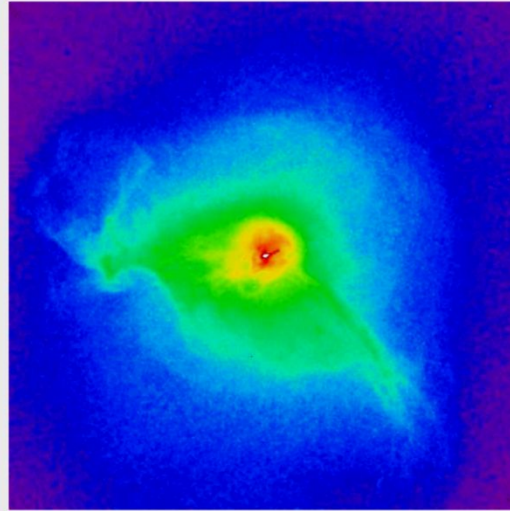


Figure 1. Central $10' \times 10'$ ($10' = 47$ kpc) region of the Chandra 0.6–2 keV (left) and DSS optical image (right) of M87. The galaxy appearance is very regular in the optical band, while the X-ray image is moderately disturbed. In these and other images throughout the paper, north is up and east is to the left.

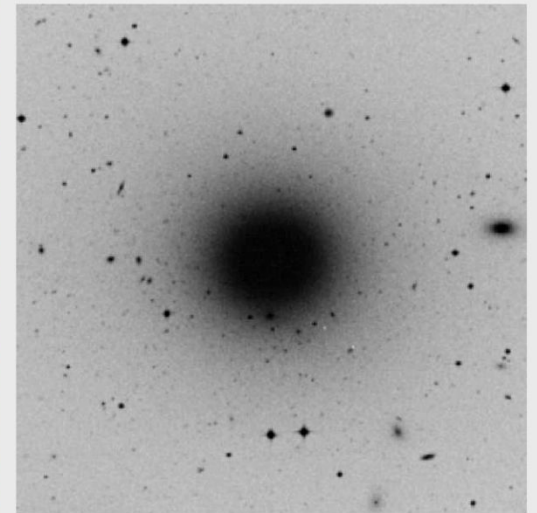
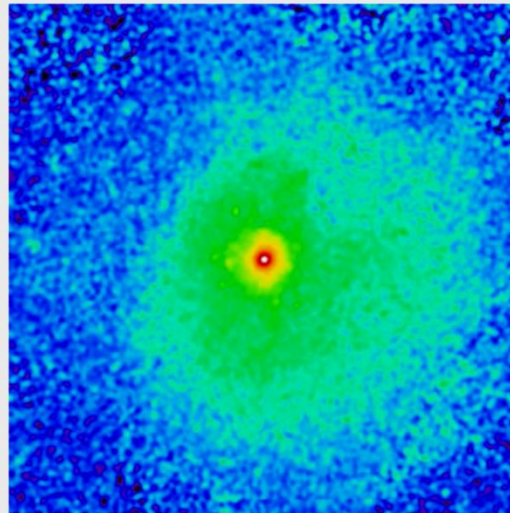


Figure 2. Central $10' \times 10'$ ($10' = 58$ kpc) region of the Chandra 0.6–2 keV (left) and DSS optical image (right) of NGC1399. As for M87, the optical galaxy is very regular, while the X-ray image shows only moderate deviations from spherical symmetry and appears considerably less disturbed than M87.

Churazov et al. 2008,
MNRAS 388, 1062

Uno de los estudios más notables fue el de la galaxia M87, que domina la parte central del cúmulo de Virgo. Veamos estos trabajos:

- Fabricant et al. 1980, ApJ 241, 552
- Fabricant et al. 1983, ApJ 267, 535

El estudio de M87 se basa en *dos tipos de datos obtenidos con el satélite Einstein*:

1) mapa de brillo superficial μ_x : medido en la banda de $E = 0.2 - 4$ KeV (en rayos X se acostumbra dar el rango de energía de fotones en vez del rango en λ).

Suponiendo simetría radial y restando el fondo o background (que puede deberse a la emisión del cúmulo en conjunto), se trazan anillos concéntricos y se construye el perfil de

brillo superficial (en el mismo rango de KeV) transformando las unidades a $\left[\frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{seg arcmin}^2} \right]$

versus distancia radial proyectada r_p [arcmin].

Mapa y perfil de brillo superficial X [0.2 a 4 KeV]

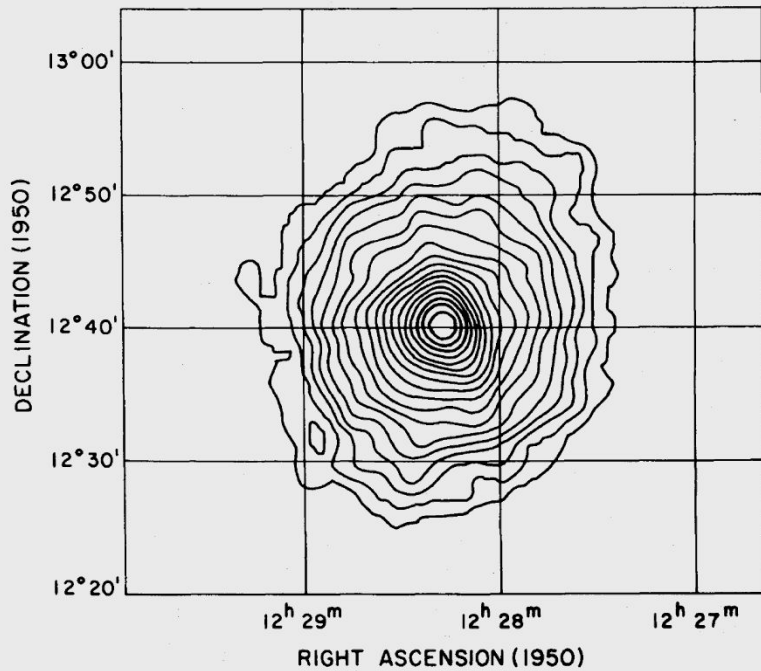


FIG. 2.—A 0.3–4.0 keV X-ray contour map made using data from the field centered on M87. Background has been subtracted, and a correction has been made for the vignetting of the telescope optics. The outermost contour is at a level of $\sim 1.9 \times 10^{-13}$ ergs $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{arcmin}^{-2}$, and the contour levels are separated by a factor of 1.2 in surface brightness. The data have been smoothed by convolution with a Gaussian function with $\sigma = 45''$. The outermost contour is slightly elliptical, with a ratio of major to minor axis of ≤ 1.2 . For an assumed distance to M87 of 15 Mpc, 1' corresponds to 4.4 kpc.

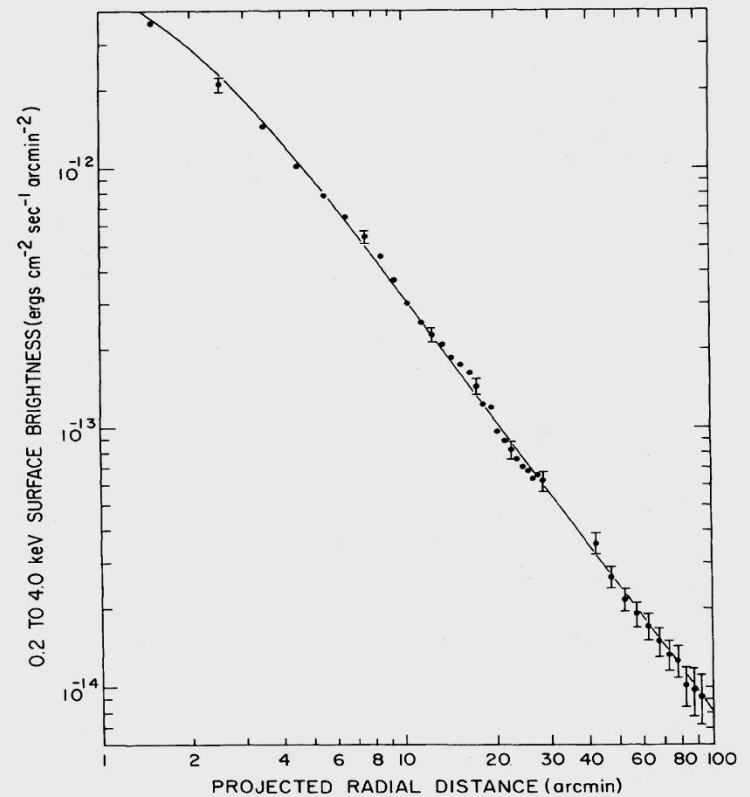


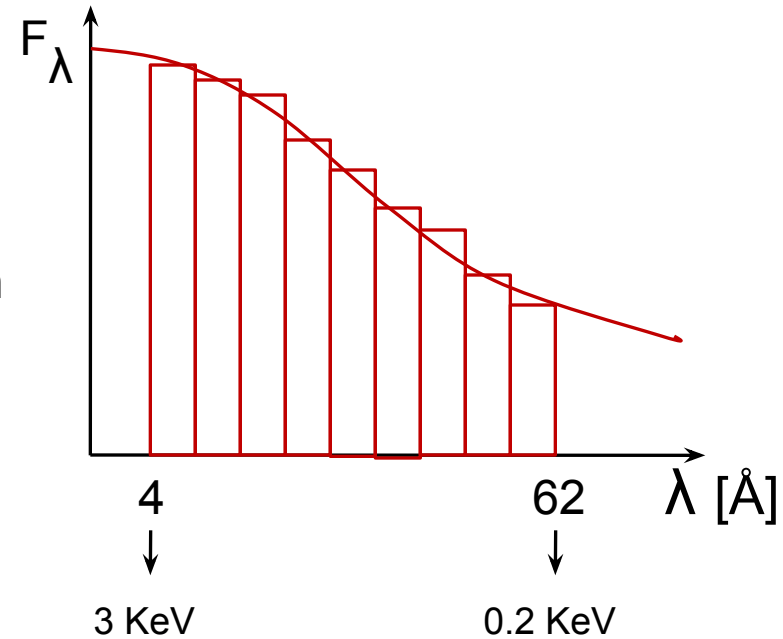
FIG. 3.—The 0.2–4.0 keV surface brightness profile of M87. Background has been subtracted, and a correction has been made for the vignetting of the telescope optics. The data within 30' are from the field centered on M87. Beyond 30', the average surface brightness of the four adjacent fields is shown. The curve indicates $S \propto [1 + (r/1.6)^2]^{-0.81}$. For a distance to M87 of 15 Mpc, 1' corresponds to 4.4 kpc.

2) análisis espectral : se analiza la distribución de flujo en un rango de 0.2-3 KeV, separándola en 9 rangos (o “canales”) de E (o de λ). El instrumento no es exactamente un espectrógrafo, pero lo que se obtiene es equivalente a \sim un espectro en ese rango.

Y esto se hizo para 6 intervalos de distancia radial , desde $r_p = 0$ hasta 27 arcmin. En resumen, se obtuvo una distrib de flujo para distintas distancias radiales (como anillos concéntricos). Para cada una de ellas se comparó con un modelo de espectro de un plasma en equilibrio y se calculó la T para cada dist radial . No se encontró un gradiente de T con la r_p , sino que la **T \sim cte** en el rango considerado.

Así se concluyó que la emisión X se debía a un gas isoterma

(Hoy en día la T se obtiene directamente de espectros en X).



□ Dónde se origina la emisión en rayos-X?

Gas muy caliente y difuso ($T \sim 10^7$ °K) que se encuentra *totalmente ionizado* (“plasma”). Los fotones X se emiten cuando un electrón libre es deflectado por un ion, es *radiación térmica libre-libre* (“bremsstrahlung”) que da origen a un continuo de fotones. Sobre ese continuo suele haber líneas de emisión de elementos pesados (por ej Fe).

La cantidad de colisiones que se producen (por unidad de tiempo y de volumen) va a ser *proporcional* a la densidad del plasma al cuadrado ρ_g^2 pues depende de la densidad de iones y de la densidad de electrones, y ambas son proporcionales a la densidad del gas ρ_g .

Así, la emisividad del gas j_v (E/unid de vol del emisor, unid de tiempo y de frec) es

proporcional a $j_v \propto \rho_g^2$.

□ Cómo obtenemos información sobre *la masa* de la galaxia?

Hipótesis:

- supongamos una **nube de de gas isoterma** (según resulta de las observaciones)
- con **simetría esférica** (por la alta presión del gas caliente, el plasma se distribuye esféricamente en el pozo de potencial de la galaxia)
- y en **equilibrio hidrostático** (entre la fuerza gravitatoria que ejerce la masa *total de la galaxia* y la presión del gas que emite en rayos-X)

Si consideramos un elemento de volumen dV , la fuerza grav con que la masa de la galaxia (dentro del radio r en que se ubica el dV) lo atrae hacia el centro se compensa con la presión del gas en sentido opuesto.

Sean: $M(r)$ la masa de la galaxia contenida en el radio r

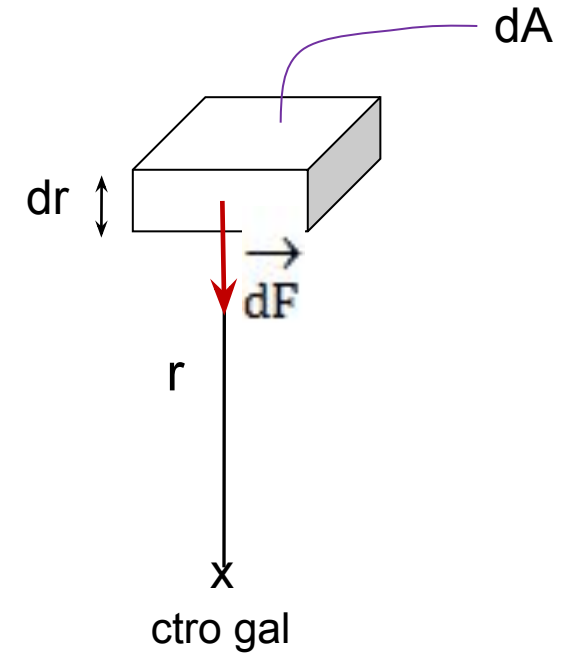
dm la masa del elemento de volumen $dV = dA dr$

dP_g la diferencia de presión del gas sobre el área dA

$$dF = - \frac{G M(r) dm}{r^2} = dP_g dA$$

$$dm = \rho_g dV = \rho_g dA dr$$

$$- \frac{G M(r)}{r^2} \rho_g dA dr = \frac{dP_g}{dr} dA dr$$



Por la *ley de gases ideales*, donde μ es el peso molecular medio ($\mu = \text{cte}$, corresponde a una mezcla de protones y electrones), m_H es la masa del átomo de H y T es la temp del gas:

$$P_g = \frac{\rho_g k T}{\mu m_H}$$

gas isoterma

$$\frac{dP_g}{dr} = \frac{k T}{\mu m_H} \frac{d\rho_g}{dr} + \frac{\rho_g k}{\mu m_H} \frac{dT}{dr}$$

Reemplazando y despejando la masa M(r):

$$M(r) = - \frac{k T}{\mu m_H} \frac{d\rho_g}{dr} \frac{1}{\rho_g} r^2$$

esta expresión nos da la **distribución de masa** con r. Notar que $\frac{d\rho_g}{dr} < 0$. La T se obtiene de

los espectros. Para calcular la densidad del gas y su gradiente (para cada dado r) se recurre al perfil de brillo superficial X :

1- se de-proyecta la distrib. de brillo sup μ_x (pasando de 2D a 3D)

2- vimos que la emisividad de un plasma caliente (totalmente ionizado) es $j_v \propto \rho_g^2$

3- se puede obtener de este modo el perfil de densidad ρ_g , y con éste la densidad y su gradiente $\frac{d\rho_g}{dr}$ para cualquier radio r .

Notar que **la masa $M(r)$** que se obtiene en este caso, es *toda* la masa que actúa gravitatoriamente sobre el gas caliente, por lo tanto *incluye tanto la masa bariónica (luminosa) como la materia oscura.*

Para el caso de M87 se obtuvo una masa total dentro de un radio de 300 kpc:

$$M_{\text{tot}}(r < 300 \text{ kpc}) = 3 \text{ a } 6 \times 10^{13} M_{\odot}$$

donde la masa de gas caliente representa entre 10% y 20% de la masa luminosa en estas galaxias masivas.

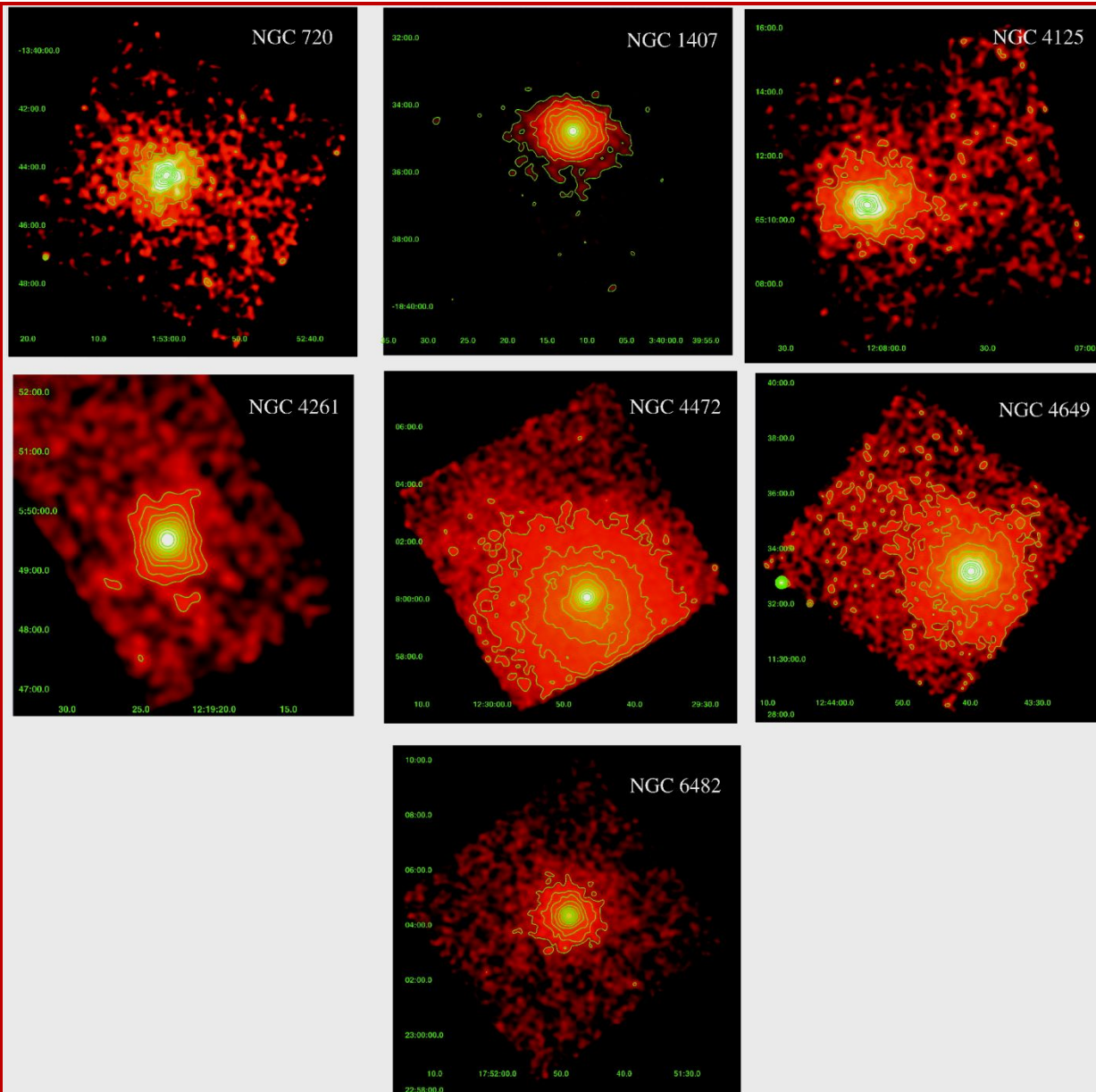
Con tales valores de masa se llega a una relación masa-luminosidad $M_{\text{tot}}/L > 500 M_{\odot}/L_{\odot}$!
cuando considerando solo la materia luminosa en galaxias E es aprox: $M_{\text{lum}}/L_B \cong 10 M_{\odot}/L_{\odot}$

Este método **también se aplica a galaxias elípticas normales**. Para todas las E es necesaria la materia oscura para explicar las observaciones.

Más del 90% de la masa total es materia oscura.

Este método de halos-X, junto a las curvas de rotación planas de galaxias espirales y la determinación de masa de cúmulos de galaxias, son tres pruebas que muestran que se requiere *mucha más masa que la de estrellas y gas* para explicar las observaciones.

[Con telescopios X más modernos, de mayor resolución y sensibilidad (por ej. Chandra, XMM) se han detectado pequeñas variaciones de la T que son tenidas en cuenta al calcular la masa.]

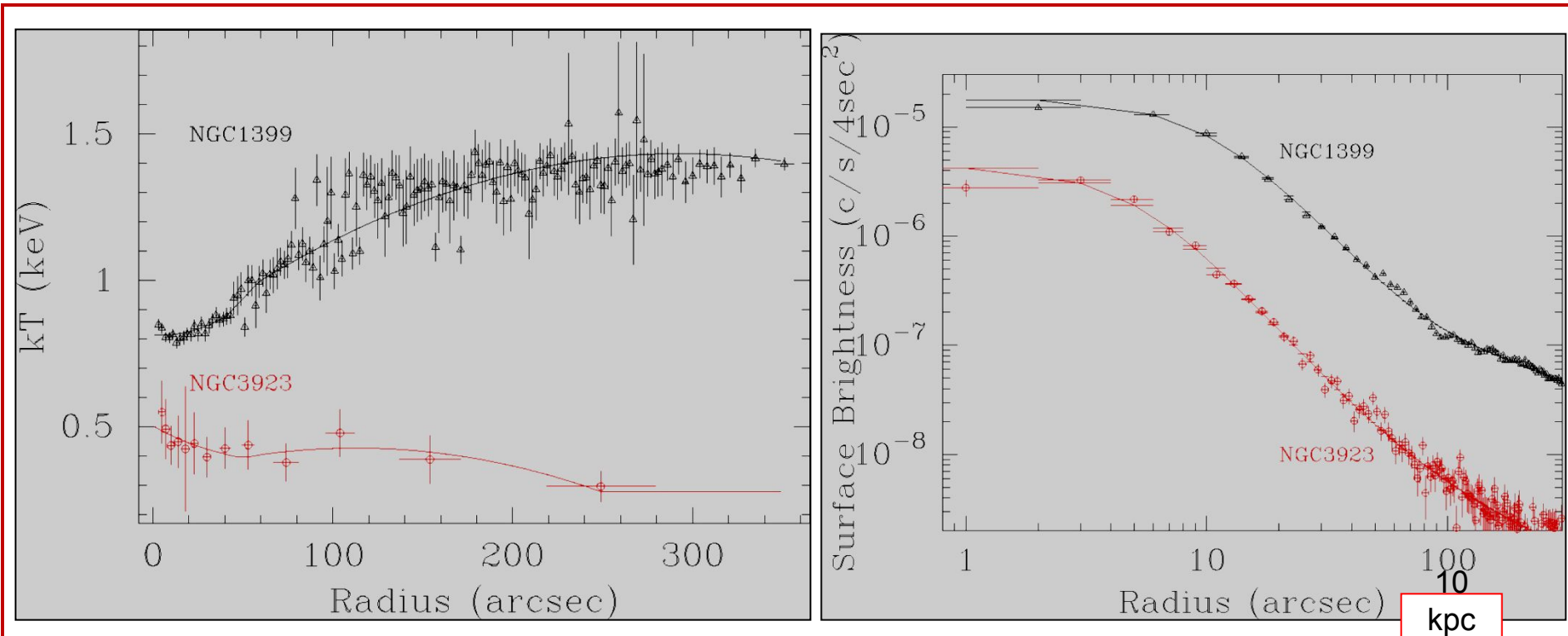


**Imágenes X (Chandra)
de galaxias E**
(en la mayoría se observan
distribuciones de brillo sup
proyectado aprox circulares)

Humphrey et al. 2006,
ApJ 646, 899

FIG. 1.—X-ray images of each of the galaxies in the sample. None of the systems show evidence of large-amplitude disturbances, which would indicate a violation of hydrostatic equilibrium. Some lower amplitude asymmetries do persist in some of the images, which we discuss in detail in § 7.4.

Perfiles de T y de brillo superficial X [0.5 a 1.5 KeV] de NGC 1399 y NGC 3923



10
kpc
9
kpc

Fukazawa et al. 2006, ApJ 636, 698

Perfiles de masa de galaxias E

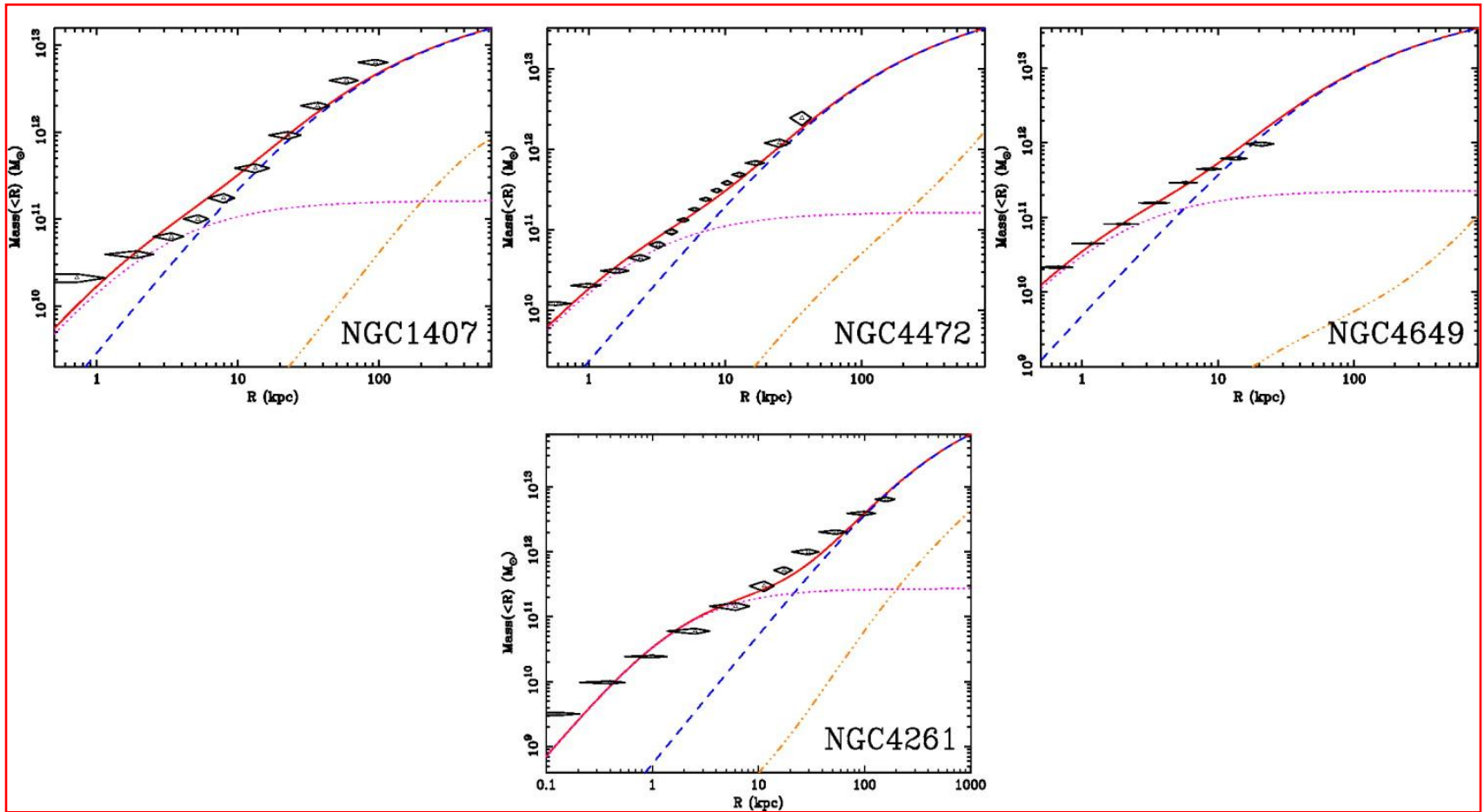


FIG. 6.—Mass profiles for each galaxy. The data points were computed using parameterized profile modeling (§ 6.4). In addition we show the best-fit NFW+stars mass models from assumed potential modeling, which generally agree reasonably well with the data points, indicating the consistency of both approaches to determine the mass profiles. We show the total gravitating mass model (*solid line*) and, separately, the stellar mass contribution (*dotted line*), the DM contribution (*dashed line*), and the gas mass (*dash-dot-dot-dot line*). The models are extrapolated out to R_{vir} . Errors shown are 1σ .

4- Galaxias binarias

Las galaxias binarias son útiles para determinar la masa M o relación masa- luminosidad M/L *totales* de galaxias, así como las estrellas binarias permiten determinar las masas estelares. Sin embargo, en el caso de galaxias binarias los **períodos son tan largos** que no es posible determinar órbitas y por lo tanto *no es posible determinar masas individuales* (o M/L individuales). Se requiere un tratamiento estadístico de una muestra pues no se conocen los parámetros individuales de la órbita, y se obtienen **masas o M/L promedio**. En particular, se han utilizado las galaxias binarias para determinar M/L de galaxias.

Un problema importante es *la selección* de galaxias binarias, o sea cómo optar por los casos en que las galaxias están realmente ligadas, y no solo cercanas en proyección pero sin interacción real. Por otra parte, si la órbita es muy abierta es probable que no se la identifique como binaria. En general, los dos parámetros observables más importantes son: **la distancia proyectada entre las dos galaxias R_p y la diferencia en velocidad radial ΔV_R** .

También se tienen en cuenta las magnitudes (si por ej se va a determinar una M/L promedio deberían ser galaxias de propiedades “similares”) y se trata de descartar casos en que haya otras galaxias cercanas a la binaria que puedan afectarla (son muy comunes los grupos de galaxias).

Al no conocer las órbitas, es necesario realizar muchas hipótesis para calcular las masas: se consideran órbitas circulares, que las galaxias interaccionan como masas puntuales, se descartan por ej casos en que haya puentes o efectos de marea entre ellas pues se asume

que no hay materia intergaláctica), que las órbitas están orientadas al azar, que no hay materia por fuera de la binaria, etc.

“... the mass of galaxies varies by about 3 orders of magnitude from dwarf galaxies to giant ellipticals. A better quantity that represents the mass of galaxies is the M/L. The M/L of galaxies is expected to vary much less than the mass itself, and hence we focus on the M/L of pairs”.

Así lo que se obtiene es (M_1+M_2/ L_1+L_2) , esto es una $\langle M/L \rangle$ para el tipo de galaxias del que está conformado el par.

En las galaxias en general se mide la relación M/L considerando la luminosidad en el azul: M/L_B . Es claro el efecto de la *formación estelar* en los valores que se obtienen.

	cD	E	S0/SB0
$\langle M/L_B \rangle (M_\odot/L_\odot)$	> 100	10–100	~ 10

	Sa	Sb	Sc	Sd/Sm	Im/Ir
$\langle M/L_B \rangle (M_\odot/L_\odot)$	6.2 ± 0.6	4.5 ± 0.4	2.6 ± 0.2	~ 1	~ 1

	dE	dSph
$\langle M/L_B \rangle (M_\odot/L_\odot)$	~ 10	5–100

Carroll & Ostlie:
“An Introduction to
Modern Astrophysics”