

# Tema 1:

# Introducción

**Asignatura 800530 (Grado en Física)**

**Créditos: 3.0 teoría+1.5 problemas.**

**Horario y aulas:**

<b>L</b>	<b>10:30-12:00</b>	<b>Aula 8A</b>
<b>V</b>	<b>09:00-10:30</b>	<b>Aula 8A</b>

**Exámenes: 24 de Junio a las 16:00 y 9 de Septiembre a las 08:30**

**Profesor: Pablo G. Pérez González**

**Despacho 10 en Dpto. de Astrofísica y CC. De la Atmósfera, 1ª planta módulo W.**

**Tutorías: LMX de 15:30-16:30 (mejor avisar antes: [pgperez@fis.ucm.es](mailto:pgperez@fis.ucm.es)),  
otros días y horarios posibles previo aviso.**



# Campus virtual y Programa DOCENTIA

## Astrofísica Extragaláctica 2012/2013 (Grado)

You are logged in as PABLO GUILLERMO PEREZ GONZALEZ (Logout)

MiCampus ▶ 12-200079



Switch role to...



Turn editing on

### People

Participants

### Activities

Forums  
Resources

### Search Forums

Go

Advanced search ?

### Administration

Turn editing on  
Settings  
Grades  
Outcomes  
Groups  
Backup  
Restore  
Import  
Reset  
Reports  
Questions  
Files

### Topic outline

## Astrofísica Extragaláctica

Grado en Física, curso 2012/2013

- Temas en PPTX.
- Ejercicios.
- Info sobre trabajos.
- Cambios horario.
- Notas.
- Avisos (e.g., expectativas).
- (Docentia)



**Profesor:** Pablo G. Pérez González

Despacho 10 en la planta 1 del ala W (Dpto. de Astrofísica y CC. de la Atmósfera).

Esta asignatura del Grado en Física se impartirá en el segundo cuatrimestre del curso 2012/2013.

La página web de la asignatura estará disponible en Enero de 2013. Por ahora, los estudiantes interesados en conocer contenidos pueden consultar la [página web de la asignatura "Astrofísica Extragaláctica y Cosmología"](#) de Licenciatura, cuyo temario es parecido al de "Astrofísica Extragaláctica" de Grado, salvo la parte de Cosmología.

### Latest News

Add a new topic...

5 ene, 18:06  
PABLO GUILLERMO PEREZ GONZALEZ  
Pregunta sobre vuestras expectativas [more...](#)  
[Older topics ...](#)

### Upcoming Events

There are no upcoming events

[Go to calendar...](#)  
[New Event...](#)

### Recent Activity

Activity since [miércoles, 13 febrero 2013, 11:53](#)  
[Full report of recent activity...](#)

Nothing new since your last login

# Clases y Evaluación

- **Habrás clases magistrales de Astrofísica Extragaláctica (~32 horas).**
  - ◆ Clases a través de presentaciones Powerpoint (bajar de web).
  - ◆ **iiiNo intentéis leer todo!!!** Texto sirve de guía para apuntes.
  - ◆ **iiiSolo de guía!!!! Estudiar a partir de bibliografía.**
  - ◆ Muchas gráficas directamente extraídas de artículos científicos.
  - ◆ Fijaos mejor en figuras mientras las explico.
  - ◆ Paradme si voy rápido (y voy a ir rápido!!!).
  - ◆ Preguntad si no explico bien una figura. Yo sé lo que se midió y significa y puedo saltarme información importante que considero obvia (pero no lo es!!).
  - ◆ La asignatura es en gran parte cualitativa. Intentaré cuantificar pero es difícil en algunos casos.
  - ◆ Leer temas antes de clase es MUY MUY recomendable.
- **Clases de Problemas (11 horas).**
- **Clases dedicadas a presentación de trabajos en grupo sobre artículos interesantes (~2-3 horas).**



# Clases y Evaluación

## Evaluación:

- ◆ Examen teórico y práctico.  
(evaluado sobre 7-8 puntos -40% mínimo-).
- ◆ Una tanda de problemas para entregar individualmente (obligatorio).  
(evaluados sobre 1 punto).
  - ◆ Entrega: 1 de Junio.
- ◆ Trabajo y exposición en grupo sobre artículo interesante (opcional).  
(evaluado sobre 1 punto).



# Trabajos evaluables

- ◆ **Problemas:** Es un trabajo individual que os puede valer 1 punto.
- ◆ **Exposición e informe sobre artículos reales.** Un trabajo en grupos de 2-3 personas. Pido una exposición de un máximo de 10 minutos sobre el contenido del artículo con 5 minutos para preguntas y discusión. Además debéis entregar un informe de 2 páginas máximo. Será al final del curso, aunque si algún grupo lo tiene antes lo podemos adelantar.

Los artículos que propongo son los más citados de la historia. Aquí está la lista. Puedo admitir otros. <sup>iii</sup>El primero que llega elige!!!



# Trabajos evaluables

- 1. *Stellar population synthesis at the resolution of 2003*, Bruzual & Charlot 2003, MNRAS, 344, 1000.**
- 2. *Type Ia Supernova Discoveries at  $z > 1$  from the Hubble Space Telescope: Evidence for Past Deceleration and Constraints on Dark Energy Evolution*, Riess et al. 2004, ApJ, 607, 665.**
- 3. *The Demography of Massive Dark Objects in Galaxy Centers*, Magorrian et al. 1998, AJ, 115, 2285.**
- 4. *Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars*, Springel et al. 2005, Nature, 435, 629.**
- 5. *On the variation of the Initial Mass Function*, Kroupa 2001, MNRAS, 322, 231.**
- 6. *Star formation along the Hubble sequence*, Kennicutt 1998, AR&A, 36, 189.**



# Trabajos evaluables

7. *The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies*, Calzetti et al. 2000, ApJ, 533, 682.
8. *A Redshift Survey of the Submillimeter Galaxy Population*, Chapman et al. 2005, ApJ, 622, 772.
9. *High-redshift galaxies in the Hubble Deep Field: colour selection and star formation history to  $z \sim 4$* , Madau et al. 1996, MNRAS, 283, 1388.
10. *Galaxy Colors in Various Photometric Band Systems*, Fukugita et al. 1995, PASP, 107, 945.
11. *Stellar masses and star formation histories for  $10^5$  galaxies from the Sloan Digital Sky Survey*, Kauffmann et al. 2003, MNRAS, 341, 33.



# Bibliografía

- 1) *An Introduction to Galaxies and Cosmology*, M. H. Jones & J.A. Lambourne, The Open University-Cambridge, edición 2007 (primera en 2003), \$43 en amazon.com, £30 en amazon.co.uk. **JL07**.
- 2) *Extragalactic Astronomy & Cosmology, An Introduction*, P. Schneider, Springer, edición 2006, \$70 en amazon.com, 50€ en amazon.es. **S06**.
- 3) *An Introduction to Modern Astrophysics*, B.W. Carroll & D.A. Ostlie, Pearson-Addison Wesley, 2007, \$75 en amazon.com, £55 en amazon.co.uk. **C007**.
- 4) *Galaxy Formation and Evolution*, H. Mo, F. van den Bosch, S. White, Cambridge, 2010, \$68 en amazon.com, £50 amazon.co.uk. **MvdBW10**.
- 5) *Galactic Astronomy*, J. Binney & M. Merrifield, Princeton, 1998, \$54 en amazon.com, £37 en amazon.co.uk.
- 6) NED Level 5 en <http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5>.
- 7) ADS en [http://adsabs.harvard.edu/abstract\\_service.html](http://adsabs.harvard.edu/abstract_service.html).



# Temario de Astrofísica Extragaláctica

- 1. Introducción.**
- 2. La Vía Láctea.**
- 3. Parámetros físicos básicos de las galaxias.**
- 4. Poblaciones estelares en galaxias.**
- 5. Galaxias con núcleos activos.**
- 6. Propiedades estadísticas de las galaxias.**
- 7. Distribución espacial de galaxias.**
- 8. Formación y evolución de galaxias: teoría y observaciones.**
- 9. Galaxias en el contexto cosmológico.**
- 10. Medidas directas de parámetros cosmológicos del Universo.**



# Expectativas generales

**El curso pretende dar una visión general de nuestro conocimiento actual sobre las galaxias, partiendo de una descripción detallada de sus características observacionales en todas las zonas del espectro electromagnético, y presentando las teorías actuales que interpretan esas observaciones en el contexto general de la formación y evolución de galaxias en el Universo.**

**Los conocimientos que se deben adquirir en este curso incluyen la composición de las galaxias y las propiedades básicas de esos componentes, su estructura interna, su distribución espacial y evolución temporal, los distintos tipos de galaxias, y los parámetros básicos que definen las galaxias.**



# Objetivos del tema 1

- **Introducción histórica sobre el estudio de galaxias y algunos conocimientos básicos de Astrofísica (¿los tenéis?).**
  - ◆ **Magnitudes físicas y unidades en Astrofísica.**
  - ◆ **Luminosidades, flujos e intensidades.**
  - ◆ **Fotometría y espectroscopía. Sistema de magnitudes.**
  - ◆ **Emisión del cuerpo negro. Absorción de emisión.**
  - ◆ **Gravitación.**
  - ◆ **Propiedades y evolución estelar.**

**Temas 1-6, 8-10, 13 del C&O07.**

**Libros de divulgación.**

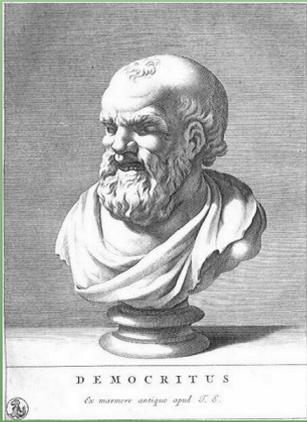
**Wikipedia.**



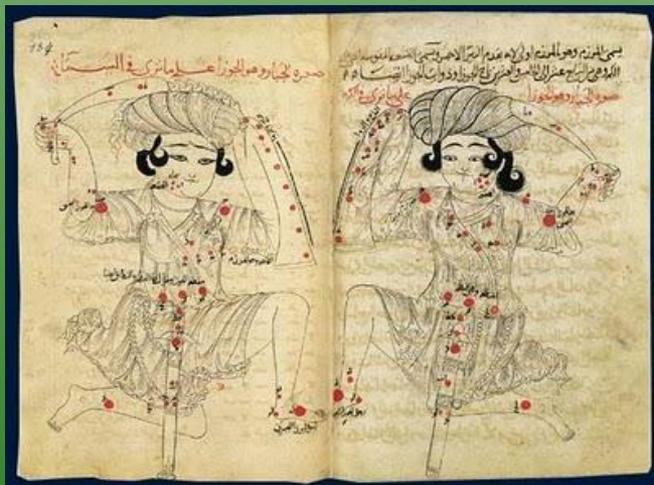
# 1.5. Historia del estudio de galaxias

La Astrofísica Extragaláctica en sí es una rama de la ciencia que tiene aprox. 1 siglo de vida. Anteriormente, aunque existen observaciones de galaxias, eran muy limitadas (solo LMC, SMC y Andrómeda son visibles a ojo, y son muy difusas) y no se habían puesto en el contexto general de lo que hoy entendemos por una galaxia.

Algunos hitos importantes en Astrofísica Extragaláctica podrían ser:



**Demócrito de Abdera (460-370 a. C.)** propuso que la Vía Láctea era una colección de estrellas que eran demasiado débiles y estaban demasiado juntas para poder ser vistas individualmente. Esta teoría no tuvo mucha aceptación, al menos hasta la época de Galileo Galilei y Herschel.



**Azophi o Abd Al-Rahman Al Sufi (903-986 d. C.)**, de Persia, hizo observaciones de la Gran Nube de Magallanes y de Andrómeda, que describió como una "nube pequeña". Estas son las primeras observaciones documentadas de una galaxia externa (Libro de Estrellas Fijas).

# 1.5.Historia del estudio de galaxias

Andromeda Galaxy Nucleus ■ M31

Hubble Space Telescope ■ WFPC2



HST WFPC2 image:  
T. Lauer (NOAO/AURA/NSF)

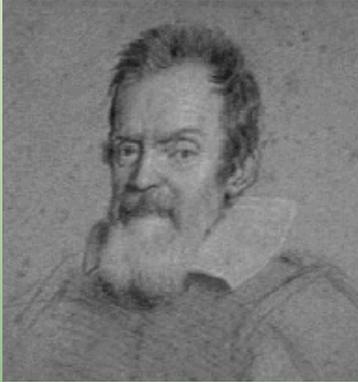


Artist's Concept:  
A. Feild (STScI)

Photo Copyright R. Gendler



# 1.5. Historia del estudio de galaxias



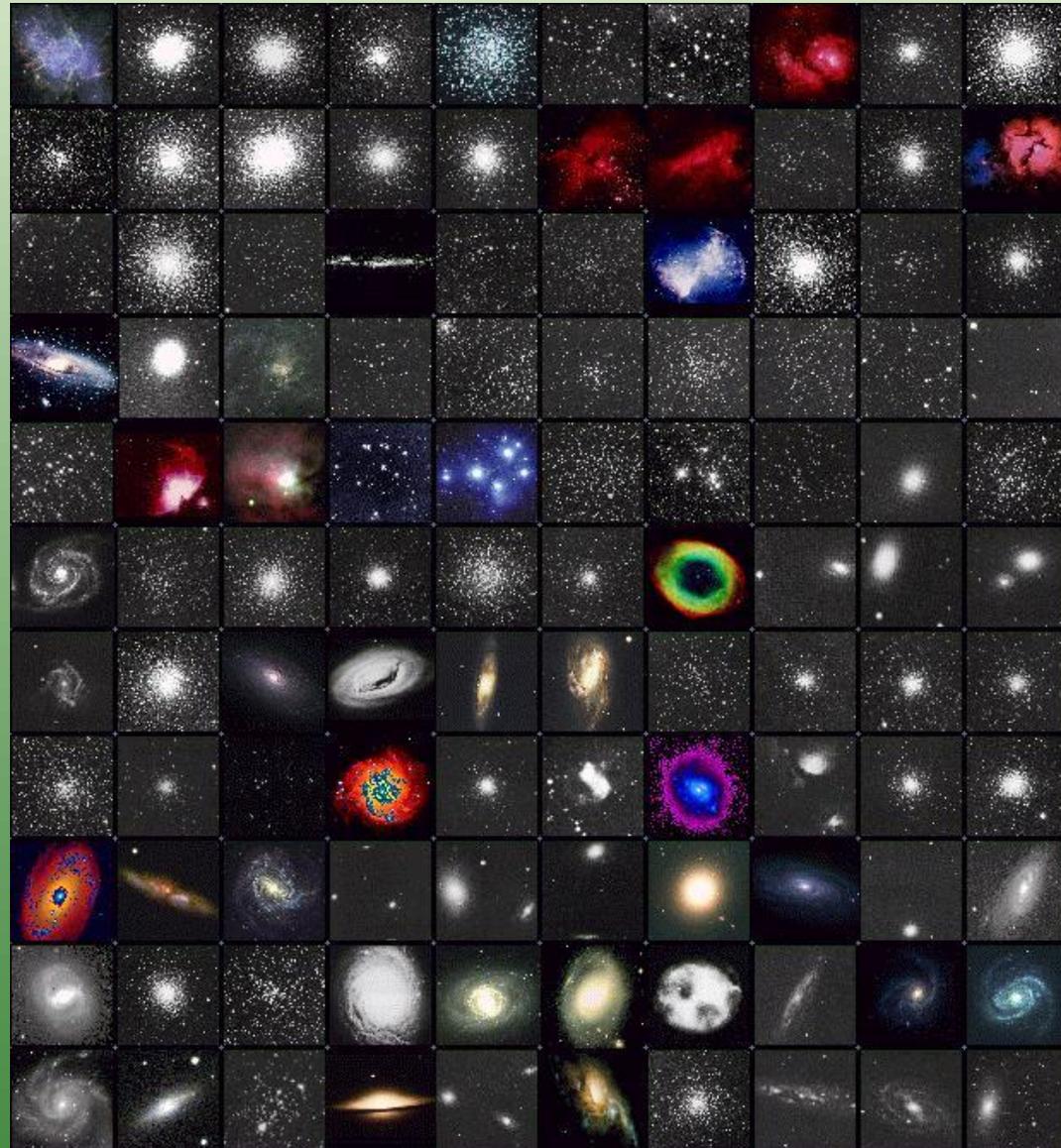
La invención del telescopio gracias a **Galileo (1564-1642)** fue un gran avance para el estudio de galaxias, dada su naturaleza tenue y difusa. Solo 3 galaxias en el cielo tienen magnitud menor que 8, y su carácter difuso hace difícil su estudio. Gracias a él se pudieron separar las estrellas individuales que a simple vista forman la Vía Láctea.



**Immanuel Kant (1724-1804)** propuso que la Vía Láctea era un conjunto de sistemas solares como el nuestro, con una estructura global parecida al Sistema Solar: plana, girando alrededor de un centro con órbitas elípticas, regidas por las mismas leyes que el Sistema Solar (elaborando una idea a partir del trabajo de **Thomas Wright, 1711-1786**). Desde un punto de vistas teórico/filosófico, afirmó que era lógico pensar que existían otros universos isla parecidos a la Vía Láctea (es decir, otras galaxias) cuyas estrellas no serían distinguibles y aparecerían como nebulosas.



# 1.5.Historia del estudio de galaxias



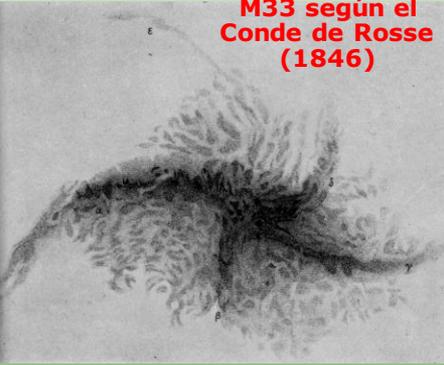
**Charles Messier (1730-1817)**, mientras buscaba cometas, produjo el primer catálogo de objetos extensos y nebulosos (para que no se confundieran con cometas en el futuro), muchos de los cuales son galaxias (también hay cúmulos globulares, nebulosas planetarias y restos de supernova). Primero publicó una lista de 25 objetos, y luego de 103. Actualmente se habla de 110 objetos Messier, ya que se añadieron otros 7 (el último en 1966) tras revisar las notas de Messier.

Este catálogo contiene las galaxias cercanas más brillantes del Hemisferio Norte.



# 1.5.Historia del estudio de galaxias

M33 según el Conde de Rosse (1846)



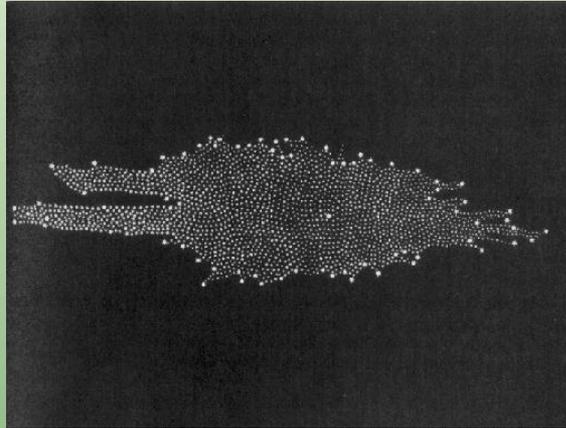
**William Parsons, Conde de Rosse (1800-1867)**, construyó varios telescopios incluyendo el más grande del siglo XIX en 1845 (Leviathan). Observó varias "nebulosas espirales", de las que hizo dibujos. Realizó el primer dibujo de la estructura espiral de M51.



M51 según el Conde de Rosse (1846)



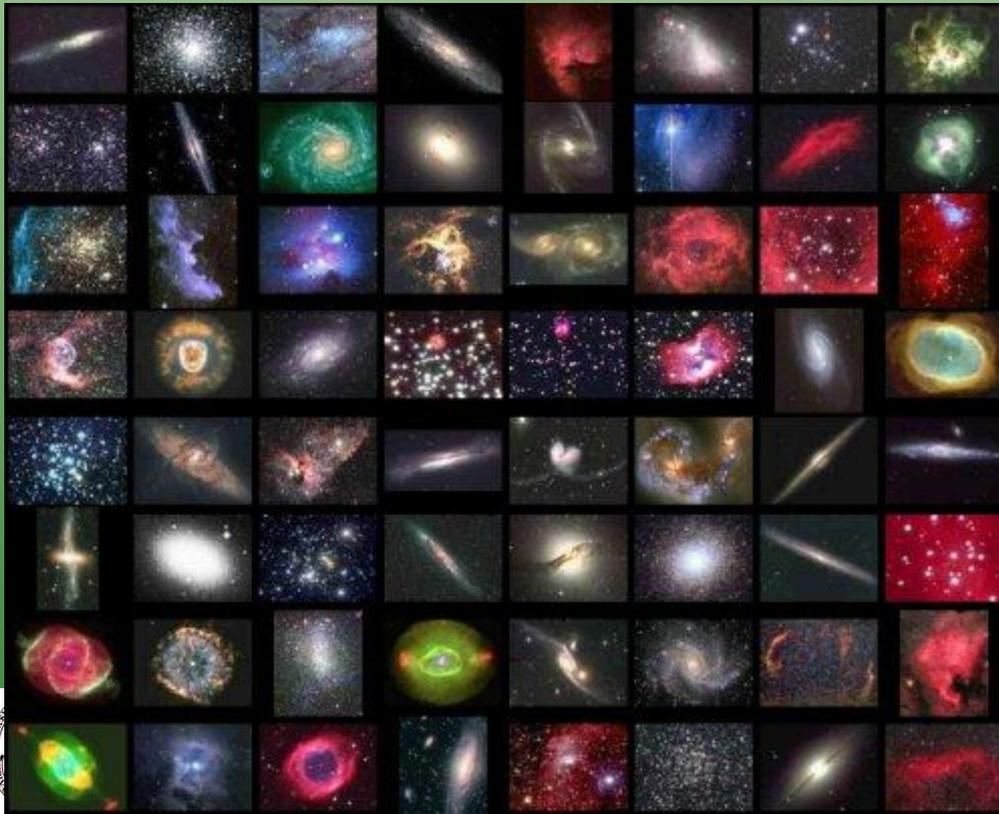
# 1.5. Historia del estudio de galaxias



**William Herschel (1738-1822)**, junto con su hermana **Caroline Herschel (1750-1848)**, y la ayuda de telescopios cada vez más potentes, catalogaron unas 2500 nebulosas, más débiles que las de Messier. Asimismo hizo un mapa de la Galaxia, colocando el Sol en el centro.

El catálogo fue extendido por **John Herschel (1792-1891)** y publicado en los 1888 por **J.L.E. Dreyer (1852-1926)**, conteniendo 7840 objetos y siendo conocido como el **New General Catalogue (NGC)**.

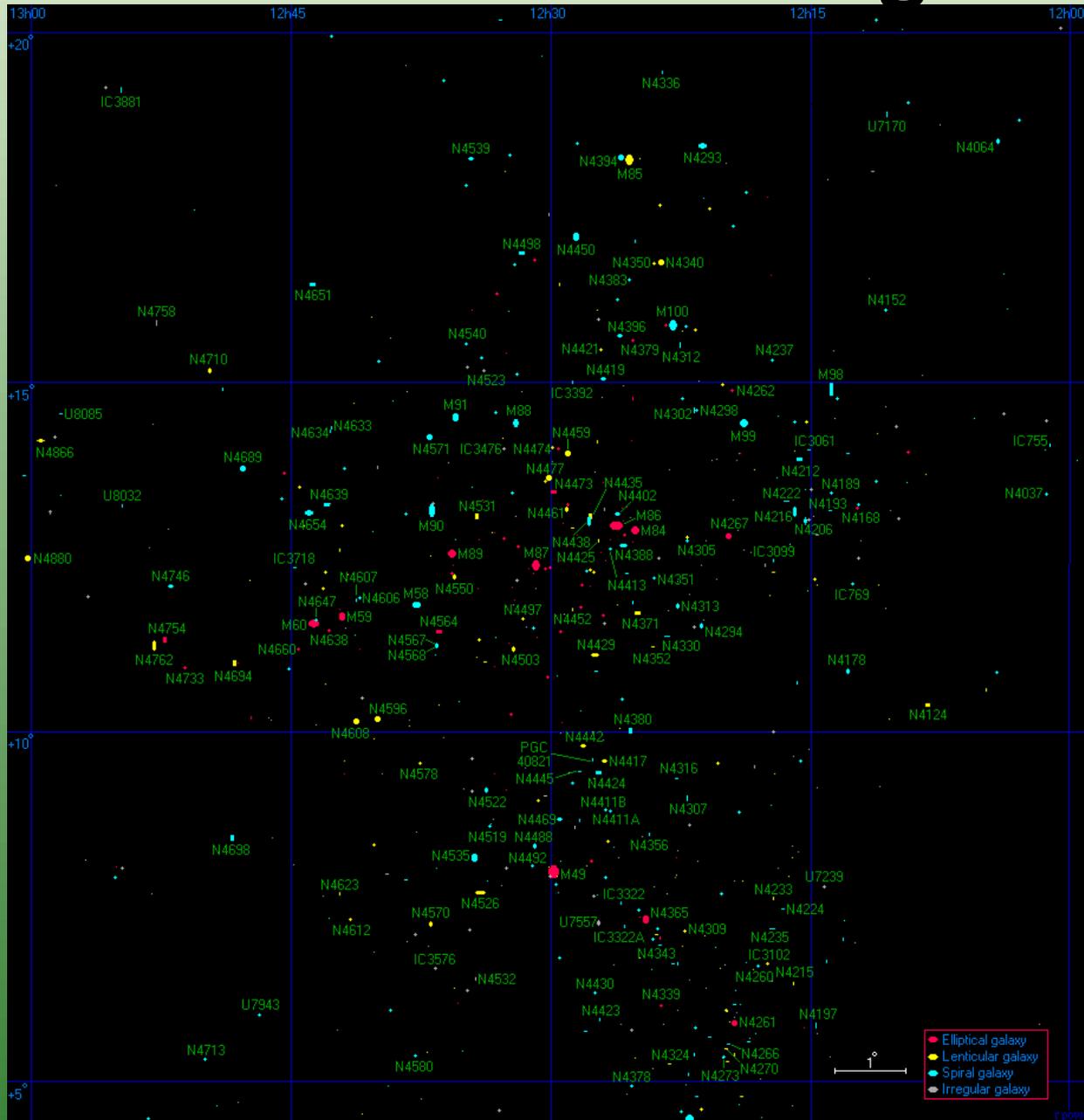
En 1895 Dreyer extendió el catálogo NGC en 5387 objetos nebulosos a través del **Index Catalog (IC)**.



# 1.5.Historia del estudio de galaxias

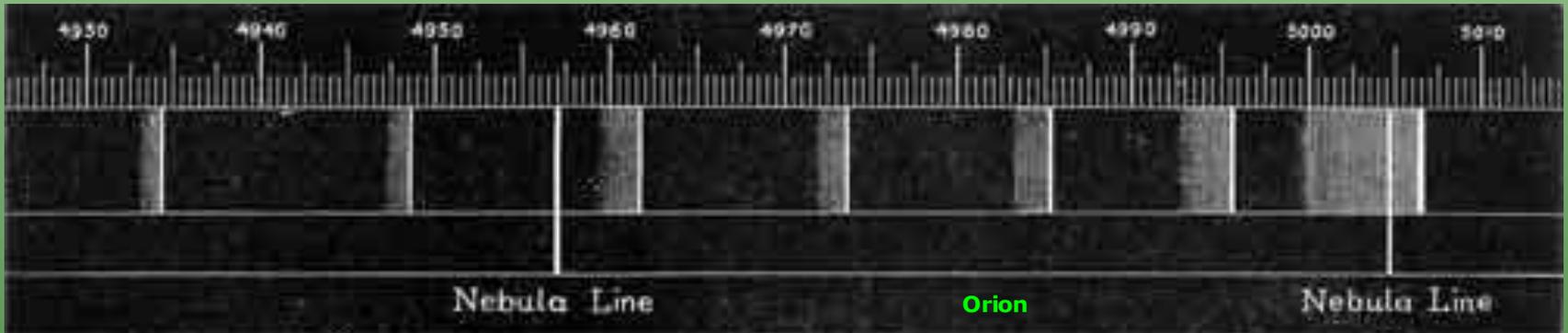


# 1.5. Historia del estudio de galaxias



# 1.5. Historia del estudio de galaxias

**William Huggins (1824-1910)** obtuvo en 1864 los primeros espectros documentados de nebulosas, y encontró que había dos clases: las que tenían líneas de emisión proveniente de gas caliente (nebulosas planetarias), y las que tenían líneas de absorción como las estrellas (galaxias). El artículo **J. Scheiner (1899)** presentó el primer espectro de gran calidad de M31 en el volumen 5 de la revista ApJ.

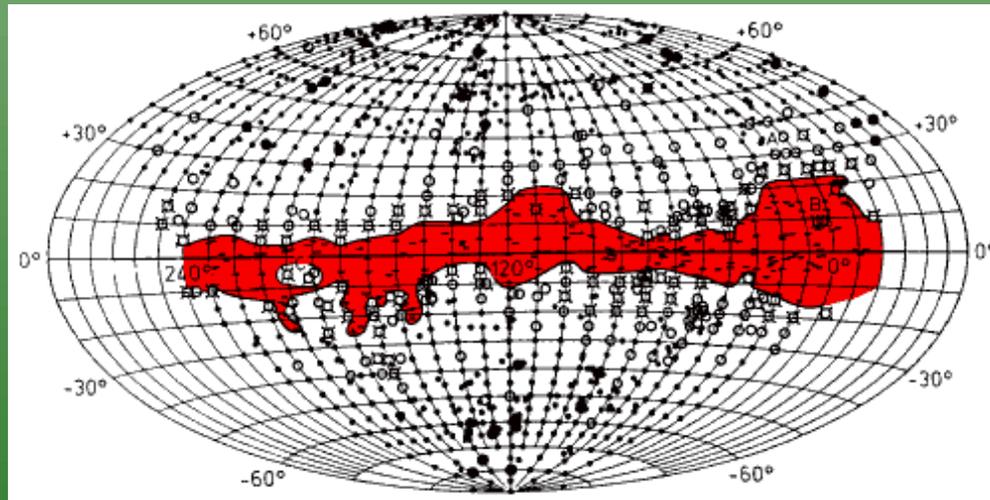


# 1.5. Historia del estudio de galaxias

Con el descubrimiento y catalogación de miles de galaxias cercanas, y el comienzo de las observaciones espectroscópicas y de campañas independientes de observación de los mismos objetos, a finales del siglo XIX y principios del XX se realizó el gran avance en nuestra comprensión del origen de lo que hasta entonces se conocía como nebulosas.

En estos años se discutía si las nebulosas eran objetos de la Vía Láctea o eran "universos islas" independientes de Nuestra Galaxia. Las pruebas definitivas se consiguieron a partir de estimaciones de la distancia a estas nebulosas y el descubrimiento del desplazamiento al rojo en los espectros de las galaxias.

Asimismo las observaciones espectroscópicas permitieron medir velocidades de las nebulosas, y estimar velocidades internas (en el sistema de la propia nebulosa), lo que ayudó a zanjar el debate.



# 1.5. Historia del estudio de galaxias

**Heber Curtis (1872-1942)** descubrió desde Lick Observatory en 1917 una nova en Andrómeda. Después miró en observaciones de archivo y encontró otras 10 en M31 que habían pasado desapercibidas, todas ellas mucho más débiles (10 órdenes de magnitud) que las observadas en estrellas de la Vía Láctea, por lo que debían estar muy lejos (150 kpc) y ser otros "universos isla".

## NOTES FROM PACIFIC COAST OBSERVATORIES

### NOVAE IN SPIRAL NEBULAE AND THE ISLAND UNIVERSE THEORY

A note in the preceding number of these *Publications* announced the discovery of four "new stars" in spiral nebulae; one at Mount Wilson in the nebula N. G. C. 6946, one at Mount Hamilton in N. G. C. 4527, and two at Mount Hamilton in N. G. C. 4321. Comments were added to the effect that these novae must actually be within the spiral nebulae, and therefore must be regarded as having a bearing on the "island universe" theory of the constitution of spiral nebulae. It seems desirable to amplify the latter idea.

# 1.5. Historia del estudio de galaxias

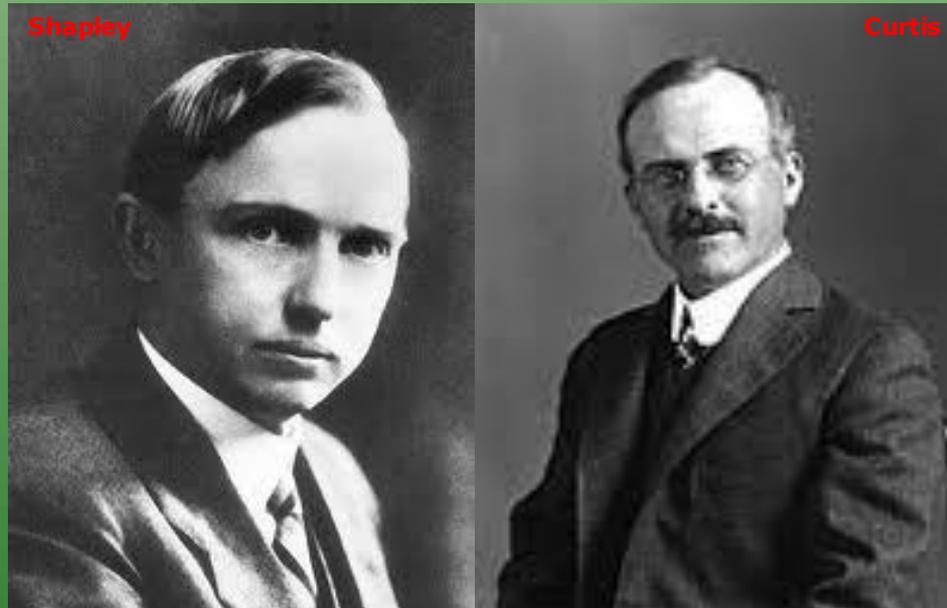
Por su parte, **Harlow Shapley (1885-1972)** trabajó en el estudio de estrellas Cefeidas, estrellas variables cuya relación periodo-luminosidad fue descubierta por **Henrietta Swan Leavitt (1868-1921)** mientras trabajaba como "computadora" contando y midiendo brillos de estrellas en placas fotográficas (las mujeres eran contratadas para hacer cálculos matemáticos mientras los científicos hacían sus investigaciones). Shapley descubrió que la MW era más grande de lo que se creía gracias al estudio de Cefeidas (que permiten calcular distancias, como veremos) y que el Sol no estaba en el centro de la MW.

En lo que se conoce como el "Gran Debate", en 1920, Shapley se enfrentó a Curtis defendiendo que las nebulosas espirales eran parte de la MW, mientras que Curtis argumentaba lo contrario. Los argumentos de Shapley eran: **(1)** que si Andrómeda era una galaxia tan grande como la MW, debía estar a 100 millones de años luz, una distancia "absurdamente grande". **Adriaan van Maanen (1884-1946)** apoyó a Shapley argumentando que: **(2)** la nova que se había visto en Andrómeda era tan brillante como el núcleo y mucho más brillante que nada visto en la MW, lo que era impensable. **(3)** Además las rotaciones que había medido para el disco de Andrómeda (erróneas) podían violar el principio de que nada se mueve más rápido que la luz si Andrómeda estuviera muy lejos. Finalmente Shapley arguyó que **(4)** el que se observaran nebulosas excepto en la zona de la MW implicaba una conexión entre ellas.

# 1.5.Historia del estudio de galaxias

Curtis defendió que Andrómeda y otras nebulosas eran “universos isla”, otras galaxias lejanas. Sus argumentos se basaban en la observación de novas, muchas más de las que se observan en la MW. Esto llevaba a pensar que Andrómeda era otra galaxia con estrellas de otras edades (1). Además argumentó la presencia de bandas de polvo en otras nebulosas como las de la MW y explicó la localización de las nebulosas en términos de extinción (2). Finalmente presentó como prueba los grandes desplazamientos al rojo que implicaban velocidades superiores a la velocidad de escape de la MW (3).

La opinión generalizada es que Shapley ganó el debate, aunque era Curtis el que estaba en lo cierto (no en todo, pues los tamaños de la MW y la posición del Sol son más próximos a los que Shapley presentó).



# 1.5. Historia del estudio de galaxias

Las pruebas definitivas sobre la naturaleza de las nebulosas espirales se obtuvieron en los 5 años siguientes.

En 1921, **Knut Lundmark (1889-1958)** encontró que el número de estrellas de magnitud  $15.7^{\text{mag}}$  en el campo de M33 no era anormal por la presencia de esa nebulosa. Esto implica que M33 tiene que estar más allá de una estrella de esa magnitud típica, 3 kpc. Además, si la estrella más brillante de M33 tiene una magnitud como la más brillante de la MW, su distancia tenía que ser de 300 kpc (un factor 3 mayor que el tamaño que se daba a la MW).

En 1922, **J. C. Duncan** presentó observaciones de estrellas variables en M33, las primeras en una espiral, y alguna de ellas parecía una nova.

En 1924, **Edwin Hubble (1889-1953)** presentó sus observaciones de 47 variables en M33, 22 de ellas cefeidas "*iguales*" a las de la Vía Láctea, cuyo periodo implicaba una distancia a 285 kpc a M33 y un valor parecido para M31 (actualmente se usa  $\sim 900$  kpc y  $\sim 800$  kpc, respectivamente). Esas distancias eran similares a las calculadas con las estrellas más brillantes y las novae y supernovas. Contando estrellas en M33, se encontró una distribución de brillos muy similar a la de la MW si la distancia era en torno a esos 300 kpc.

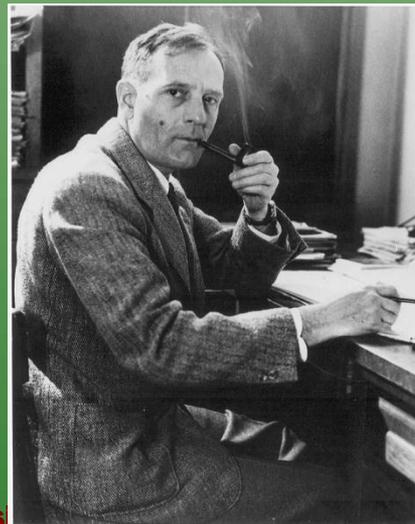
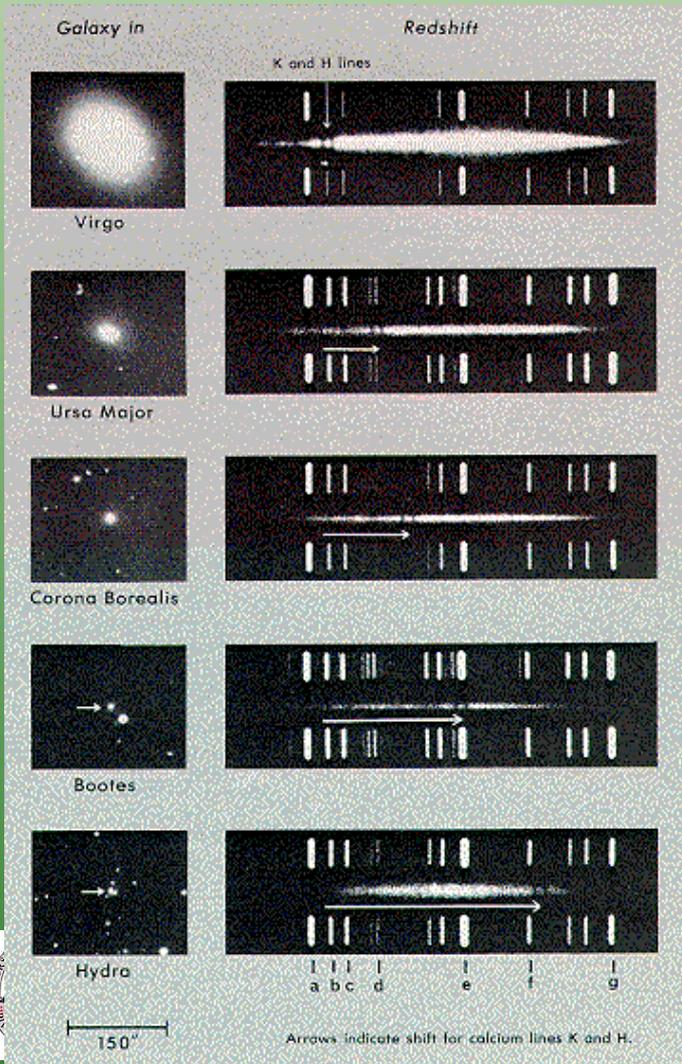


# 1.5. Historia del estudio de galaxias

Este se puede tomar como el comienzo de la Astrofísica Extragaláctica en sí (**¡¡Y DE NUESTRO CURSO!!**), y coincide con los comienzos de la Cosmología, que pretendían explicar el origen de las galaxias y del Universo como un todo.

Hubble hizo dos descubrimientos más de gran importancia. En 1929 publicó la relación existente entre las distancias a las galaxias (medidas a partir de Cefeidas) y su desplazamiento al rojo (medido en espectros), lo que se conoce como ley de Hubble.

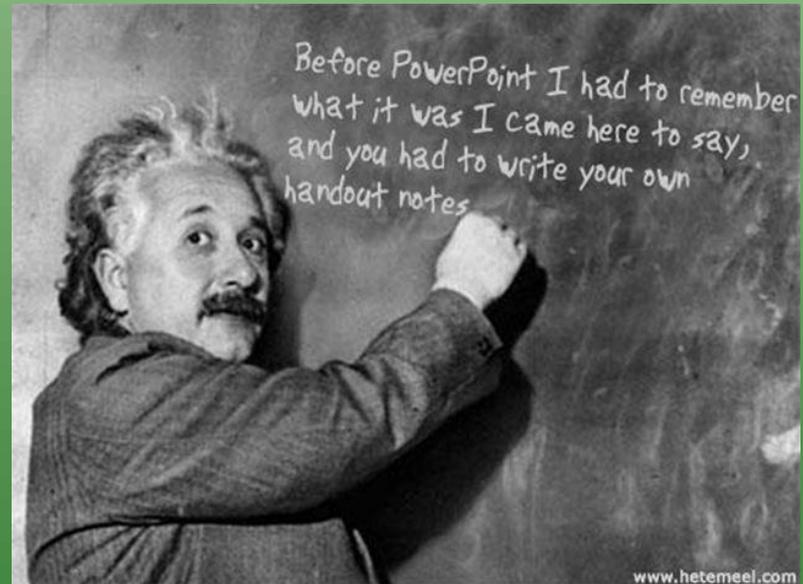
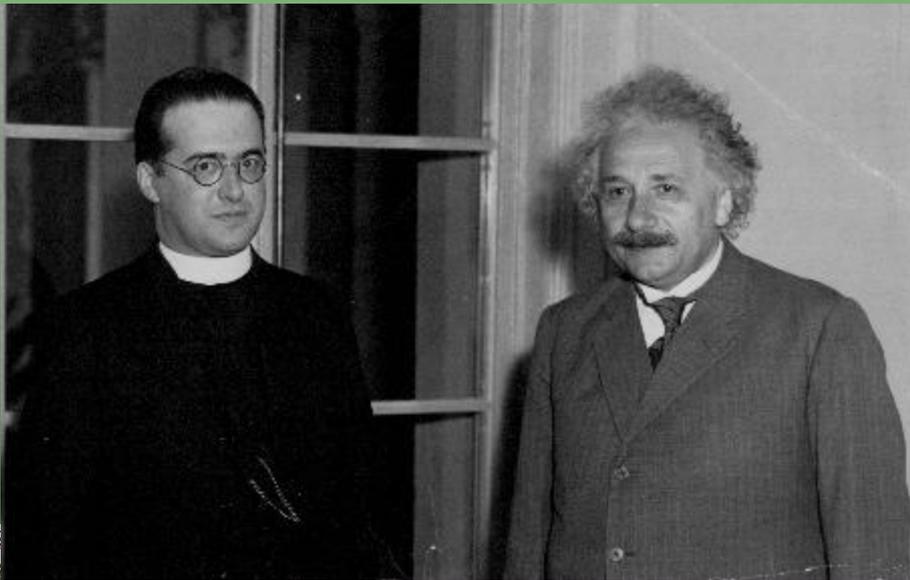
En 1936 publicó una clasificación morfológica de las galaxias cercanas, que estudiaremos en el Tema 3.



# 1.5. Historia del estudio de galaxias

En paralelo con los estudios observacionales sobre galaxias, **Georges Lemaître (1894-1966)** había propuesto en 1927 "un Universo homogéneo de masa constante y radio creciente que explica la velocidad de recesión de las nebulosas extragalácticas". Eran las primeras referencias a un Universo en expansión.

**Albert Einstein (1879-1955)** en 1917 aplicó su Teoría de la Relatividad al modelado del Universo como un todo. Sus ecuaciones describían un Universo en expansión o contracción, pero introdujo una constante cosmológica para convertirlo en estático, algo que era más filosóficamente correcto. Einstein dijo de Lemaître que "su matemática era correcta pero su física era abominable".



[www.hetemeel.com](http://www.hetemeel.com)



# 1.5.Historia del estudio de galaxias

El trabajo de Lemaître (publicado en una revista belga sin mucha difusión) no fue reconocido por la comunidad general hasta que **Arthur Eddington (1882-1944)** no lo comentó ampliamente en **MNRAS en 1930.**

## Lemaître (1927 vs.1931)

Therefore

$$\frac{v}{c} = \frac{\delta t_2}{\delta t_1} - 1 = \frac{R_2}{R_1} - 1 \quad \dots \quad (22)$$

is the apparent Doppler effect due to the variation of the radius of the universe. *It equals the ratio of the radii of the universe at the instants of observation and emission, diminished by unity.*

$v$  is that velocity of the observer which would produce the same effect. When the light source is near enough, we have the approximate formulæ

$$\frac{v}{c} = \frac{R_2 - R_1}{R_1} = \frac{dR}{R} = \frac{R'}{R} dt = \frac{R'}{R} r$$

where  $r$  is the distance of the source. We have therefore

$$\frac{R'}{R} = \frac{v}{cr} \quad \dots \quad (23)$$

From a discussion of available data, we adopt

$$\frac{R'}{R} = 0.68 \times 10^{-27} \text{ cm.}^{-1} \quad \dots \quad (24)$$

Utilisant les 42 nébuleuses figurant dans les listes de Hubble et de Strömberg <sup>(1)</sup>, et tenant compte de la vitesse propre du soleil (300 Km. dans la direction  $\alpha = 315^\circ$ ,  $\delta = 62^\circ$ ), on trouve une distance moyenne de 0,95 millions de parsecs et une vitesse radiale de 600 Km./sec, soit 625 Km./sec à  $10^6$  parsecs <sup>(2)</sup>.

Nous adopterons donc

$$\frac{R'}{R} = \frac{v}{rc} = \frac{625 \times 10^5}{10^6 \times 3,08 \times 10^{18} \times 3 \times 10^{10}} = 0,68 \times 10^{-27} \text{ cm.}^{-1} \quad (24)$$

Text translated  
by Eddington

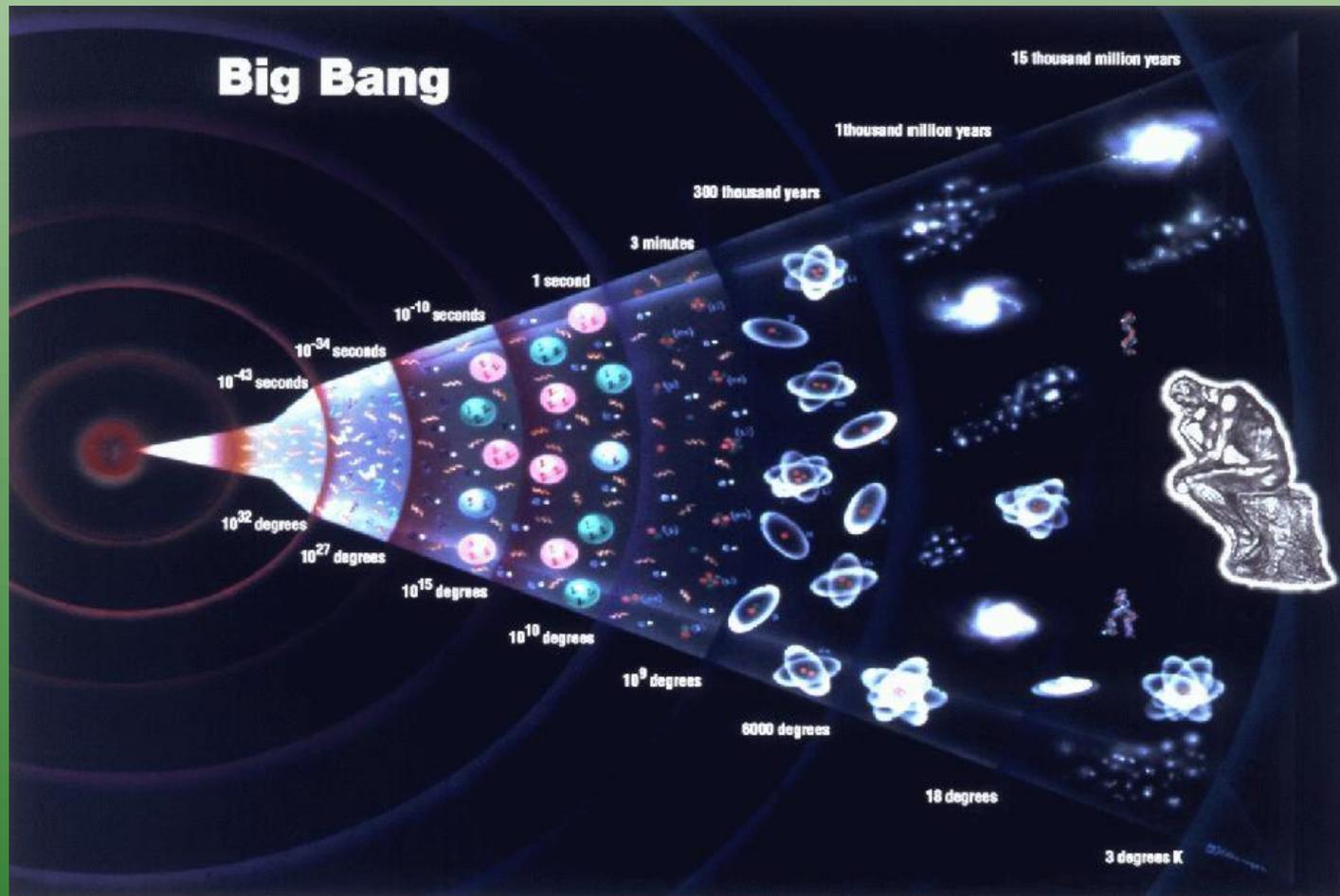
**$H_0 = 625 \text{ km/s/Mpc!!}$**

original ...



# 1.5.Historia del estudio de galaxias

De esta época provienen la mayoría de conceptos cosmológicos, íntimamente ligados a la Teoría de Relatividad General, y desarrollados por científicos como **Alexander Friedmann (1888-1925)**, **Howard Robertson (1903-1961)**, **Arthur Walker (1909-2001)**, **Fred Hoyle (1915-2001**, creador del término "Big Bang" como crítica a los modelos no estacionarios), **George Gamow (1904-1968)**, etc...



# 1.5. Historia del estudio de galaxias

Después del “boom cosmológico” de los años 20-30, el estudio de galaxias externas sufrió un avance espectacular, unido con los avances tecnológicos que han permitido observar galaxias cada más débiles y en todo el espectro electromagnético. Esto llevó asociado un gran avance teórico sobre el origen de los procesos cósmicos como la formación y evolución estelar, la formación de estructuras galácticas, las reacciones nucleares, etc...

Algunos de los artículos científicos más citados en los años 30-50 son: Chandrasekhar 1943 (problemas estocásticos), de Vaucouleurs 1948 (clasificación morfológica de galaxias), Dirac 1937 (constantes cosmológicas), Seyfert 1943 (AGN), Zwicky 1937 (masas de galaxias),...

En 1965 Arno Penzias y Robert Wilson descubrieron la radiación de fondo de microondas, prueba clave a favor del modelo cosmológico actual.

Vera Rubin (1928-...) en 1974 presentó curvas de rotación de galaxias espirales y postuló la existencia de materia oscura, esencial en los modelos cosmológicos actuales.

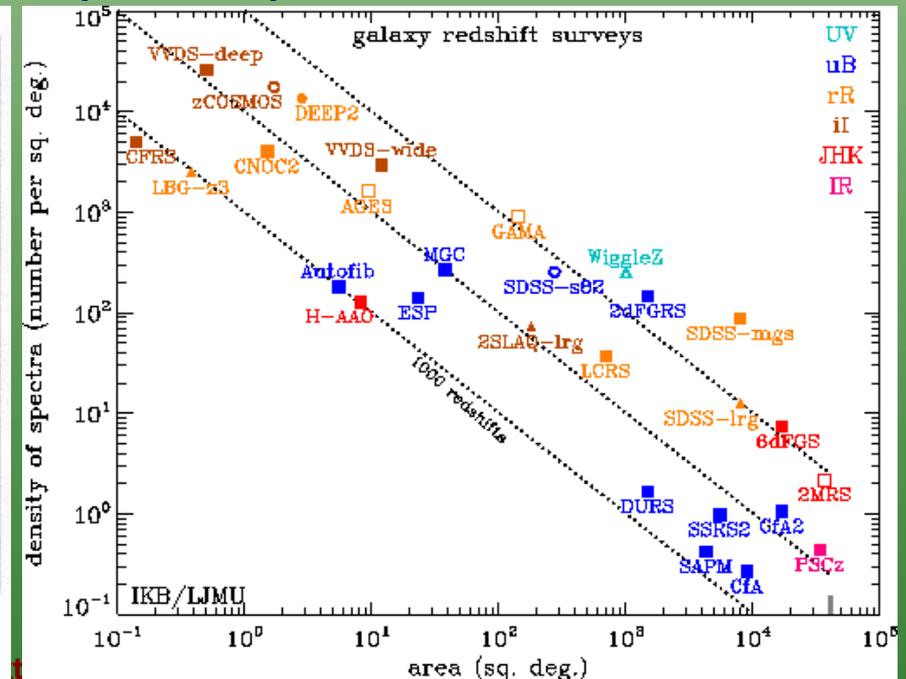
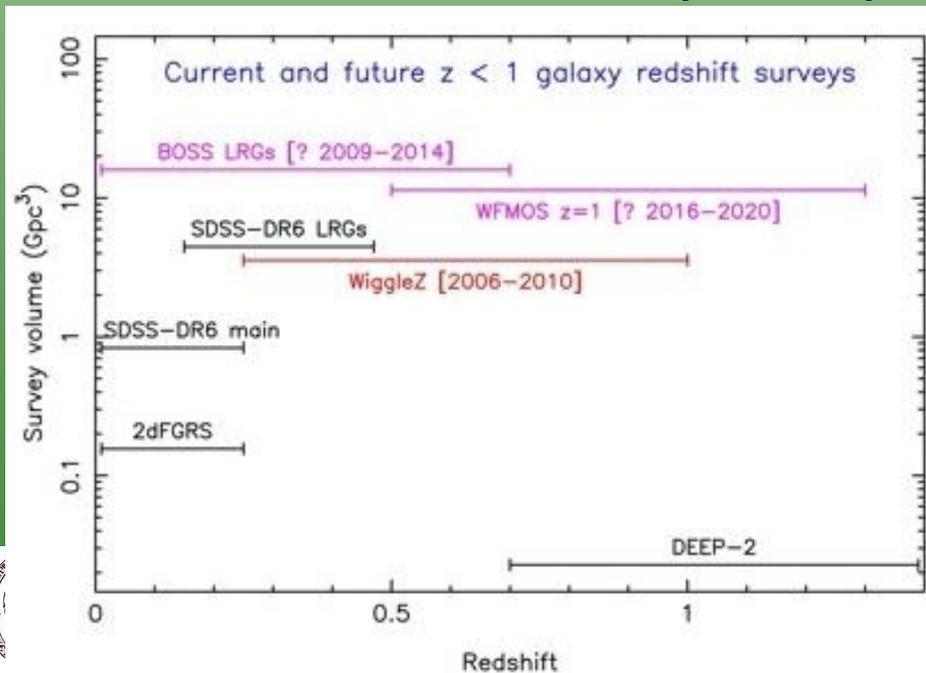
En los 80-90 se desarrollaron otros conceptos importantes de Cosmología como la inflación (Alan Guth y Andrei Linde).



# 1.5. Historia del estudio de galaxias

En los últimos 20 años la Astrofísica Extragaláctica ha experimentado otro gran avance, gracias a la gran sensibilidad de los instrumentos y telescopios que se han construido y que han permitido detectar millones de galaxias hasta distancias cosmológicas muy cercanas al origen del Universo.

El estudio de galaxias, sobre todo a alto redshift, se ha hecho muy detallado gracias a telescopios espaciales como HST, Chandra, XMM, *Spitzer*, *Herschel*, etc... y telescopios de tierra de hasta 10 metros de diámetro (Keck, VLT, Subaru, LBT, GTC, ...). En el futuro próximo seguiremos avanzando en este tema con la construcción de nuevos observatorios como ALMA, JWST, SKA, E-ELT, etc...



# 1.6. Conocimientos básicos para el curso

El curso de Astrofísica Extragaláctica exige unos conocimientos básicos sobre radiación electromagnética, campo gravitatorio (y magnético), medidas astronómicas de dichas magnitudes físicas, propiedades básicas de la emisión proveniente de las estrellas y evolución estelar, y conocimientos muy (pero que muy) básicos de física nuclear y cuántica.



# 1.6.1. Magnitudes físicas y unidades

En Astrofísica solemos usar el sistema **CGS** y “**unidades especiales**” para comparar objetos rápidamente.

Magnitudes físicas que se usan en Astrofísica Extragaláctica:

- ◆ Energías ( $W$ , **erg/s**,  $L_{\odot}$ ): emisión bolométrica de una galaxia.
- ◆ Energías por unidad de área: flujo de una galaxia a una determinada distancia ( $W/m^2$ , **erg/s/cm<sup>2</sup>**).
- ◆ Magnitudes.
- ◆ Densidades de flujo: flujo de una galaxia a una determinada distancia y a una longitud de onda o frecuencia determinada ( $W/m^2/Hz$  o  $W/m^2/m$ , **erg/s/cm<sup>2</sup>/Hz** o **erg/s/cm<sup>2</sup>/Å**, **Jy**).
- ◆ Distancias: distancia a galaxias ( $m$ , **cm**, **AU**, **pc**, **kpc**, **Mpc**).
- ◆ Masas: el de una galaxia o componente galáctica ( $kg$ , **g**,  $M_{\odot}$ ).
- ◆ Tiempos: edades de poblaciones estelares, del Universo ( $s$ , **yr**, **Myr**, **Gyr**).
- ◆ Temperaturas: del gas en regiones de una galaxia, IGM, “de una radiación” ( $K$ , **mK**).
- ◆ Campos magnéticos: creados a escala de galaxias ( $T$ ).



# 1.6.1. Magnitudes físicas y unidades

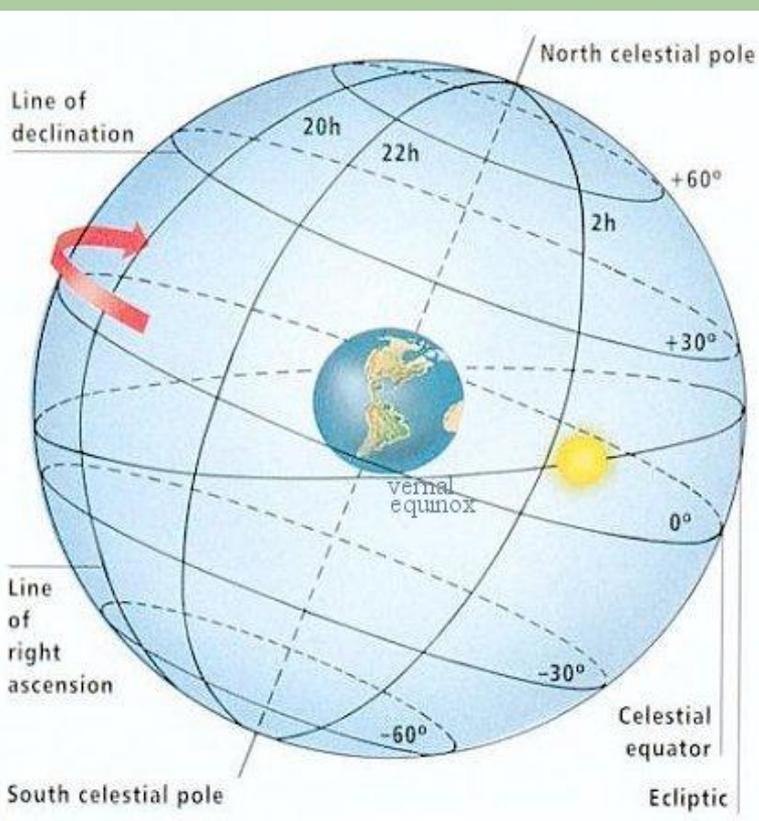
Algunas constantes/unidades que se utilizan:

- ◆ Masa del Sol:  $1 M_{\odot} = 1.98892 \times 10^{30} \text{ kg.}$
- ◆ Luminosidad del Sol:  $1 L_{\odot} = 3.839 \times 10^{26} \text{ W} = 3.839 \times 10^{33} \text{ erg/s.}$
- ◆ Magnitud solar en distintas bandas (Tabla 2.1 MvdBW10).
- ◆ Unidad Astronómica:  $1 \text{ AU} = 1.49598 \times 10^{11} \text{ m.}$
- ◆ Parsec:  $1 \text{ pc} = 3.08568025 \times 10^{16} \text{ m.}$
- ◆ Jansky:  $1 \text{ Jy} = 10^{-23} \text{ erg/s/cm}^2/\text{Hz} = 10^{-26} \text{ W/m}^2/\text{Hz}$
- ◆ Velocidad de la luz:  $c = 2.99792458 \times 10^8 \text{ m/s}$
- ◆ Constante de Planck:  $h = 6.626068 \times 10^{-34} \text{ W s} \sim 6.63 \times 10^{-27} \text{ erg s}$
- ◆ Stefan-Boltzmann:  $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2/\text{K}^4 =$   
 $= 5.67 \times 10^{-5} \text{ erg/s/cm}^2/\text{K}^4$
- ◆ Gravitación:  $G = 6.67300 \times 10^{-11} \text{ m}^3/\text{kg/s}^2$
- ◆ Magnética:  $\mu_0 = 4\pi \times 10^{-7} \text{ N/A}^2$



# 1.6.2. La esfera celeste

Las posiciones de las galaxias suelen darse en coordenadas ecuatoriales: ascensión recta (RA,  $\alpha$ ) y declinación (DEC,  $\delta$ ). La RA se suele medir en horas, minutos, segundos, o en grados (de 0 a 24 horas o de  $0^\circ$  a  $360^\circ$ ), y la declinación en grados (de  $-90^\circ$  a  $+90^\circ$ ).



En galaxias no hay (casi) que preocuparse por movimientos propios (salvo en jets, p.e.) y sí por la precesión de los equinoccios.

Dos puntos en el cielo con unas coordenadas  $(RA_1, DEC_1)$  y  $(RA_2, DEC_2)$  están separados una distancia angular  $\theta$ :

$$\theta = \sqrt{(\Delta RA \cos \langle DEC \rangle)^2 + (\Delta DEC)^2}$$

donde las coordenadas se dan en grados.

El tamaño físico correspondiente a este ángulo (iiien radianes!!!), para objetos cercanos no influenciados por la expansión del Universo a una distancia  $d$ , sería  $t$ :

$$t = d \cdot \theta$$



# 1.6.3. Luminosidades, flujos e intensidades

La luminosidad ( $L$ ) de un objeto astronómico es la energía que radia por unidad de tiempo [erg/s].

Si consideramos solo un rango del espectro electromagnético podemos hablar de una densidad de luminosidad o luminosidad específica, es decir, la luminosidad por intervalo de frecuencia  $L_\nu$  [erg/s/Hz] o de longitud de onda  $L_\lambda$  [erg/s/Å].

La energía total de un objeto integrada a lo largo de todo el espectro electromagnético es la luminosidad bolométrica  $L_{bol}$ .

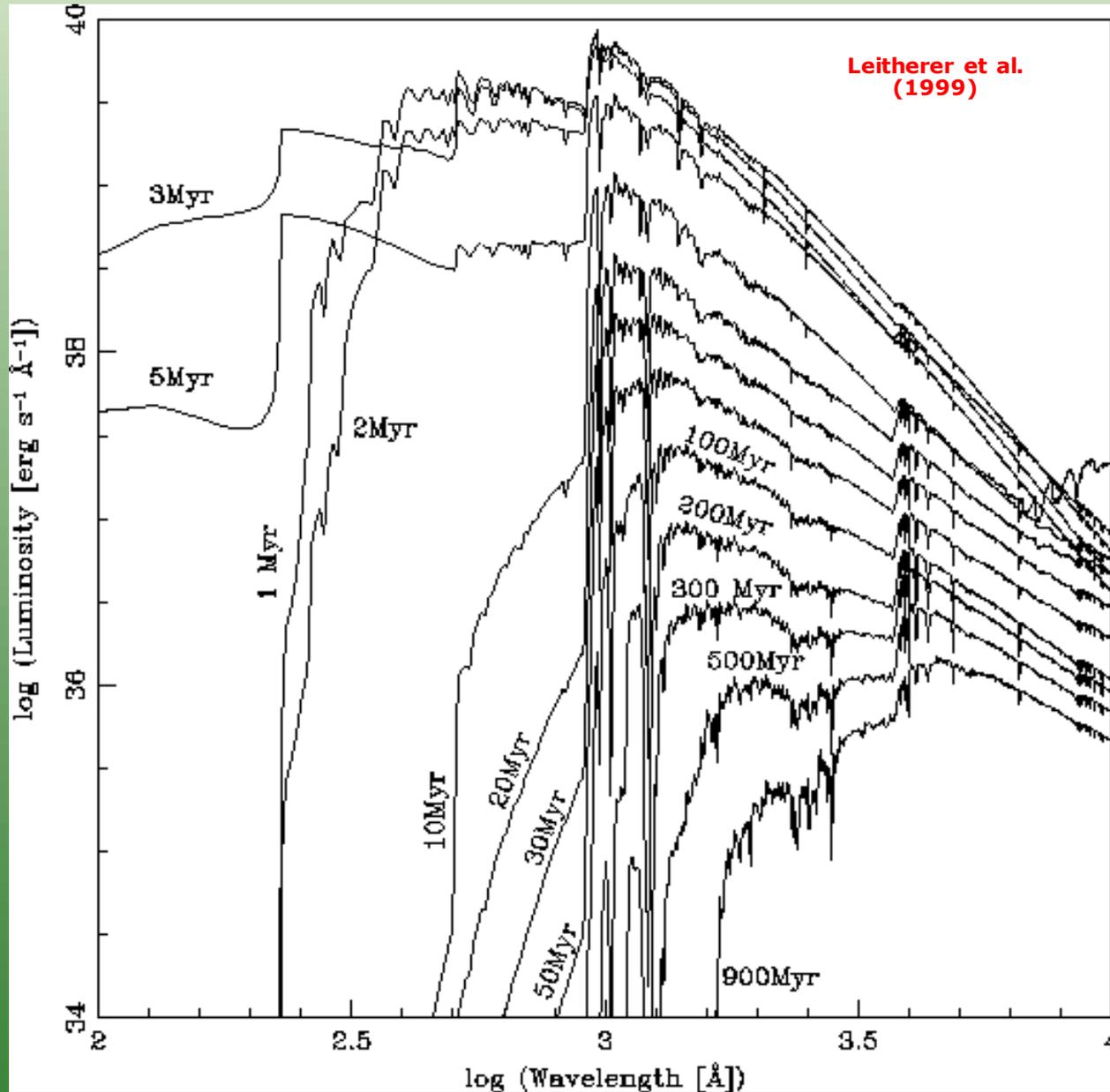
$$L_{bol} = L = \int_0^\infty L_\lambda d\lambda = \int_0^\infty L_\nu d\nu \Rightarrow L_\lambda = \frac{c}{\lambda^2} L_\nu \Rightarrow L_\lambda = \frac{\nu^2}{c} L_\nu$$

El flujo de una fuente astronómica es la cantidad de energía por unidad de tiempo y de área [erg/s/cm<sup>2</sup>]. La densidad de flujo o flujo específico (o flujo a secas) es el flujo por unidad de frecuencia o longitud de onda [erg/s/cm<sup>2</sup>/Å o erg/s/cm<sup>2</sup>/Hz]. Para una fuente a una distancia  $D$ , el flujo se relaciona con la luminosidad:

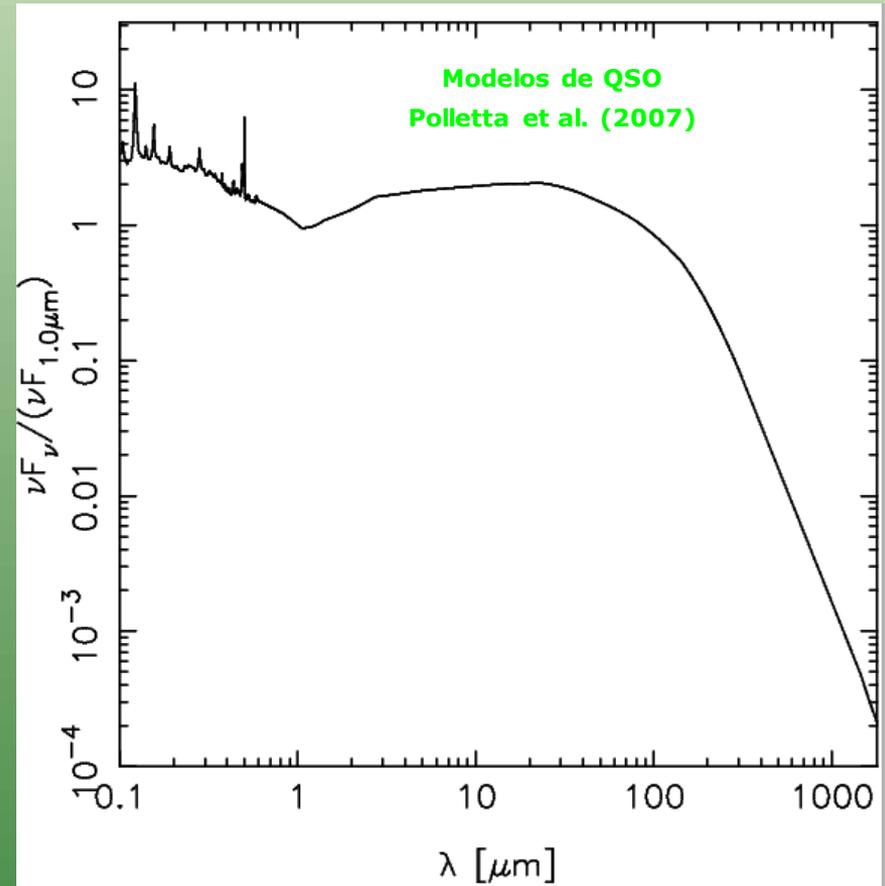
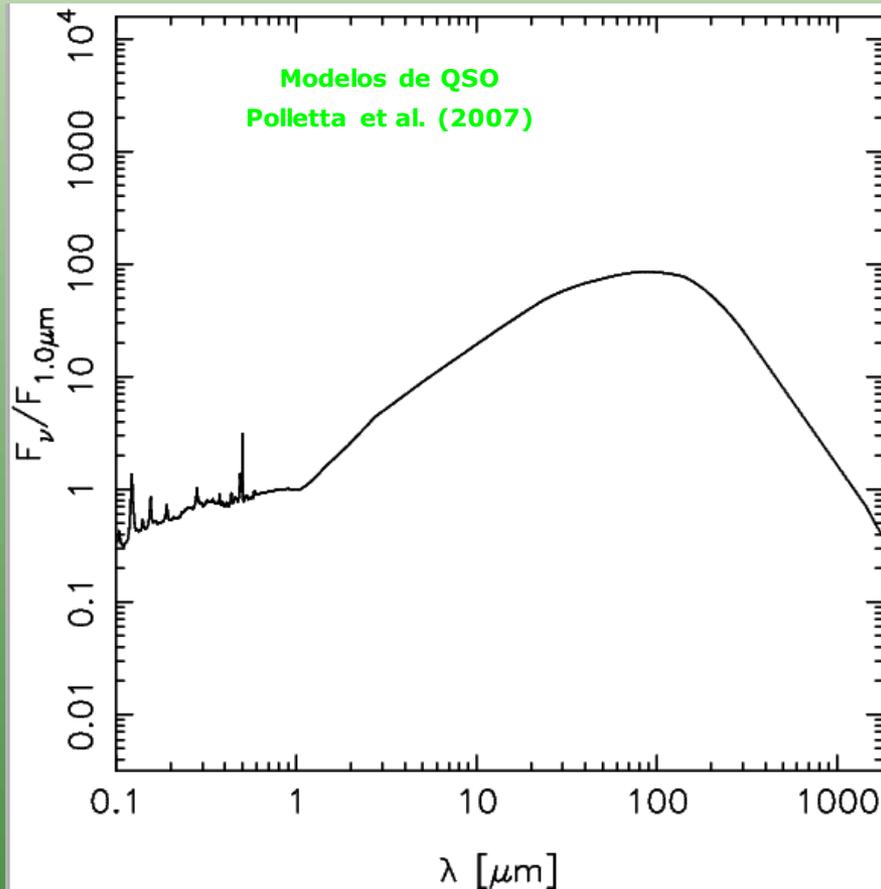
$$L = 4\pi D^2 F; L_\nu = 4\pi D^2 F_\nu; L_\lambda = 4\pi D^2 F_\lambda$$



# 1.6.3. Luminosidades, flujos e intensidades

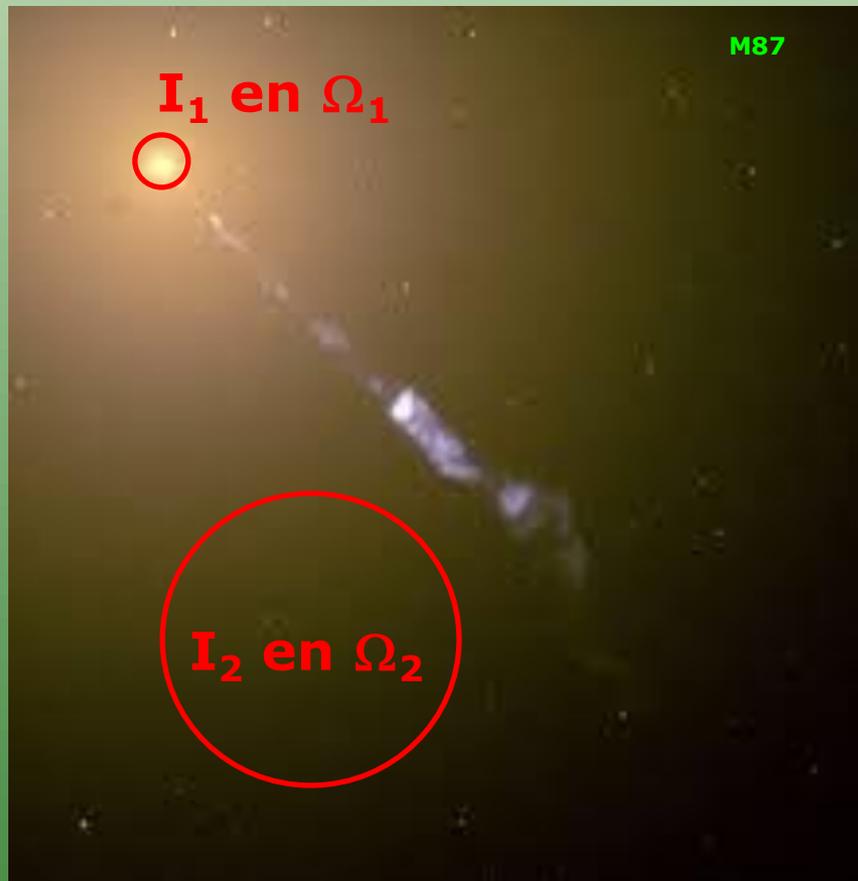


# 1.6.3. Luminosidades, flujos e intensidades



# 1.6.3. Luminosidades, flujos e intensidades

La intensidad o brillo superficial es la densidad de flujo por unidad de ángulo sólido o área en el cielo [erg/s/cm<sup>2</sup>/Hz/sr o erg/s/cm<sup>2</sup>/Hz/arcsec<sup>2</sup>].



$$F_1 = \Omega_1 \times I_1 \quad F_2 = \Omega_2 \times I_2$$

La intensidad del centro de la galaxia es más alta ("es más brillante") que el halo, pero el flujo del centro puede ser el mismo que el del halo porque el halo es más extenso.

En general:

$$F_\nu = \int I_\nu d\Omega$$

$$e = \iiint \int I_\nu d\nu d\Omega dt dA$$



# 1.6.4.Sistema de magnitudes

En Astrofísica se suele utilizar un sistema de magnitudes (aparentes) en vez de hablar de densidades de flujo (se suele decir flujo, aunque es erróneo). Este uso proviene de las observaciones ópticas y de la escala de detección del ojo humano (aproximadamente logarítmica).

$$m = m_0 - 2.5 \log_{10} \left( \frac{F_v}{F_v^0} \right)$$

La escala de magnitudes necesita un sistema de referencia, que históricamente ha sido la estrella Vega, que en principio se asumió que tiene magnitud 0 en todo el espectro. Sabiendo la densidad de flujo de Vega podemos calcular la densidad de flujo de cualquier objeto y expresarla en el sistema de magnitudes.

Sin embargo esto tiene un gran problema: hay que conocer el flujo de Vega en cualquier banda (o el de otra estrella de referencia), y las estimaciones pueden tener errores que hay que tener en cuenta (por ejemplo  $m_0(V)=0.03^{\text{mag}}$  después de una corrección del flujo absoluto de Vega).

Las magnitudes expresan una calibración relativa, de tal manera que una diferencia de  $1^{\text{mag}}$  entre dos objetos equivale a una diferencia de flujo de un factor 2.51, y un factor 10 en flujo son  $\Delta m=2.5^{\text{mag}}$ .



# 1.6.4. Sistema de magnitudes

Las magnitudes AB se definen con un punto cero constante e igual a 3631 Jy, es decir,  $m_0=0$  para  $F^0=3631$  Jy en cualquier banda (hay una definición análoga para magnitudes ST en función de  $F_\lambda$ ):

$$m = -2.5 \log_{10} \left( \frac{F_\nu}{3631 \text{ Jy}} \right) = -2.5 \log_{10} (F_\nu [\text{Jy}]) + 8.9$$

$$m = -2.5 \log_{10} (F_\nu [\text{CGS}]) - 48.600$$

La magnitud absoluta de un objeto es la magnitud que tendría si estuviera a 10 pc:

$$\mu = m - M = -2.5 \log_{10} \left( \frac{F_\nu(d)}{F_\nu(10 \text{ pc})} \right) = 2.5 \log_{10} \left( \frac{d^2}{10^2} \right)$$

$$\mu = m - M = 5 \log_{10} (d[\text{pc}]) - 5$$

$\mu$  es el módulo de distancias.

La magnitud absoluta es análoga a la luminosidad de un objeto astronómico. La magnitud bolométrica del Sol es  $M_\odot=4.74$ .



# 1.6.4.Sistema de magnitudes

La magnitud absoluta a veces se da en unidades solares (para una banda o bolométrica):

$$M_{\lambda} - M_{\lambda_{\odot}} = -2.5 \log \left( \frac{L_{\lambda}}{L_{\lambda_{\odot}}} \right)$$

Table 2.1. Filter characteristics of the UBVRI photometric system. <sup>MvdBW10</sup>

Band:	<i>U</i>	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>R</i>	<i>I</i>	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K</i>	<i>L</i>	<i>M</i>
$\lambda_{\text{eff}}$ (nm):	365	445	551	658	806	1220	1630	2190	3450	4750
FWHM (nm):	66	94	88	138	149	213	307	390	472	460
$M_{\odot}$ :	5.61	5.48	4.83	4.42	4.08	3.64	3.32	3.28	3.25	–
$L_{\odot}$ ( $10^{32}$ erg/s):	1.86	4.67	4.64	6.94	4.71	2.49	1.81	0.82	0.17	–



# 1.6.4. Sistema de magnitudes

La comparación de las emisiones en distintas zonas del espectro se puede realizar a través de "colores". Por ejemplo, se puede hablar del color B-V de una galaxia. Éste se definiría como:

$$B - V = M_B - M_V = m_B - m_V$$

$$B - V = M_B - M_V = M_{B,\odot} - M_{V,\odot} - 2.5 \log \left( \frac{L_B L_{V\odot}}{L_V L_{B\odot}} \right)$$

Quando se habla de colores, a veces se relacionan con emisiones por unidad de masa. De la relación anterior se obtiene:

$$B - V = M_B - M_V = M_{B,\odot} - M_{V,\odot} - 2.5 \log \left( \frac{L_B / M L_{V\odot}}{L_V / M L_{B\odot}} \right)$$



# 1.6.4. Sistema de magnitudes

Hay que tener en cuenta que si queremos medir la emisión conjunta de varios objetos astronómicos debemos sumar sus luminosidades. Pero no se pueden sumar sus colores!!!

Por ejemplo, considerad una galaxia formada por un tipo de estrellas 1 y otro 2.

$$(B - V)_{1,2} = M_B^{1,2} - M_V^{1,2} = M_{B,\odot} - M_{V,\odot} - 2.5 \log \left( \frac{L_B^{1,2} L_{V,\odot}}{L_V^{1,2} L_{B,\odot}} \right)$$

$$(B - V)_T = M_{B,\odot} - M_{V,\odot} - 2.5 \log \left( \frac{L_B^T L_{V,\odot}}{L_V^T L_{B,\odot}} \right)$$

$$L_B^T = L_B^1 + L_B^2$$

$$L_V^T = L_V^1 + L_V^2$$

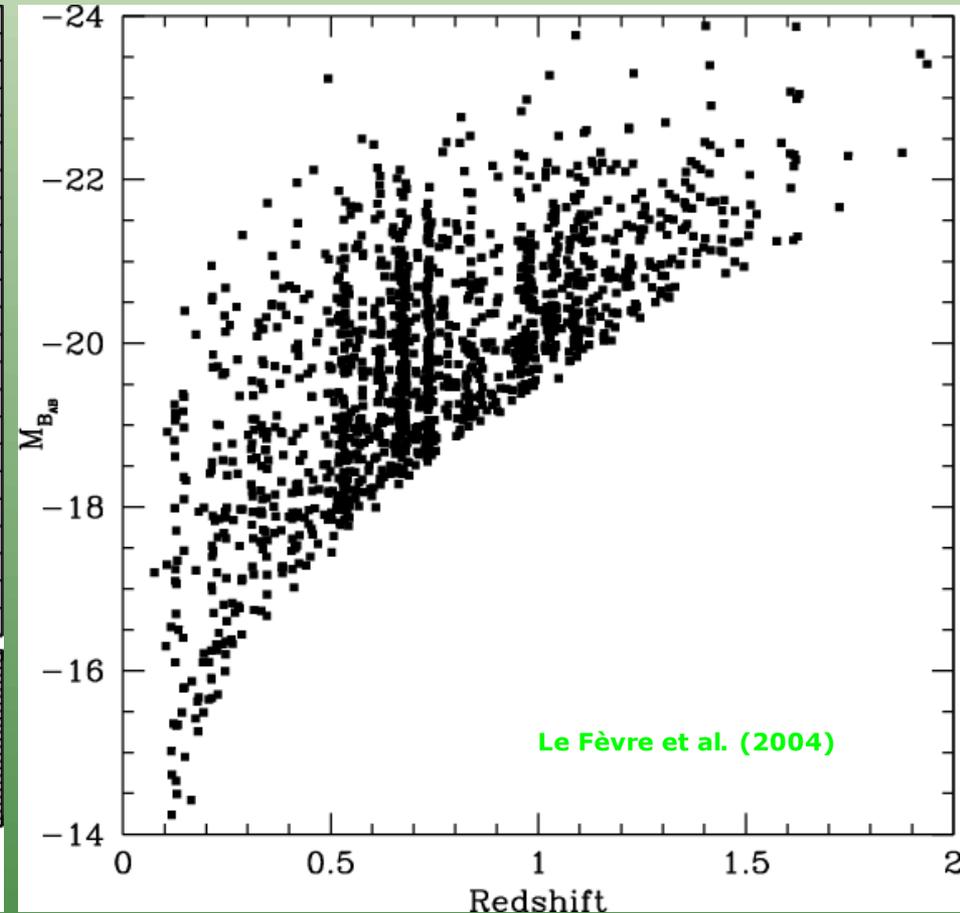
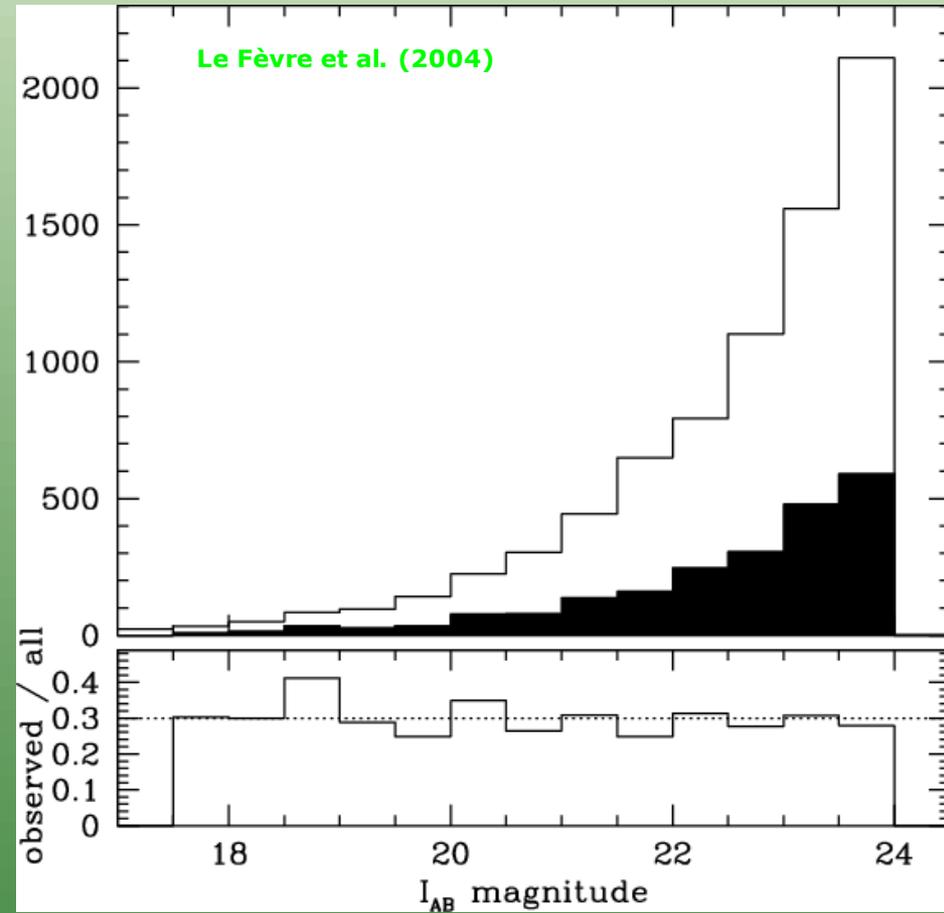
A veces este tipo de operaciones se hace con luminosidades por unidad de masa o por estrella. Entonces:

$$L_{B,V}^{1,2} = N_{1,2} I_{B,V}^{1,2}$$

$$L_{B,V}^{1,2} = M_{1,2} \Gamma_{B,V}^{1,2}$$



# 1.6.4. Sistema de magnitudes



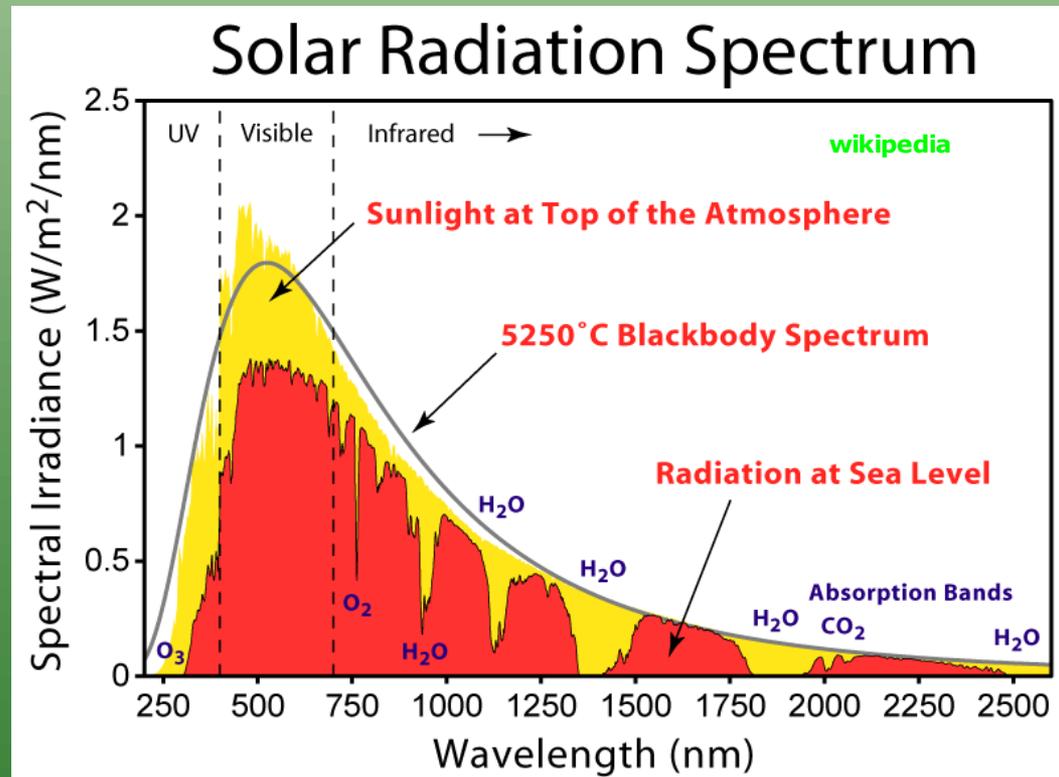
# 1.6.5. Emisión de un cuerpo negro

Un cuerpo negro es un objeto que absorbe toda la radiación y la reemite con un espectro continuo característico dependiente de su temperatura. Las atmósferas de las estrellas emiten como un cuerpo negro en una fracción importante del espectro, estando en otras dominado por absorciones de elementos como el hidrógeno, helio, oxígeno, etc...

El espectro continuo de un cuerpo negro se caracteriza por una intensidad ( $\text{erg/s/cm}^2/\text{Hz/sr}$ ) que sigue la ley de Planck:

$$I(\nu, T) = \left( \frac{2h\nu^3}{c^2} \right) \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1}$$

$$I(\lambda, T) = \left( \frac{2hc^2}{\lambda^5} \right) \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$



# 1.6.5. Emisión de un cuerpo negro

El pico de emisión de un cuerpo negro sigue la ley de Wien:

$$\lambda_{\max} = \frac{2.8977685 \times 10^3 \mu\text{m K}}{T}$$

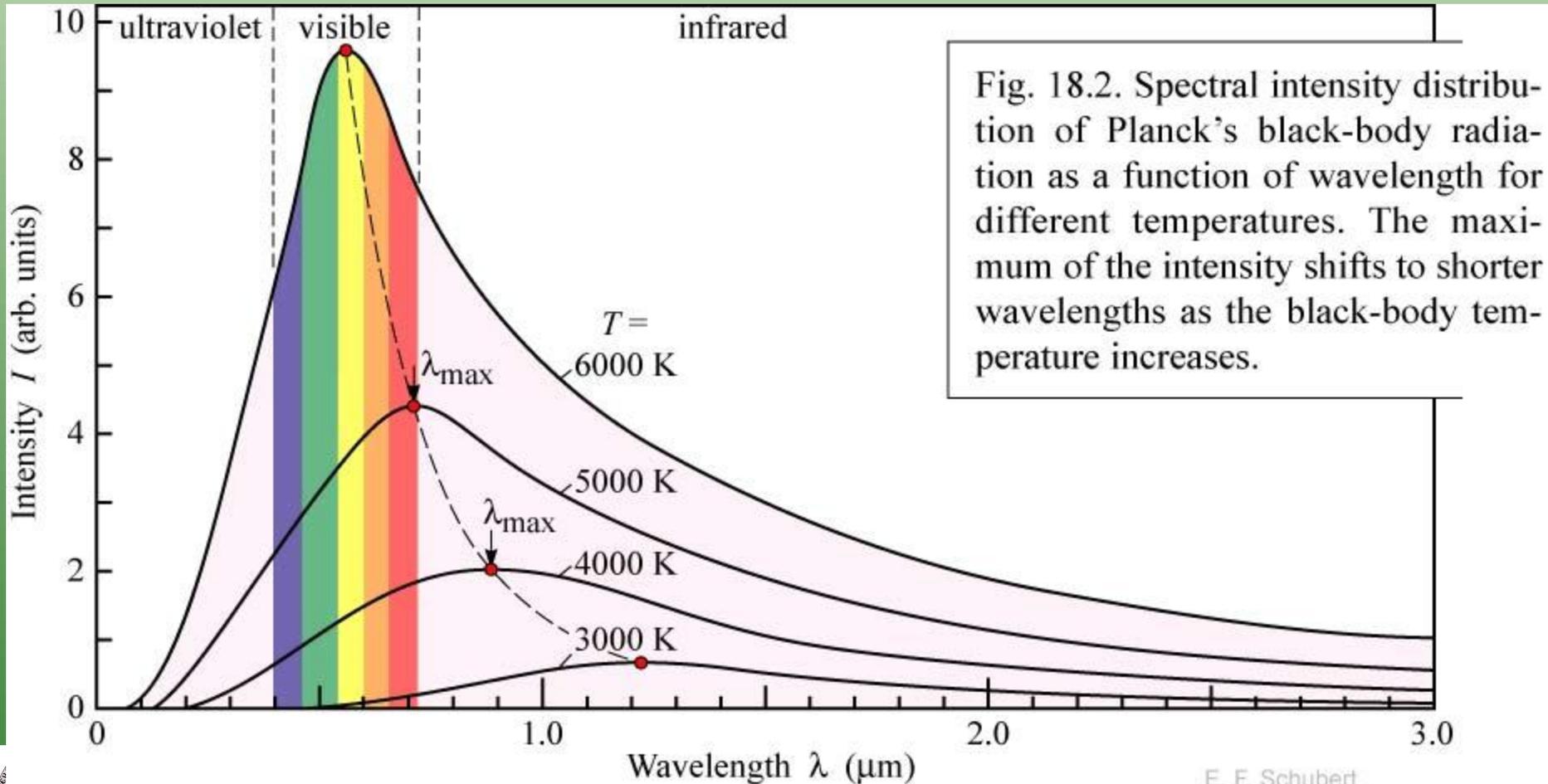


Fig. 18.2. Spectral intensity distribution of Planck's black-body radiation as a function of wavelength for different temperatures. The maximum of the intensity shifts to shorter wavelengths as the black-body temperature increases.

# 1.6.5. Emisión de un cuerpo negro

La densidad de flujo emitida por un cuerpo negro se puede calcular a partir de la ley de Stefan-Boltzmann:

$$F = \int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu = \frac{\sigma}{\pi} T^4$$

donde  $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2/\text{K}^4$ .

La ley de Rayleigh-Jeans, derivada con argumentos clásicos a principios del siglo XX, describe la emisión de un cuerpo negro para longitudes de onda largas, pero falla para la emisión a longitudes de onda cortas. La ley de Rayleigh-Jeans coincide con la ley de emisión de un cuerpo negro en el límite de longitudes de onda largas. En Astrofísica a veces se habla de que la cola de la emisión hacia longitudes de onda largas o frecuencias bajas es "Rayleigh-Jeans", lo que equivale a decir que es como un cuerpo negro.

$$I(\nu, T) = \left( \frac{2h\nu^3}{c^2} \right) \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad e^{h\nu/kT} \xrightarrow{\nu \rightarrow 0} 1 + \frac{h\nu}{kT}$$

$$I_{R-J}(\nu, T) = \left( \frac{2h\nu^3}{c^2} \right) \frac{kT}{h\nu} = \frac{2kT\nu^2}{c^2} \quad I_{R-J}(\lambda, T) = \frac{2ckT}{\lambda^4}$$



# 1.6.6. Absorción de radiación

La emisión proveniente de objetos astronómicos se ve atenuada al atravesar nubes de gas y polvo. El grado de atenuación se denomina extinción, y se mide en magnitudes. Por ejemplo, la emisión de una galaxia en la banda V se ve atenuada por los cirros de polvo frío en la Vía Láctea, de modo que:

$$m_{emit}(V) = m_{obs}(V) - A(V)$$

$$F_{emit}(V) = F_{obs}(V) \times 10^{0.4A(V)}$$

La extinción en una determinada banda se relaciona con la extinción en otra banda por medio de las curvas de extinción. A veces se habla de exceso de color  $E(B-V)$  en vez de extinción  $A(V)$  (o en otra banda), pudiendo igualmente pasar de  $E(B-V)$  a  $A(V)$  por medio de la curva de extinción.  $E(B-V)$  es el exceso de color que presenta un espectro entre las bandas B y V debido a extinción (y contando con que la extinción suele ser mayor en una banda -B- que en otra -V-).

En general se debe hablar de curvas de atenuación más que de extinción porque la absorción de la radiación va acompañada siempre de emisión y de scattering, que debe ser tenido en cuenta en el estudio de la transmisión de radiación.

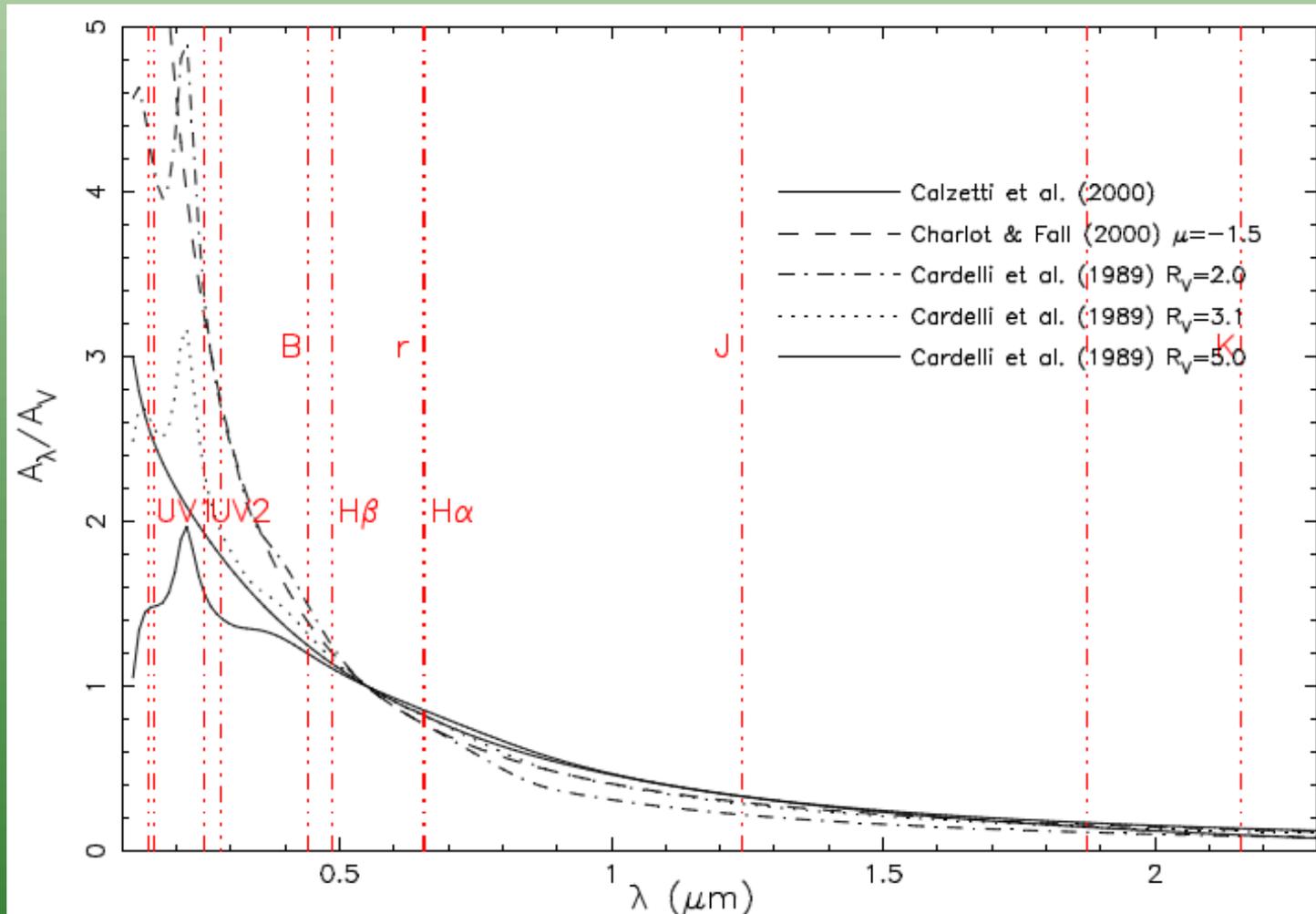


# 1.6.6. Absorción de radiación

Por ejemplo, una curva de extinción Galáctica típica (Cardelli et al. 1989) establece que:

$$A(V) = R_V E(B - V)$$

con  $R_V=3.1$ .

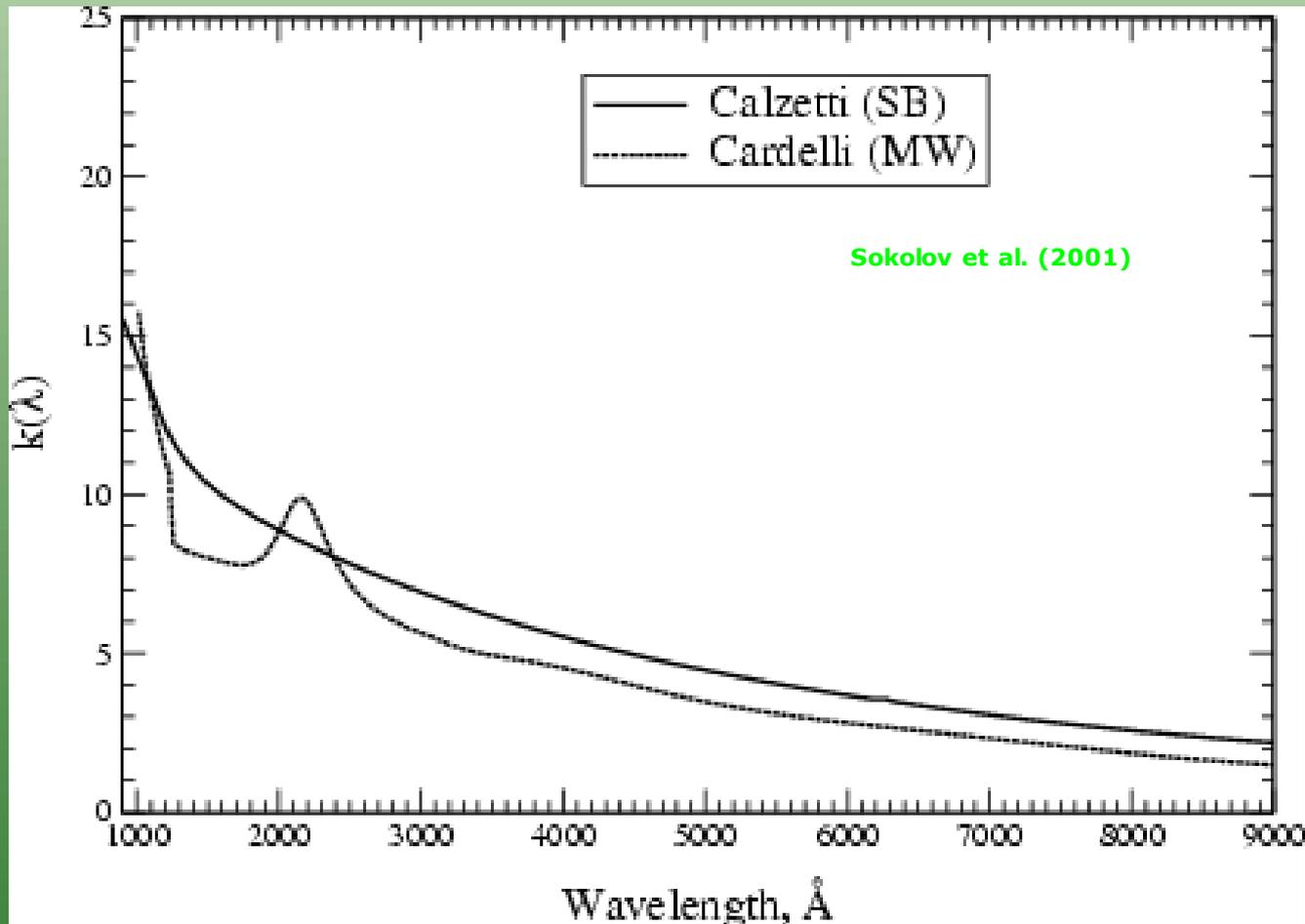


# 1.6.6. Absorción de radiación

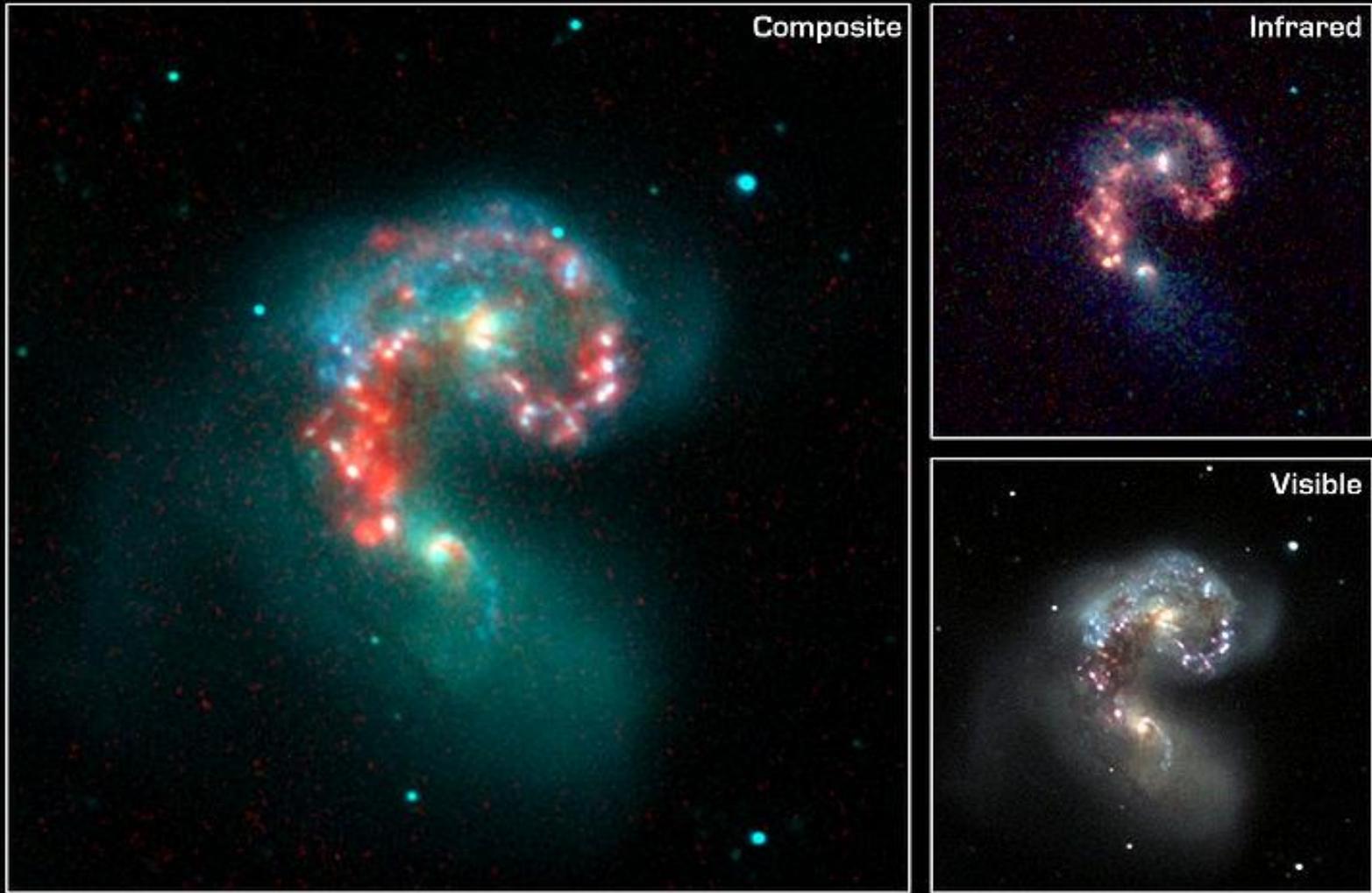
Por ejemplo, una curva de extinción Galáctica típica (Cardelli et al. 1989) establece que:

$$A(V) = R_V E(B - V)$$

con  $R_V=3.1$ .



# 1.6.6. Absorción de radiación



Interacting Antennae Galaxies

Spitzer Space Telescope • IRAC

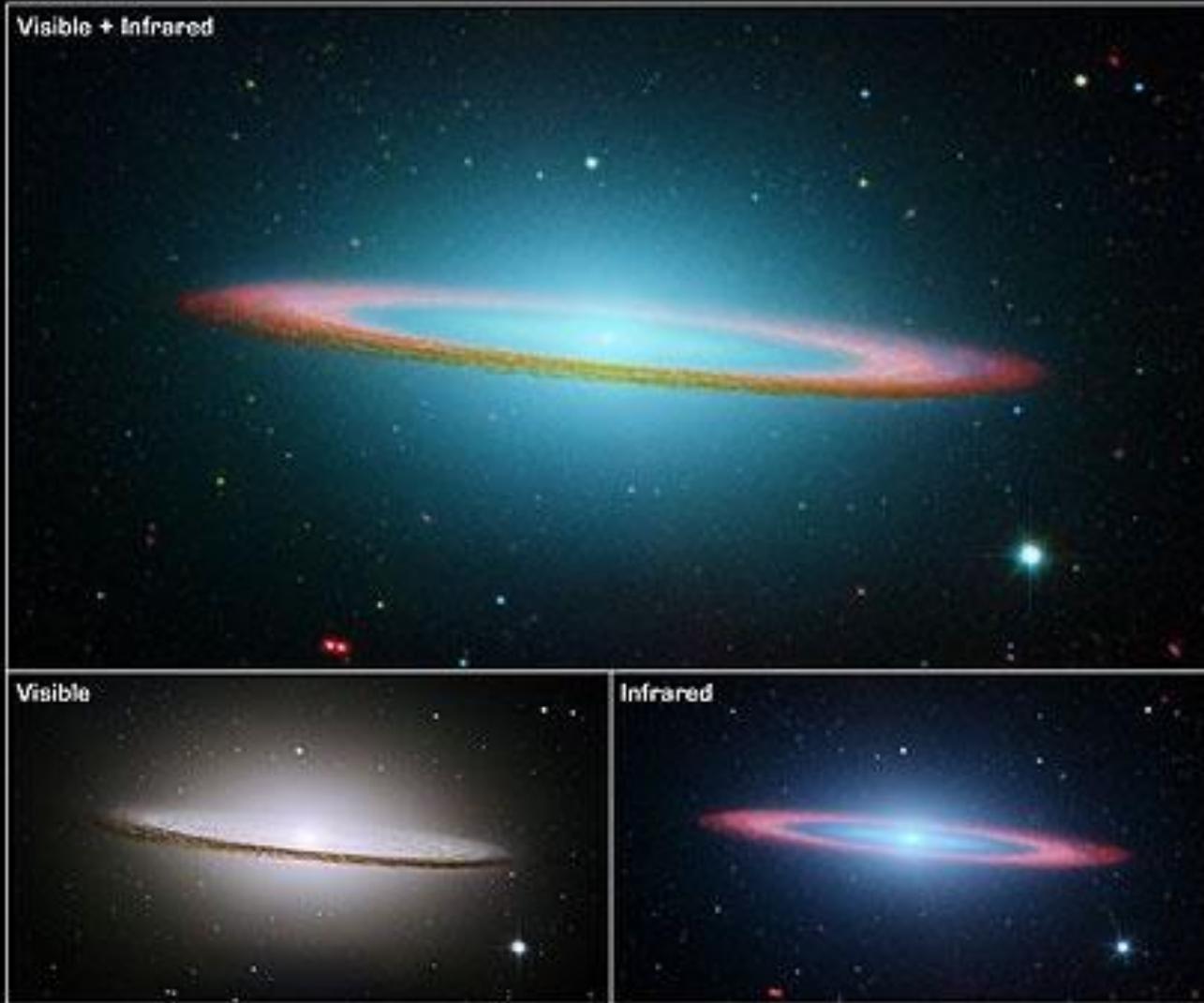
Visible: M. Rushing / NOAO

ssc2004-14a

NASA / JPL-Caltech / Z. Wang (Harvard-Smithsonian CfA)



# 1.6.6. Absorción de radiación



Sombrero Galaxy/Messier 104

Spitzer Space Telescope • IRAC

Visible: Hubble Space Telescope/Hubble Heritage Team

NASA / JPL-Caltech / R. Kennicutt (University of Arizona), and the SINGS Team

ssc2005-11a



# 1.6.6. Absorción de radiación

La luminosidad observada a 280 nm se calcula con la distancia y el flujo a 280 nm medido directamente en imágenes (p.e., GALEX):

$$L_o(280) = 4\pi d^2 F_o(280)$$

Esa luminosidad es la observada. La emitida en realidad debe calcularse teniendo en cuenta la extinción Galáctica y la intrínseca.

Para la extinción Galáctica podemos usar NED:

<http://nedwww.ipac.caltech.edu/>

<http://tinyurl.com/5rpzcp8>

Ejemplo:  $A(B)=A(440)=0.2$  mag. Para pasar a la extinción Galáctica a 280 nm, usamos la curva de extinción Galáctica de Cardelli et al. (1989), que nos dice:

$$A(B) \sim 1.2 \times A(V) \quad A(280) \sim 2.0 \times A(V)$$

Por lo que  $A(280) \sim 1.7 \times A(B) \sim 0.3$  mag. Así que la luminosidad observada corregida de extinción Galáctica es:

$$L_c^{MW}(280) = 10^{0.4 \times A^{MW}(280)} L_o(280)$$



# 1.6.6. Absorción de radiación

Ejemplo: La extinción intrínseca se puede calcular en la banda R de cierta manera, por lo que sabemos  $A(R)=A(650)=3$  mag.

Para pasar a la extinción a 280 nm debemos utilizar una curva de extinción, pongamos que la de Calzetti et al. (2000). Con ella obtenemos:

$$A(R) \sim 0.8 \times A(V) \quad A(280) \sim 1.8 \times A(V)$$

De donde  $A(280)=2 \times A(R) \sim 6.8$  mag.

Finalmente la luminosidad realmente emitida será:

$$L_c^{MW,int}(280) = 10^{0.4 \times A^{int}(280)} \times \left[ 10^{0.4 \times A^{MW}(280)} L_o(280) \right]$$
$$L_c^{MW,int}(280) \sim 501 \times \left[ 1.3 \times L_o(280) \right] \sim 650 \times L_o(280)$$

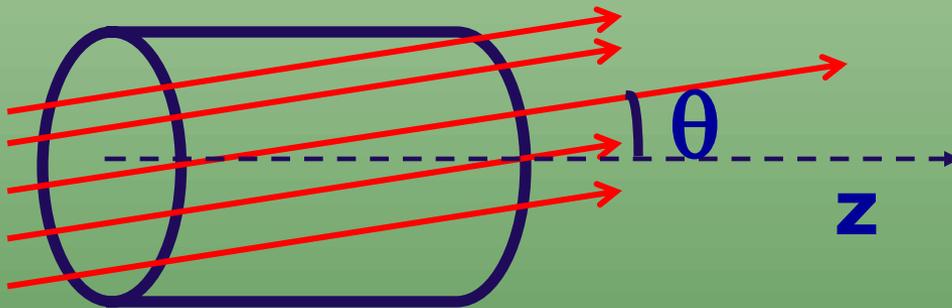


# 1.6.6. Absorción de radiación

A veces la atenuación también se expresa en función de una profundidad óptica  $\tau$ :

$$I_{obs} = I_{emit} e^{-\tau}$$

La profundidad óptica dependería del índice de atenuación del medio  $k$  y de la cantidad de materia que está provocando la atenuación. Por ejemplo, considerando un material de densidad constante:



$$d\tau = -K dz$$

$$d\tau = -\kappa \rho dz$$

$$d\tau = -\kappa \rho \cos \theta ds$$

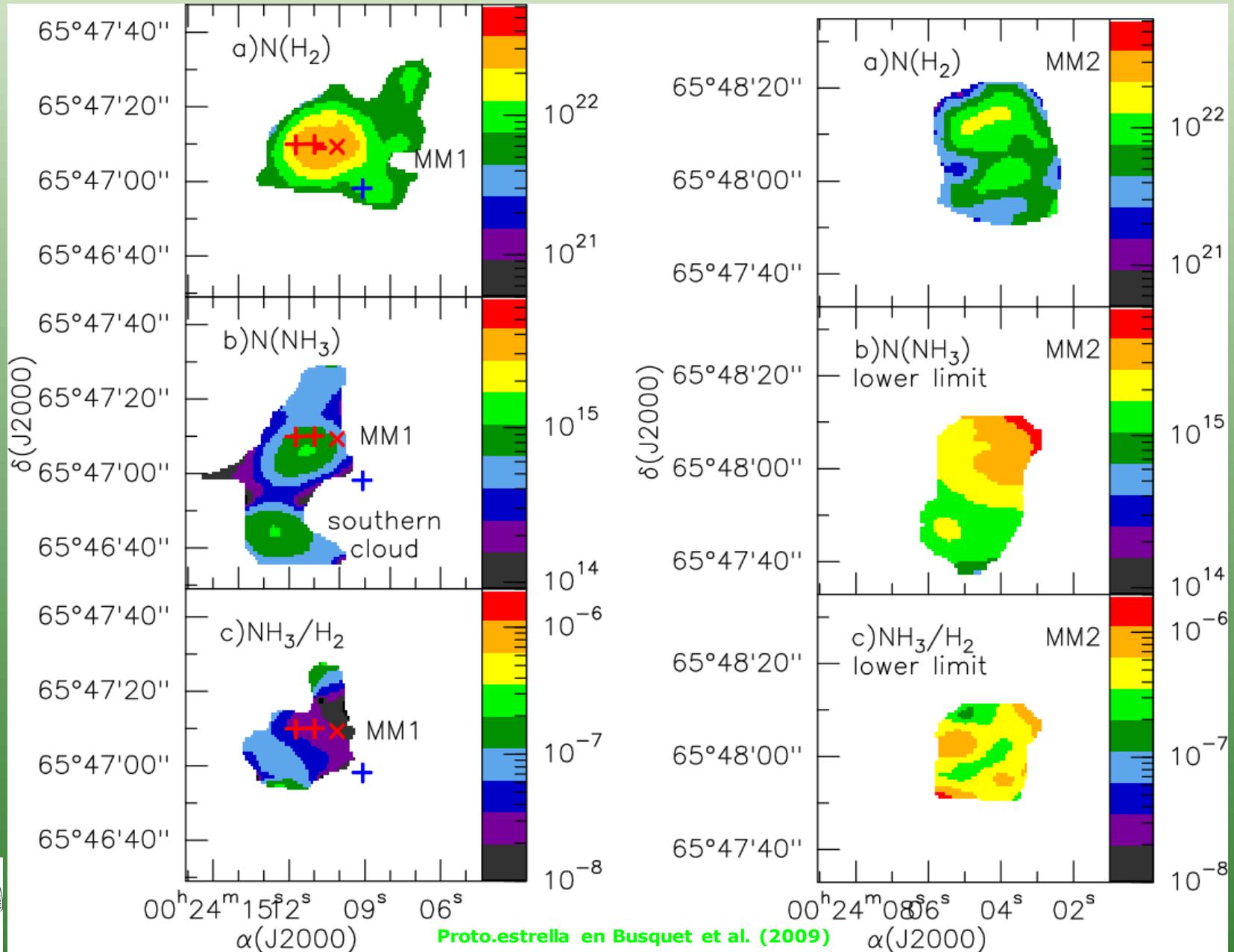
$$d\tau = -n \sigma \cos \theta ds$$

donde  $K$  es el coeficiente de extinción [ $\text{cm}^{-1}$ ],  $\kappa$  es la opacidad [ $\text{cm}^2/\text{g}$ ],  $\rho$  la densidad [ $\text{g}/\text{cm}^3$ ],  $\theta$  el ángulo de incidencia de la radiación respecto a la normal,  $n$  es la densidad numérica [ $\text{cm}^{-3}$ ] y  $\sigma$  la sección eficaz [ $\text{cm}^2$ ]. Para incidencia normal se suele escribir la profundidad óptica en función de la densidad de columna y la sección eficaz ( $\sigma = 10^{-17} \text{ cm}^2$  para HI y radiación UV):

$$\tau = \int_0^z K dz = N \sigma$$



# 1.6.6. Absorción de radiación



# 1.6.7. Fotometría y espectroscopía

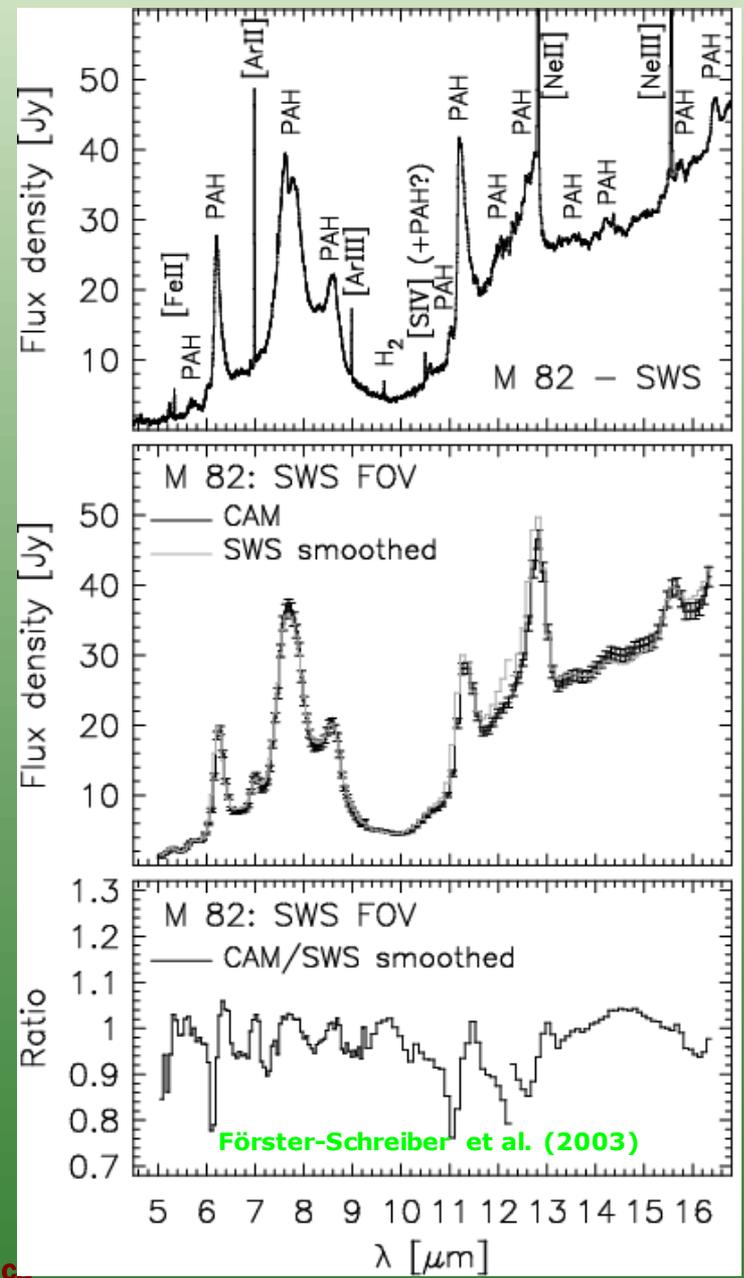
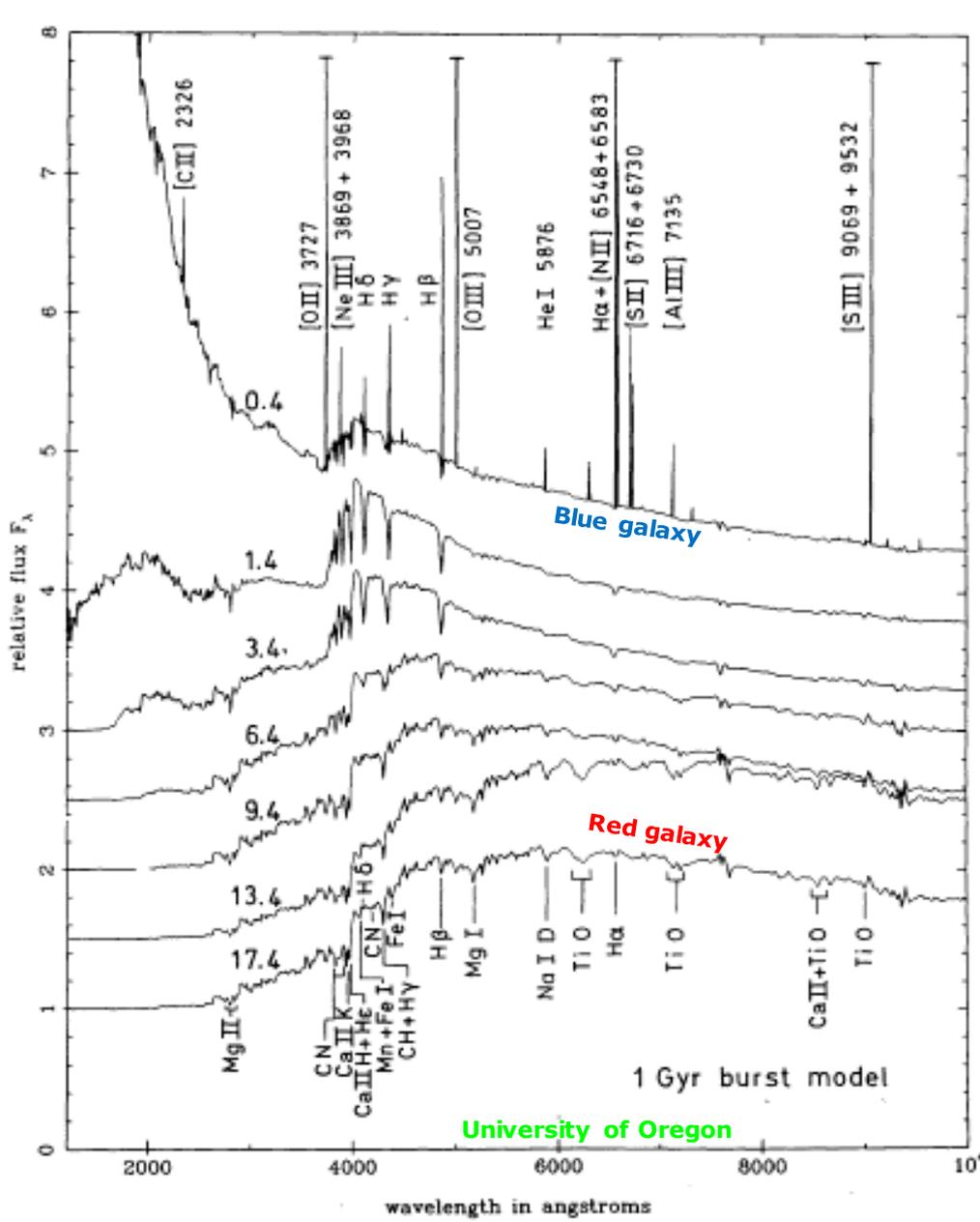
Idealmente se querría tener (la infinita) información sobre la emisión de las galaxias a cualquier longitud de onda para poder conocer todas sus propiedades. En la práctica, se obtienen espectros de las galaxias en una determinada región del espectro y con una cierta resolución  $R$ , donde  $R = \lambda / \Delta\lambda$ . Por ejemplo, en un espectro de resolución  $R = 5000$  alrededor de una longitud de onda de 500 nm, tendríamos un punto en el espectro (es decir, el valor de la densidad de flujo) por cada 0.1 nm.

Los espectros contienen información sobre las poblaciones estelares de las galaxias, y el contenido de gas y polvo, por ejemplo, su edad, composición química, temperatura, etc... Además también contienen información sobre la dinámica de las distintas componentes.

La fotometría se puede concebir como una espectroscopía de muy baja resolución, donde se hace una integración de la densidad de flujo de un objeto celeste en un rango más o menos ancho de longitudes de onda. La fotometría se realiza a través de filtros que suelen identificarse con bandas conocidas. Por ejemplo, la banda V (de visual) se encuentra alrededor del máximo de emisión solar (550 nm) y tiene una anchura de unos 100 nm. Otras bandas muy usadas son U (en el ultravioleta), B (azul), R (rojo), I (infra-rojo), etc...



# 1.6.7. Fotometría y espectroscopía

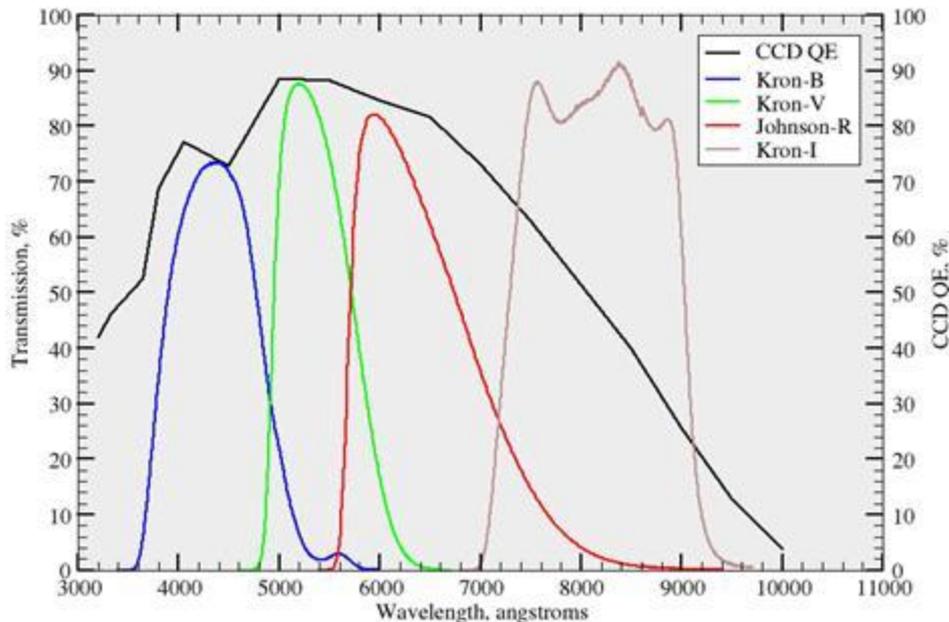


# 1.6.7. Fotometría y espectroscopía

En general, la magnitud en un sistema fotométrico se define a partir de la curva de transmisión del filtro (contando también con la eficiencia del telescopio e instrumento -p.e., el detector- y la transmisión de la atmósfera) y de la distribución espectral de energía de la galaxia.

La curva de transmisión de un filtro (+telescopio+instrumento) es la fracción de luz que el sistema experimental deja pasar en función de la longitud de onda.

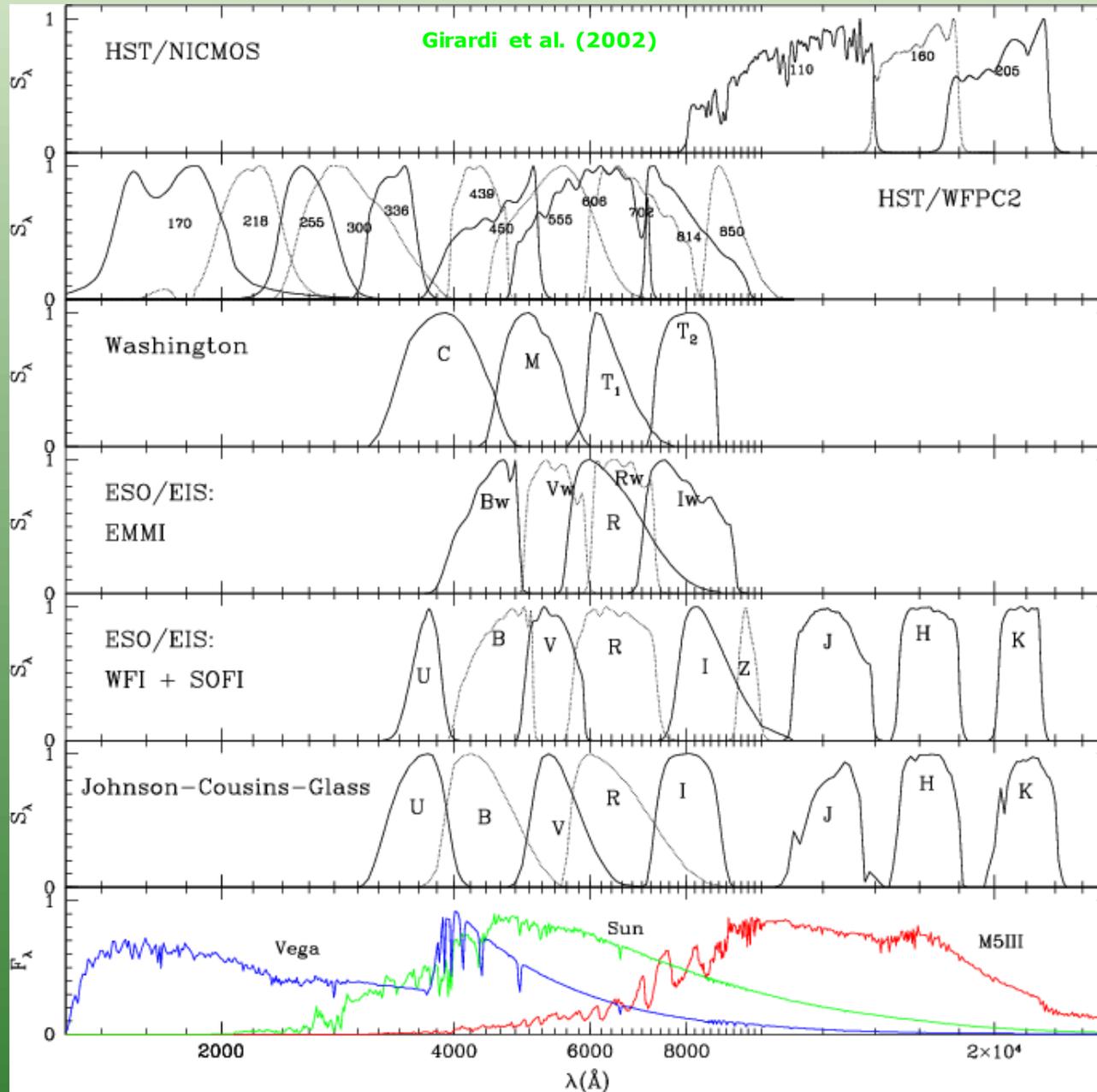
WTTM CCD QE & WTTM Broadband Filters



La magnitud en un cierto filtro es la convolución de la curva de transmisión y el espectro de la fuente.

En astronomía, un color se define como la resta de las magnitudes en dos filtros diferentes. Un color es análogo a un cociente de densidades de flujo en dos bandas determinadas. Los colores permiten comparar SEDs de distintos objetos.

# 1.6.7. Fotometría y espectroscopía



# 1.6.7. Fotometría y espectroscopía

La magnitud se define (ver, por ejemplo, Fukugita et al. 1995):

$$m_F = -2.5 \log_{10} \left( \frac{\int_0^{\infty} T_F(\lambda) \lambda f_{\lambda} d\lambda}{\int_0^{\infty} T_F(\lambda) \lambda d\lambda} \right) + CTE$$

Esta es la definición para CCDs, para un sistema normal se define sin multiplicar por  $\lambda$ .

La constante simplemente nos permite pasar de magnitudes a densidades de flujo a partir de una referencia conocida. Por ejemplo, en el sistema fotométrico estándar se supone que conocemos el espectro de Vega, con lo que:

$$m_F - m_F^{Vega} = -2.5 \log_{10} \left( \frac{\int_0^{\infty} T_F(\lambda) \lambda f_{\lambda} d\lambda}{\int_0^{\infty} T_F(\lambda) \lambda d\lambda} \right) + 2.5 \log_{10} \left( \frac{\int_0^{\infty} T_F(\lambda) \lambda f_{\lambda}^{Vega} d\lambda}{\int_0^{\infty} T_F(\lambda) \lambda d\lambda} \right)$$

Por ejemplo, la magnitud de Vega en la banda V es  $m_V \equiv V = 0.03$  y su densidad de flujo es  $(3.44 \pm 0.05) \times 10^{-9}$  erg/s/cm<sup>2</sup>/Å. Para otras bandas se suele tomar un color nulo y hay que conocer el flujo de Vega para pasar a densidades de flujo (esto hace las magnitudes un tanto desaconsejables –ver Verbunt 2008-).

# 1.6.7. Fotometría y espectroscopía

En el sistema AB se toma como referencia la magnitud 0 para una densidad de flujo de 3631 Jy en cualquier banda, lo que simplifica mucho el sistema de magnitudes (contando con una SED en unidades de Jy):

$$m_F = -2.5 \log_{10} \left( \frac{\int_0^{\infty} T_F(\nu) f_{\nu} / \nu d\nu}{\int_0^{\infty} T_F(\nu) / \nu d\nu} \right) - 48.600$$

También se puede hablar (teóricamente) de una magnitud monocromática en una longitud de onda  $\lambda$  (y en el sistema AB):

$$m_{\lambda} = -2.5 \log_{10} (F_{\nu}^{\lambda}) - 48.600$$

El sistema STMAG (usado por HST) es análogo pero en notación  $F_{\lambda}$ . Se usa como flujo para  $m=0$   $F_{\lambda} = 3.631 \times 10^{-9}$  erg/s/cm<sup>2</sup>/Å.

$$m_{\lambda} = -2.5 \log_{10} (F_{\lambda}^{\lambda}) - 21.10$$



# 1.6.7. Fotometría y espectroscopía

La magnitud absoluta en el sistema AB:

$$m(AB) = -2.5 \log_{10}(F_\nu [\text{CGS}]) - 48.600$$

$$m(AB) - M(AB) = 5 \log_{10}(d [\text{pc}]) - 5$$

$$M(AB) = -2.5 \log_{10}\left(\frac{L_\nu}{L_{\nu,0}}\right) \quad M(AB) = -2.5 \log_{10}\left(\frac{4\pi d^2 F_\nu}{L_{\nu,0}}\right)$$

Entonces la luminosidad referencia  $L_0$  usada para pasar de magnitudes absolutas AB a luminosidades sería:

$$M(AB) = -2.5 \log_{10} F_\nu - 48.600 - 5 \log_{10} d + 5$$

$$M(AB) = -2.5 \log_{10}\left(\frac{4\pi d^2 F_\nu (3.09 \times 10^{18} \text{ cm / pc})^2}{4\pi (3.09 \times 10^{18} \text{ cm / pc})^2}\right) - 43.600$$

$$M(AB) = -2.5 \log_{10}\left(\frac{L_\nu \times 10^{17.44}}{4\pi (3.09 \times 10^{18} \text{ cm / pc})^2}\right) = -2.5 \log_{10}\left(\frac{L_\nu}{L_{\nu,0}}\right)$$

$$L_0 = 4.36 \times 10^{20} \text{ erg / s / Hz}$$



# 1.6.7. Fotometría y espectroscopía

De otra forma: la magnitud aparente en el sistema AB se define de manera que  $m=0$  corresponde a  $3631 \text{ Jy}$ . La luminosidad correspondiente a ese flujo a  $10 \text{ pc}$  se identifica con la magnitud absoluta  $M=0$ .

$$L_{\nu,0} = 4\pi(10 \text{ pc})^2 (3631 \text{ Jy})$$

$$L_{\nu,0} = 4\pi(10 \text{ pc})^2 (3631 \text{ Jy})(3.09 \times 10^{18} \text{ cm} / \text{pc})^2 (10^{-23} \text{ CGS} / \text{Jy})$$

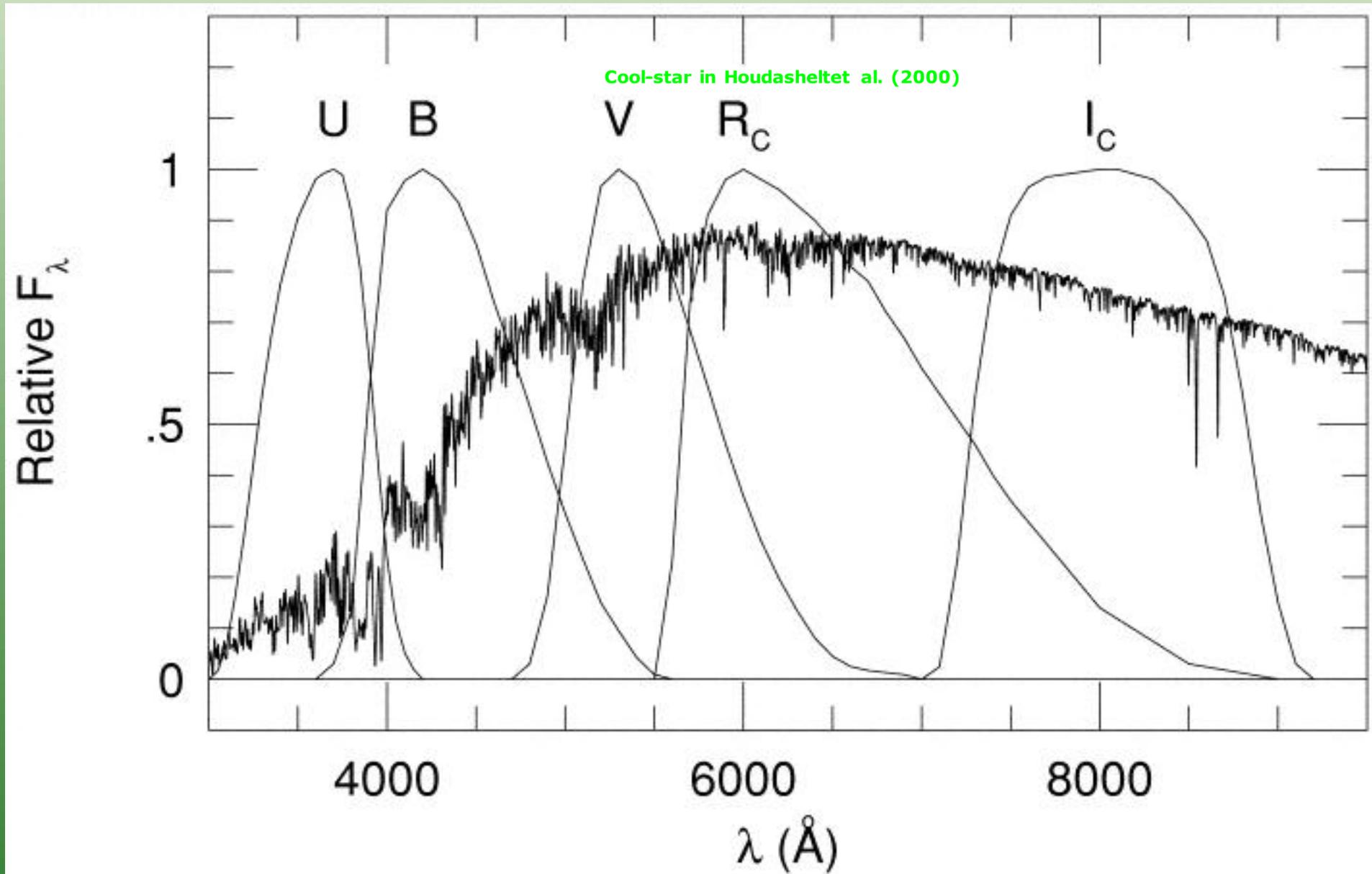
$$L_0 = 4.36 \times 10^{20} \text{ erg} / \text{s} / \text{Hz}$$

$$M(AB) = -2.5 \log_{10}(L_{\nu} [\text{erg} / \text{s} / \text{Hz}]) + 51.60$$

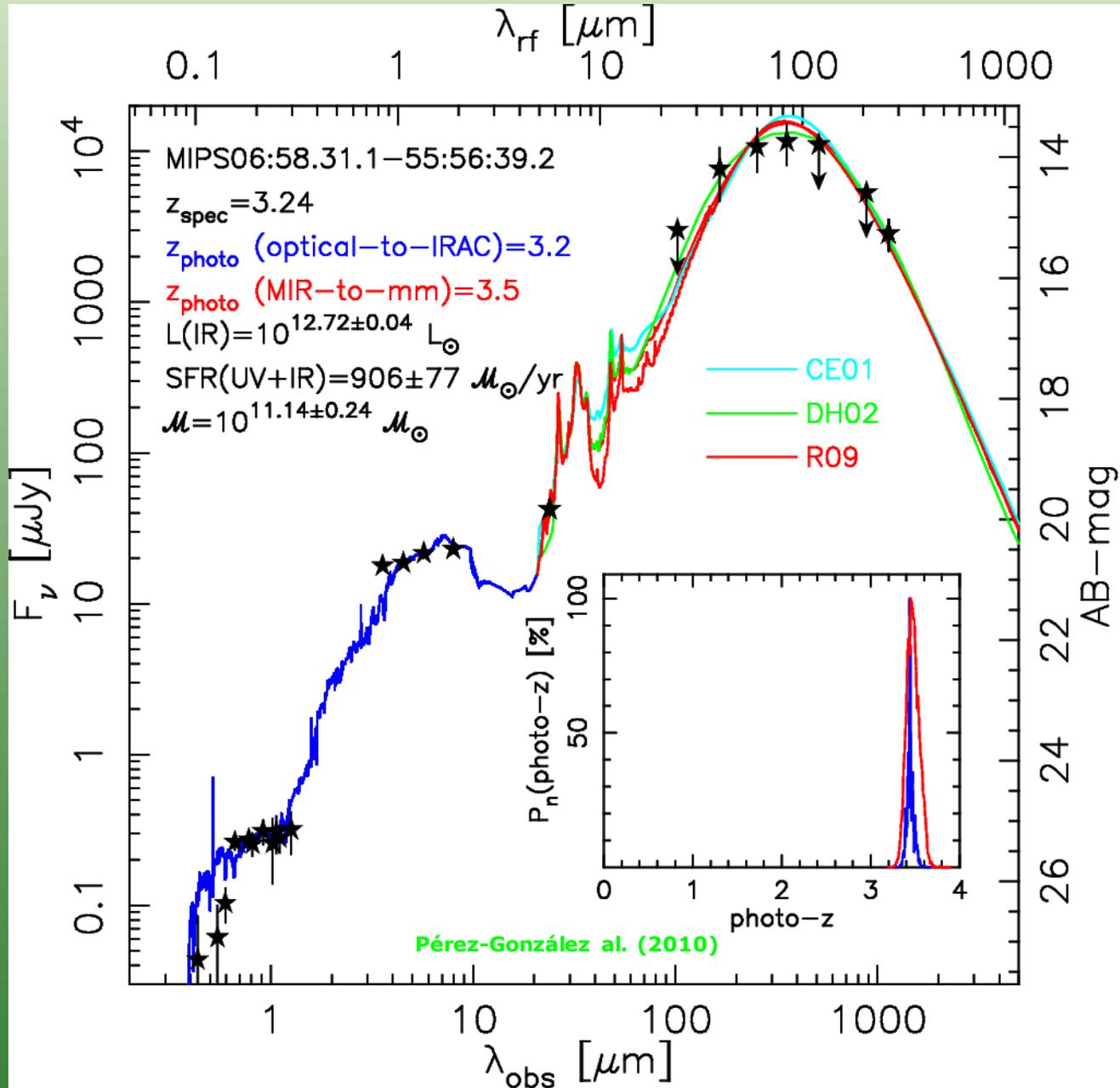
$$M(AB) = -2.5 \log_{10}(L_{\nu} [\text{W} / \text{Hz}]) + 34.10$$



# 1.6.7. Fotometría y espectroscopía



# 1.6.8. Espectros y SEDs



# 1.6.9. Campo gravitatorio

Durante el curso haremos uso frecuente de la Ley de Gravitación Universal:

$$F = G \frac{Mm}{r^2}$$

En una órbita circular podremos calcular la velocidad del cuerpo orbitante por medio de esta expresión y la fuerza centrífuga que experimenta el cuerpo:

$$m \frac{v^2}{r} = G \frac{Mm}{r^2} \Rightarrow v^2 = G \frac{M}{r}$$

El potencial gravitatorio es:

$$U = -G \frac{Mm}{r}; F = -\frac{\partial U}{\partial r}$$

La velocidad de escape es aquel valor mínimo que ha de tener un móvil para escapar de un potencial gravitatorio:

$$E_T = K + U = \frac{1}{2} m v^2 - G \frac{Mm}{r} = 0 \Rightarrow v_{esc} = \sqrt{\frac{2GM}{r}}$$



# 1.6.9. Campo gravitatorio

Un cuerpo dentro de un campo gravitatorio describe una órbita que se denomina Kepleriana y que corresponde a una elipse (o una circunferencia como degeneración de una elipse), una parábola o una hipérbola. En el caso de una elipse, la ecuación que describe la órbita es:

$$r = \frac{a(1 - \varepsilon^2)}{1 + \varepsilon \cos \theta} \quad 0 \leq \varepsilon < 1$$

donde "a" es el semieje mayor de la elipse y  $\varepsilon$  la excentricidad,  $b^2 = a^2(1 - \varepsilon^2)$ .

También usaremos en repetidas ocasiones el Teorema del Virial aplicado al problema gravitatorio, que establece que para los sistemas en equilibrio su energía total promedio es siempre la mitad de la energía potencial promedio. Como la energía total es negativa (el potencial es negativo), los sistemas gravitatorios en equilibrio están ligados (las órbitas son elípticas).

$$\langle E \rangle = \frac{1}{2} \langle U \rangle = \langle K \rangle + \langle U \rangle \Rightarrow \langle K \rangle = -\frac{1}{2} \langle U \rangle$$



# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas

Las estrellas se clasifican en tipos espectrales de acuerdo con su temperatura. La clasificación de Harvard tiene los siguientes tipos: OBAFGKM, con el tipo O las estrellas más calientes.

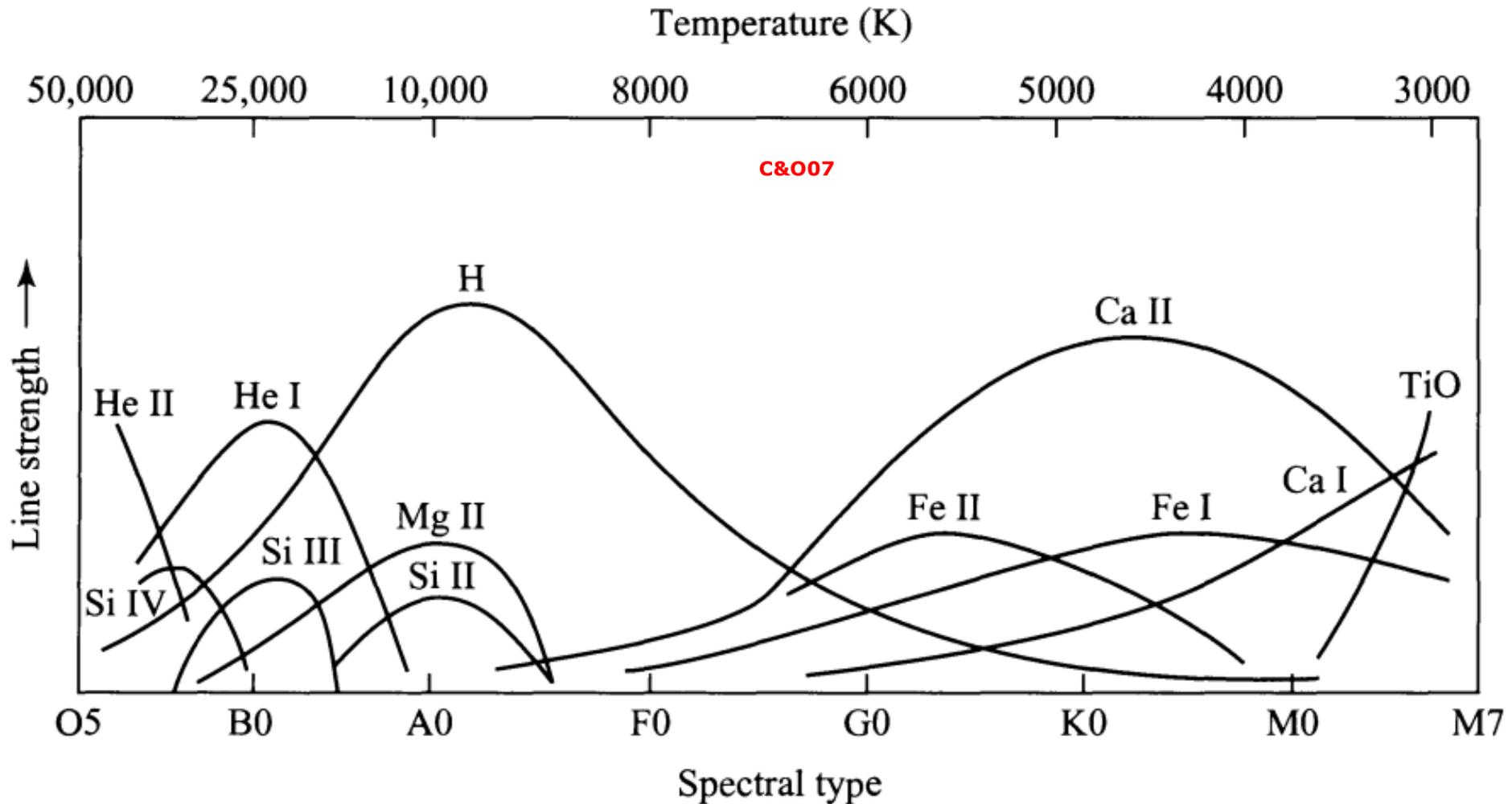
Además la clasificación incluye diferencias en los espectros de las estrellas tales como la presencia de determinadas líneas espectrales o su intensidad (absorción o emisión), su masa, color, luminosidad, radio, etc...

wikipedia

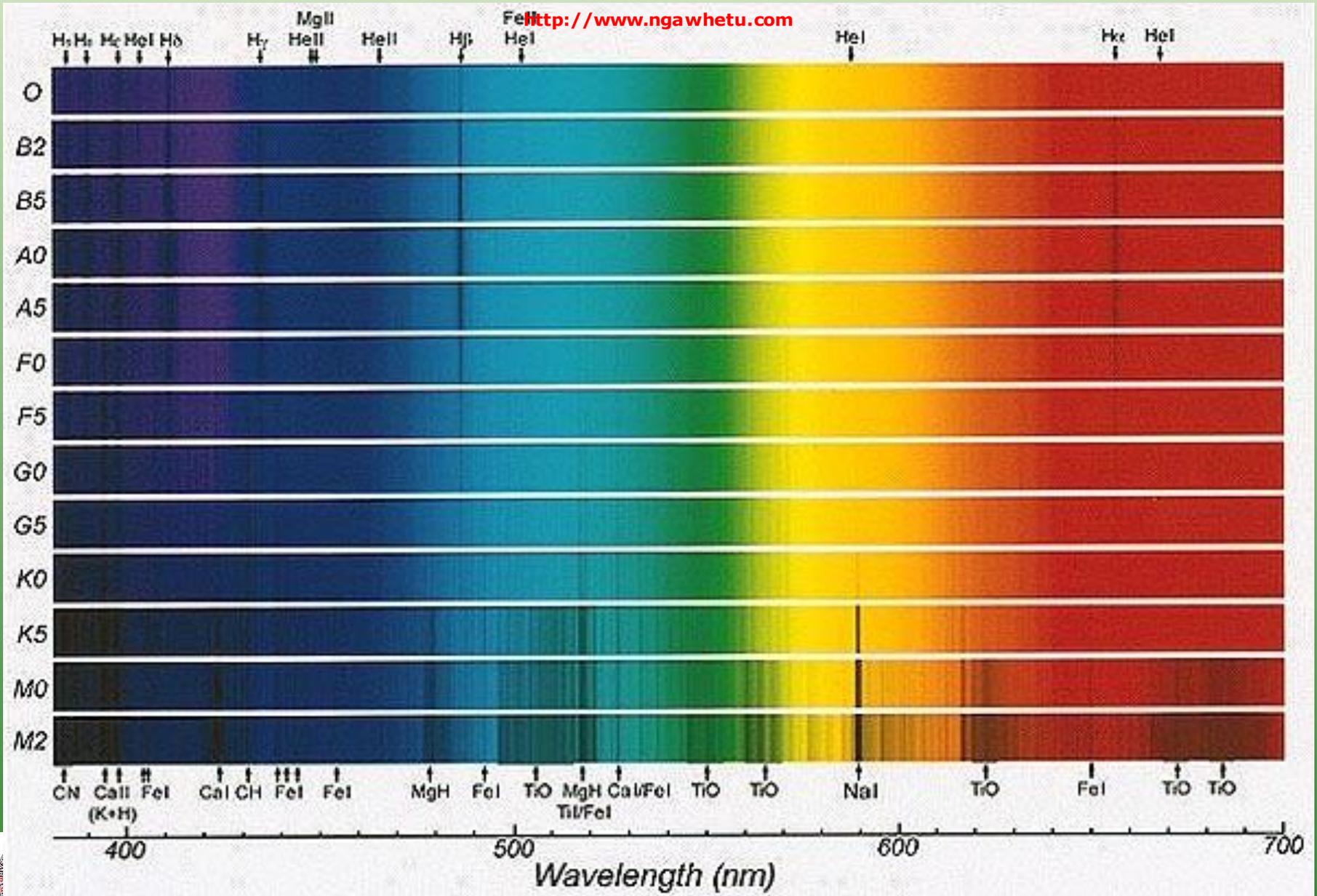
Class	Temperature <sup>[8]</sup> (kelvins)	Conventional color	Apparent color <sup>[9][10][11]</sup>	Mass <sup>[8]</sup> (solar masses)	Radius <sup>[8]</sup> (solar radii)	Luminosity <sup>[8]</sup> (bolometric)	Hydrogen lines	Fraction of all main sequence stars <sup>[12]</sup>
O	≥ 33,000 K	blue	blue	≥ 16 M <sub>☉</sub>	≥ 6.6 R <sub>☉</sub>	≥ 30,000 L <sub>☉</sub>	Weak	~0.00003%
B	10,000–30,000 K	blue to blue white	blue white	2.1–16 M <sub>☉</sub>	1.8–6.6 R <sub>☉</sub>	25–30,000 L <sub>☉</sub>	Medium	0.13%
A	7,500–10,000 K	white	white to blue white	1.4–2.1 M <sub>☉</sub>	1.4–1.8 R <sub>☉</sub>	5–25 L <sub>☉</sub>	Strong	0.6%
F	6,000–7,500 K	yellowish white	white	1.04–1.4 M <sub>☉</sub>	1.15–1.4 R <sub>☉</sub>	1.5–5 L <sub>☉</sub>	Medium	3%
G	5,200–6,000 K	yellow	yellowish white	0.8–1.04 M <sub>☉</sub>	0.96–1.15 R <sub>☉</sub>	0.6–1.5 L <sub>☉</sub>	Weak	7.6%
K	3,700–5,200 K	orange	yellow orange	0.45–0.8 M <sub>☉</sub>	0.7–0.96 R <sub>☉</sub>	0.08–0.6 L <sub>☉</sub>	Very weak	12.1%
M	≤ 3,700 K	red	orange red	≤ 0.45 M <sub>☉</sub>	≤ 0.7 R <sub>☉</sub>	≤ 0.08 L <sub>☉</sub>	Very weak	76.45%

# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas

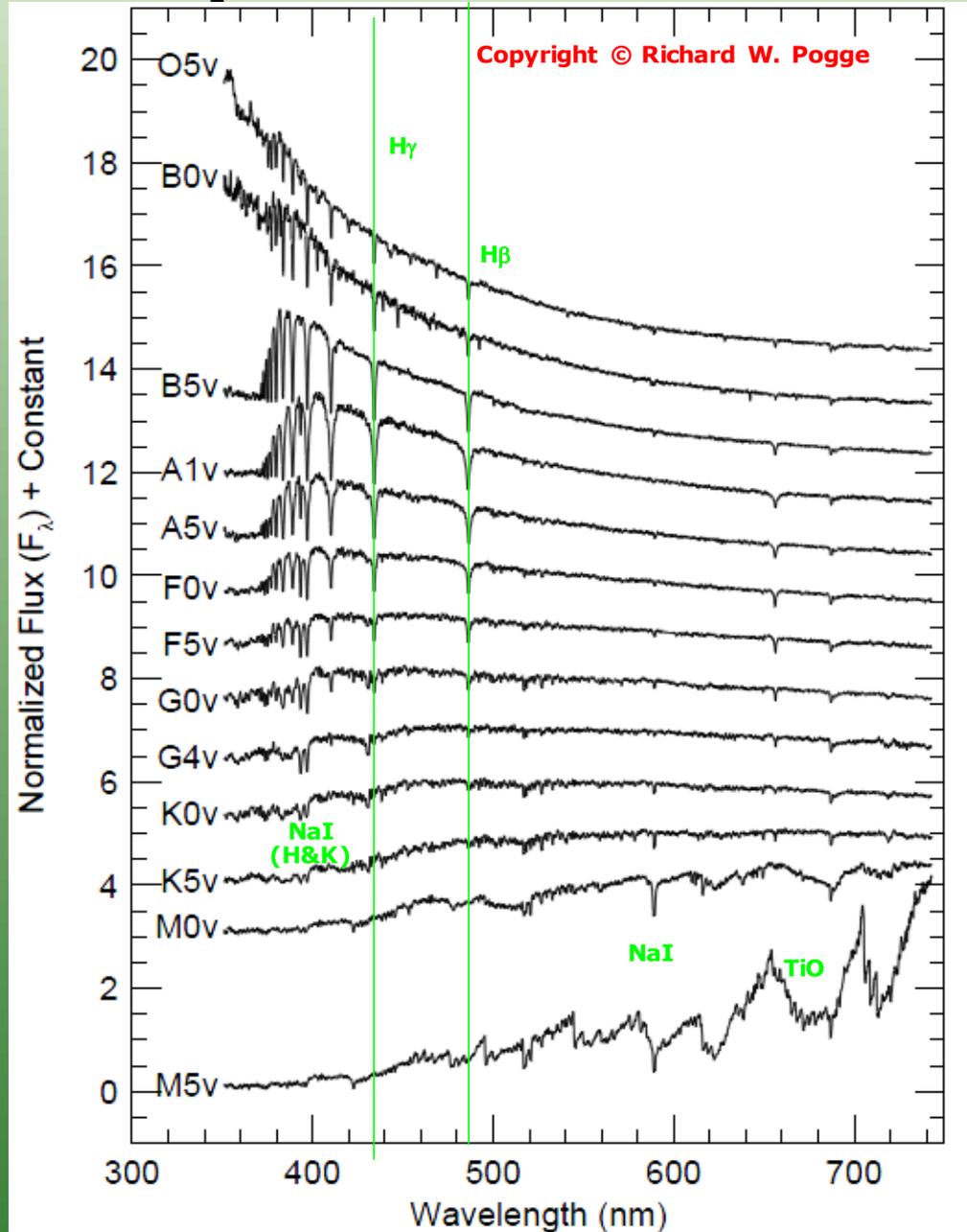
Los tipos espectrales se determinan a partir de los espectros y las características generales de ellos. Un rasgo muy importante es la intensidad de las líneas de absorción:



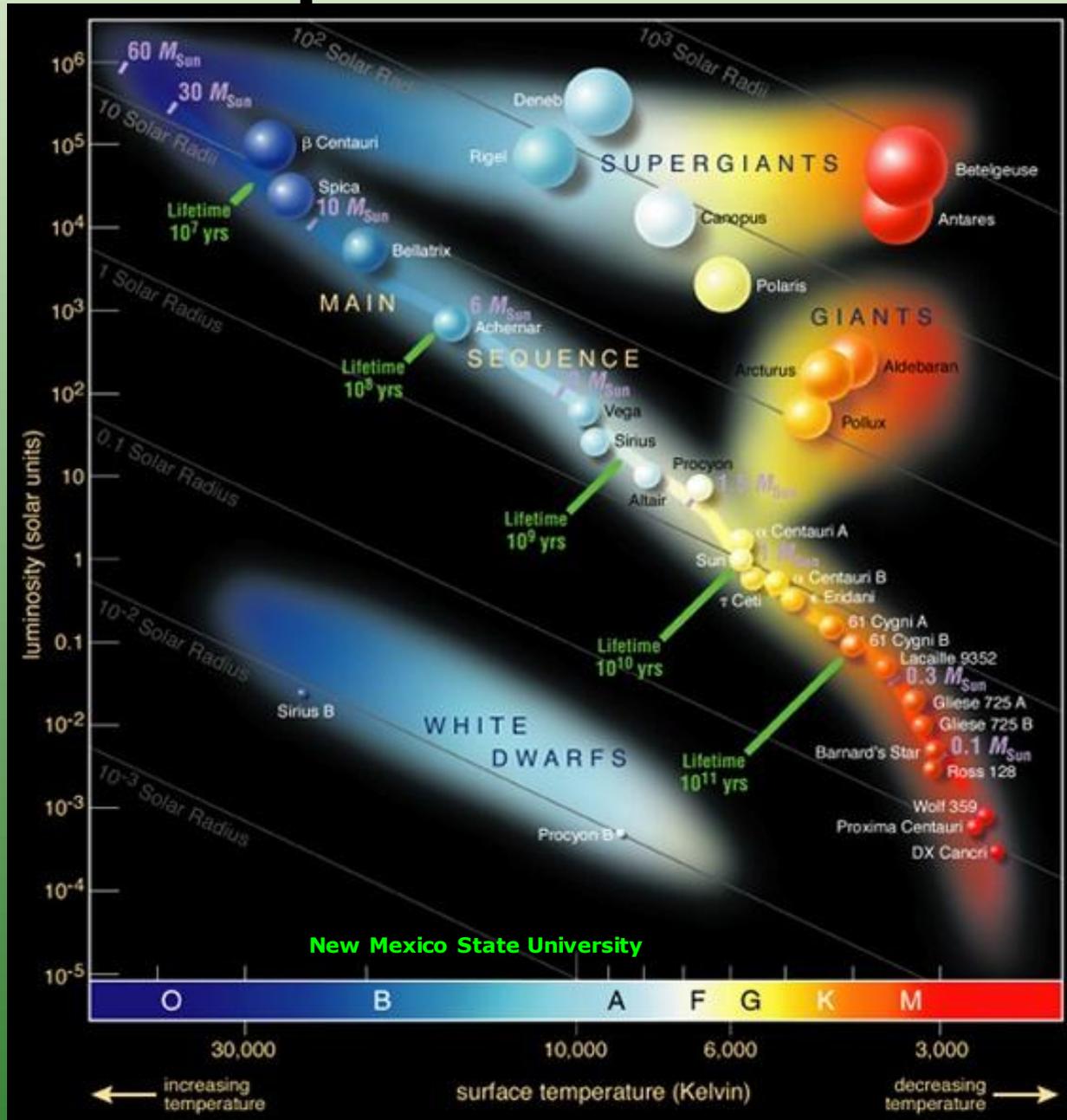
# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



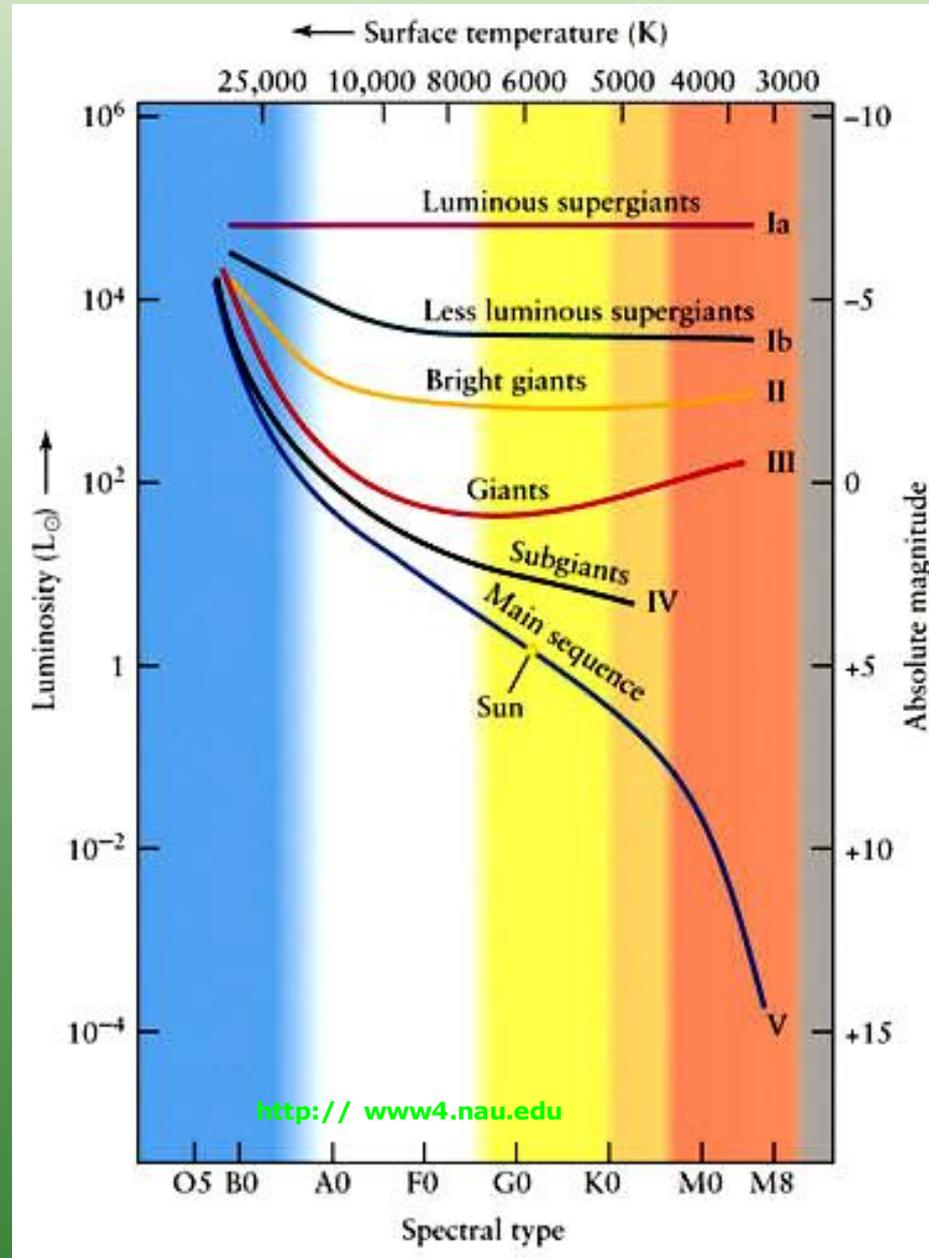
# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas

La luminosidad de una estrella y su radio se relacionan asumiendo que las estrellas emiten como cuerpos negros (suposición válida en gran parte del espectro). De esta forma:

$$F = \sigma T^4; \quad L = 4\pi R^2 F \Rightarrow R = \sqrt{\frac{L}{4\pi\sigma T_{eff}^2}}$$

Si dos estrellas tiene la misma temperatura efectiva (de su atmósfera), la más luminosa debe ser más grande. De ahí que en la clasificación H-R se hable de gigantes frente a enanas.

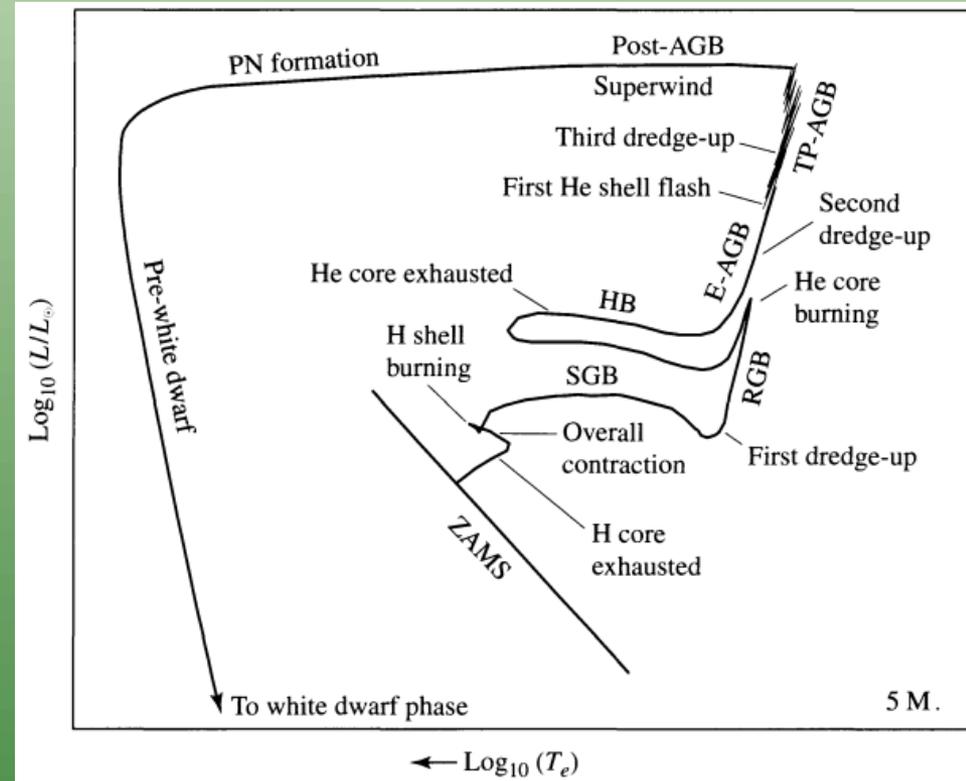
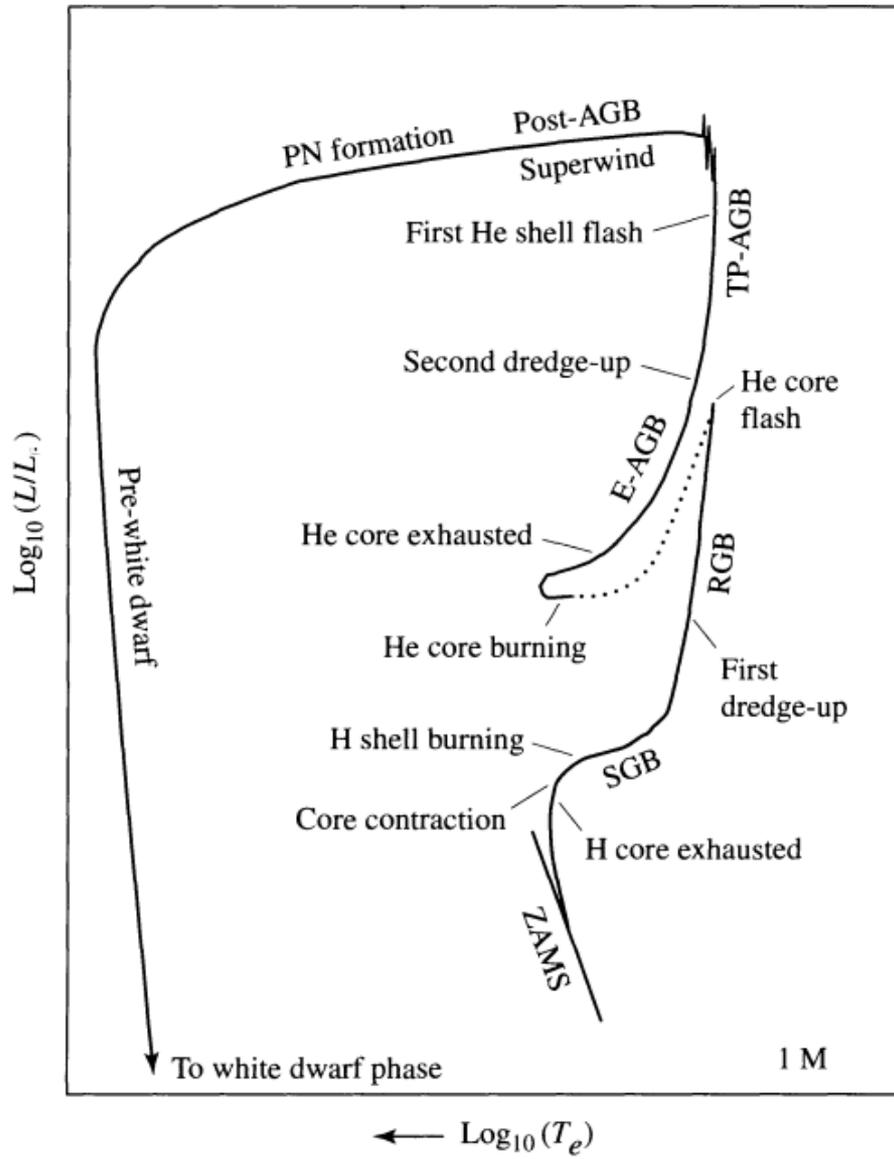
La gravedad superficial de una estrella sería:

$$g = G \frac{M}{R^2}$$

Una estrella gigante tiene una gravedad y una densidad más baja que una enana para la misma masa. Pero como la luminosidad depende del radio al cuadrado, para una temperatura dada, las estrellas gigantes son más luminosas.



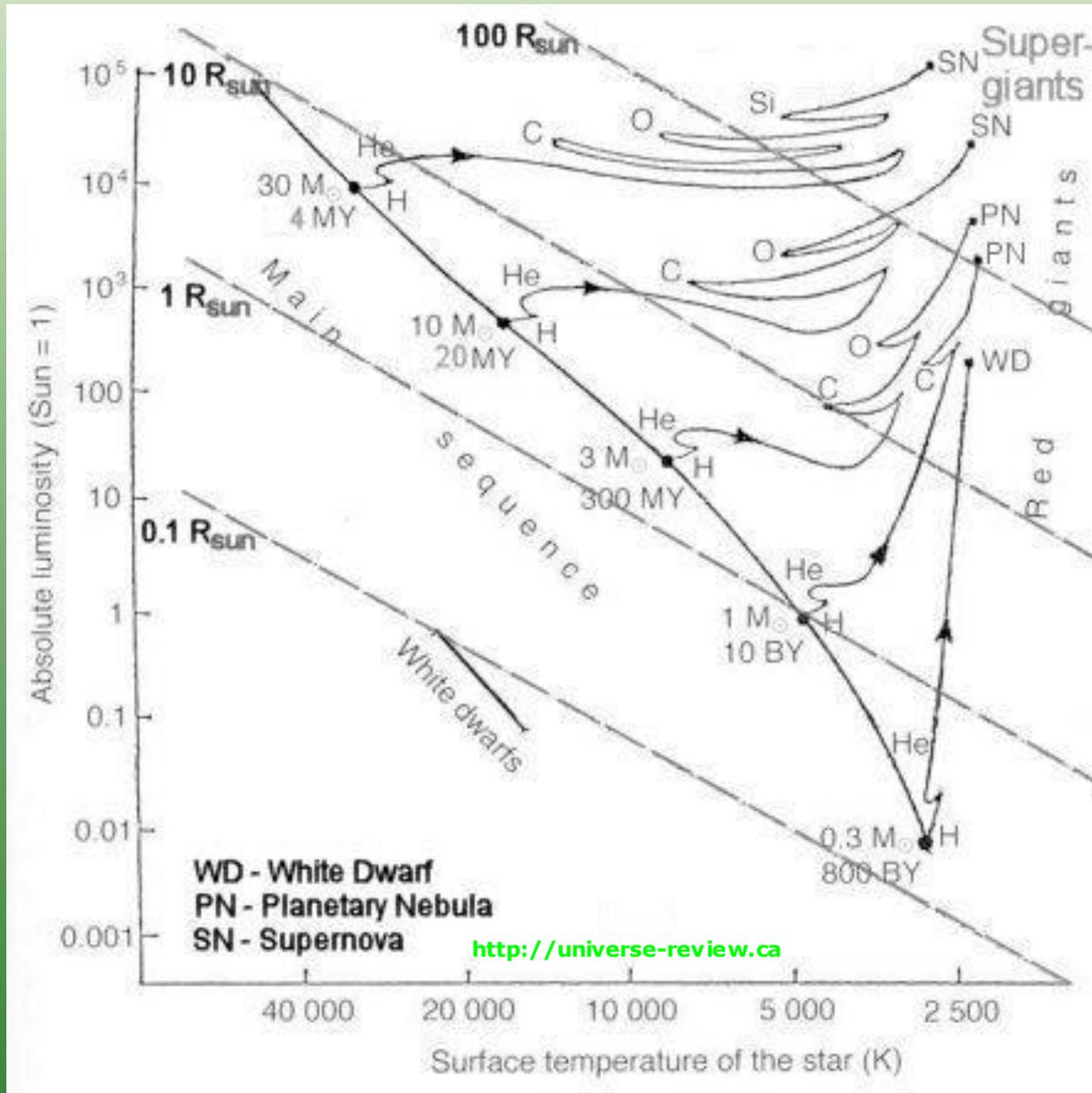
# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



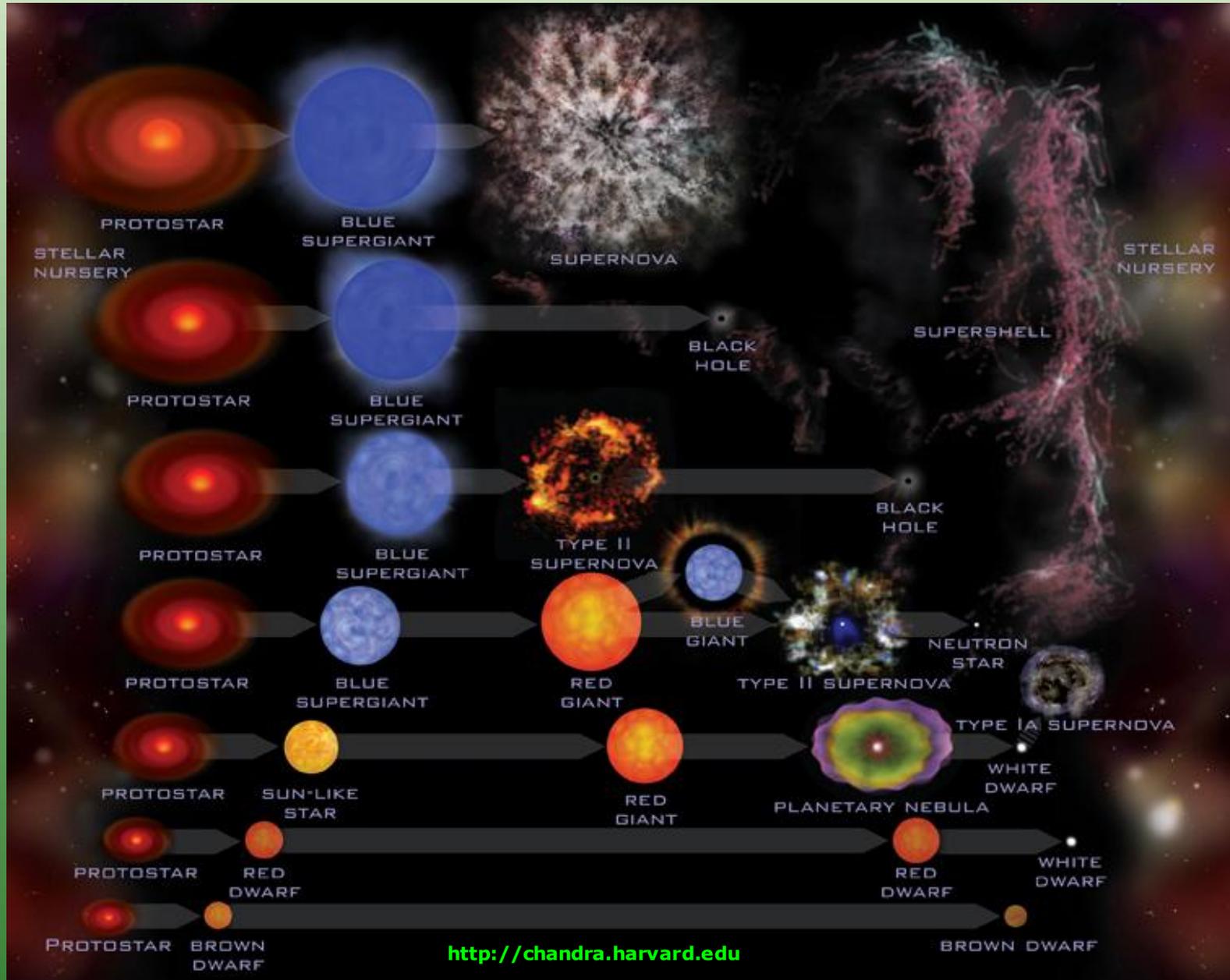
C8.007



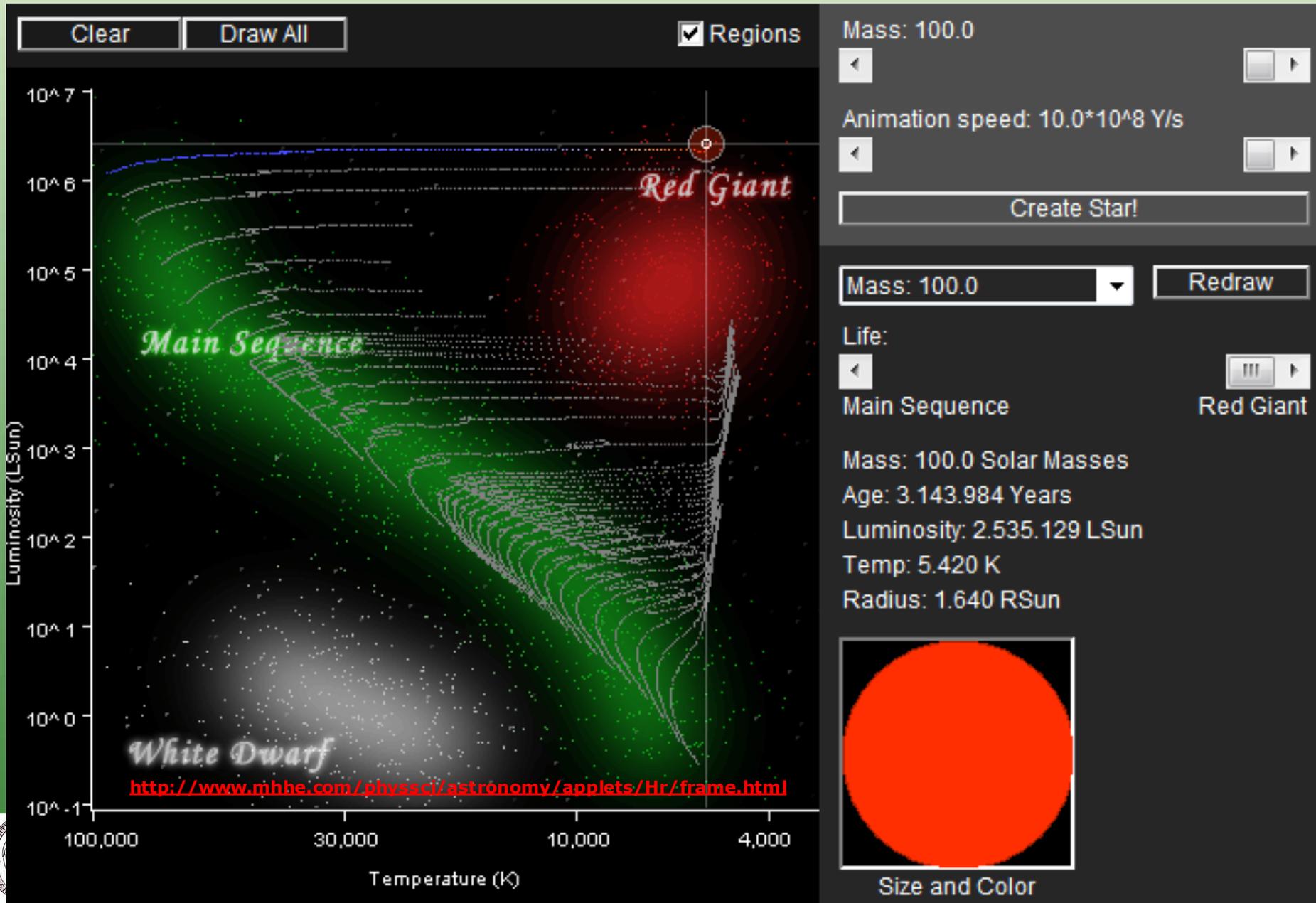
# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



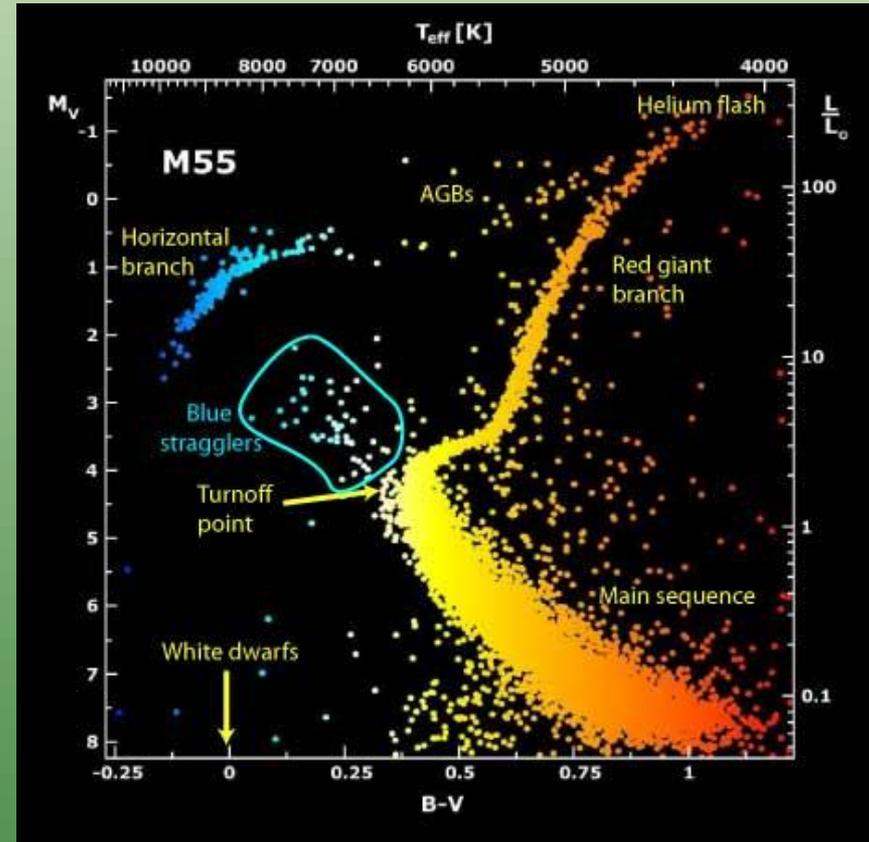
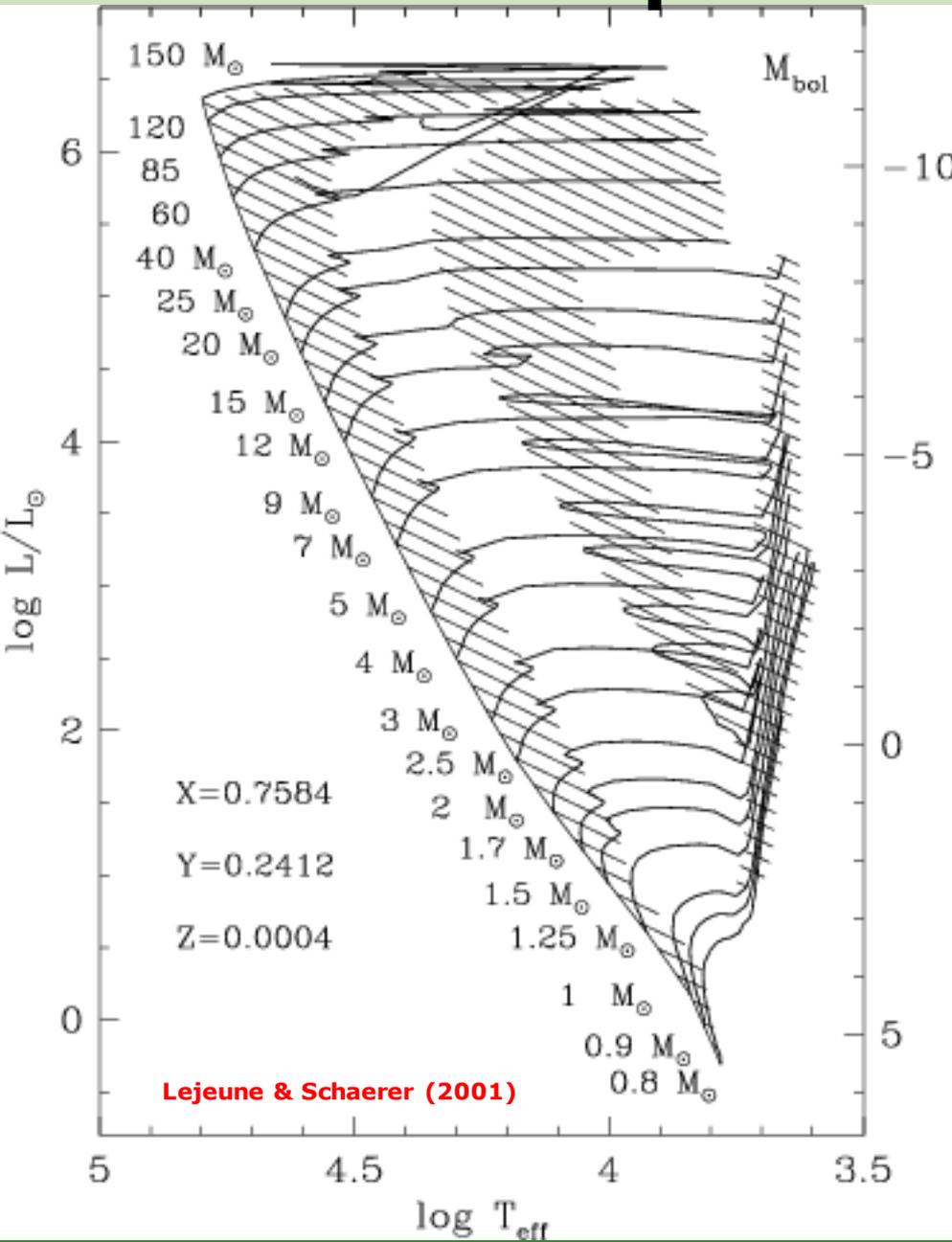
# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas

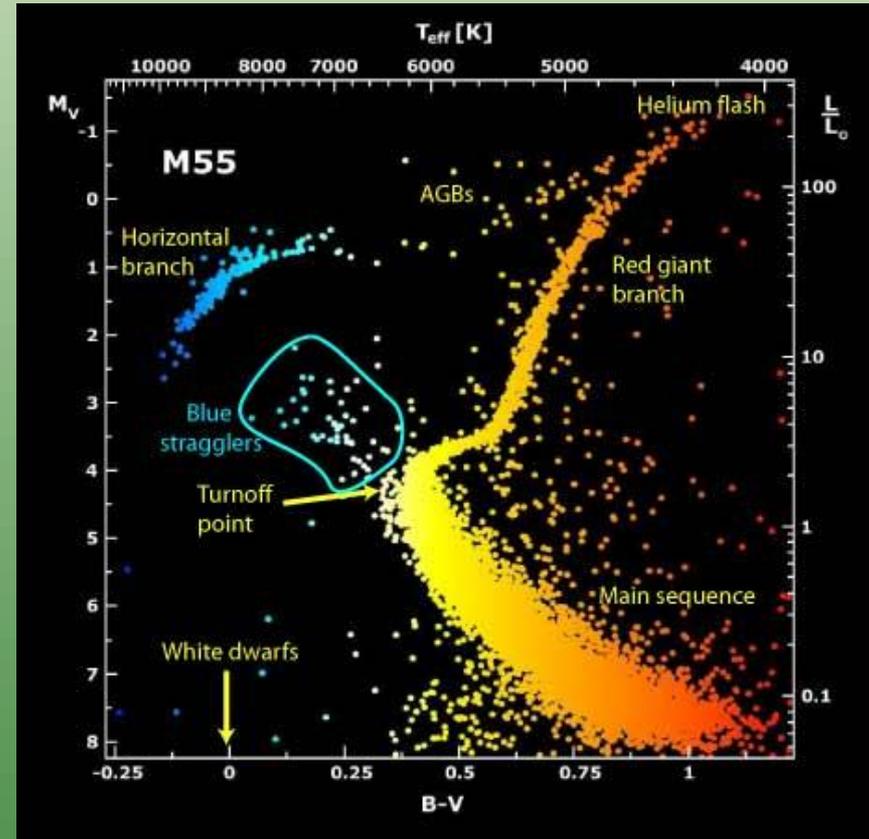
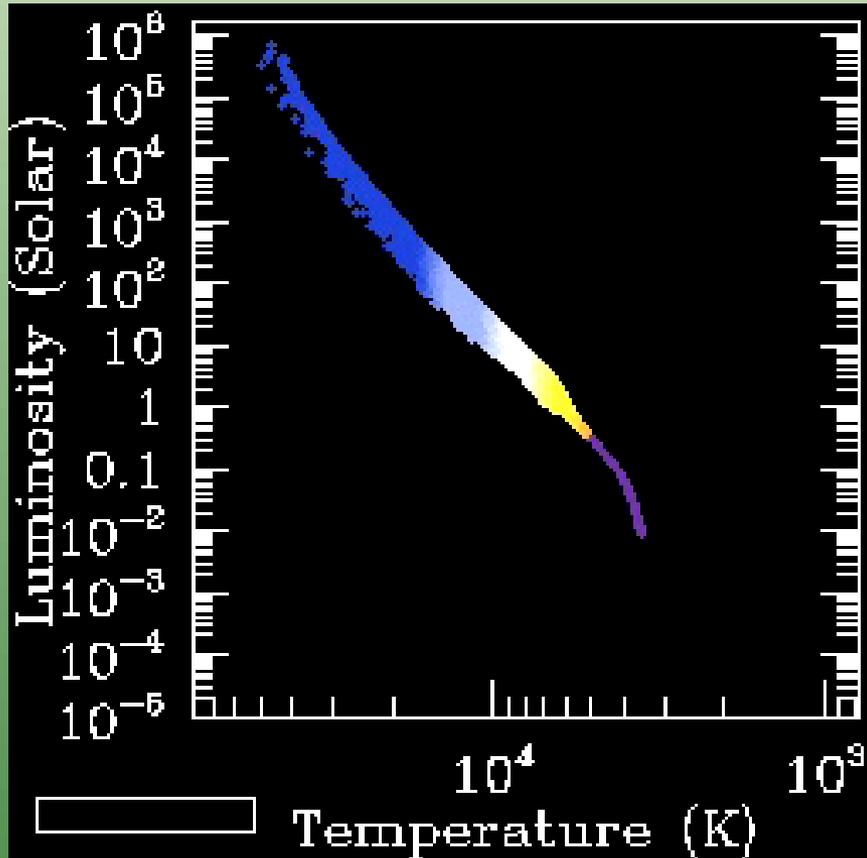


# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



B.J. Mochejska J. Kaluzny (CAMK)

# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas

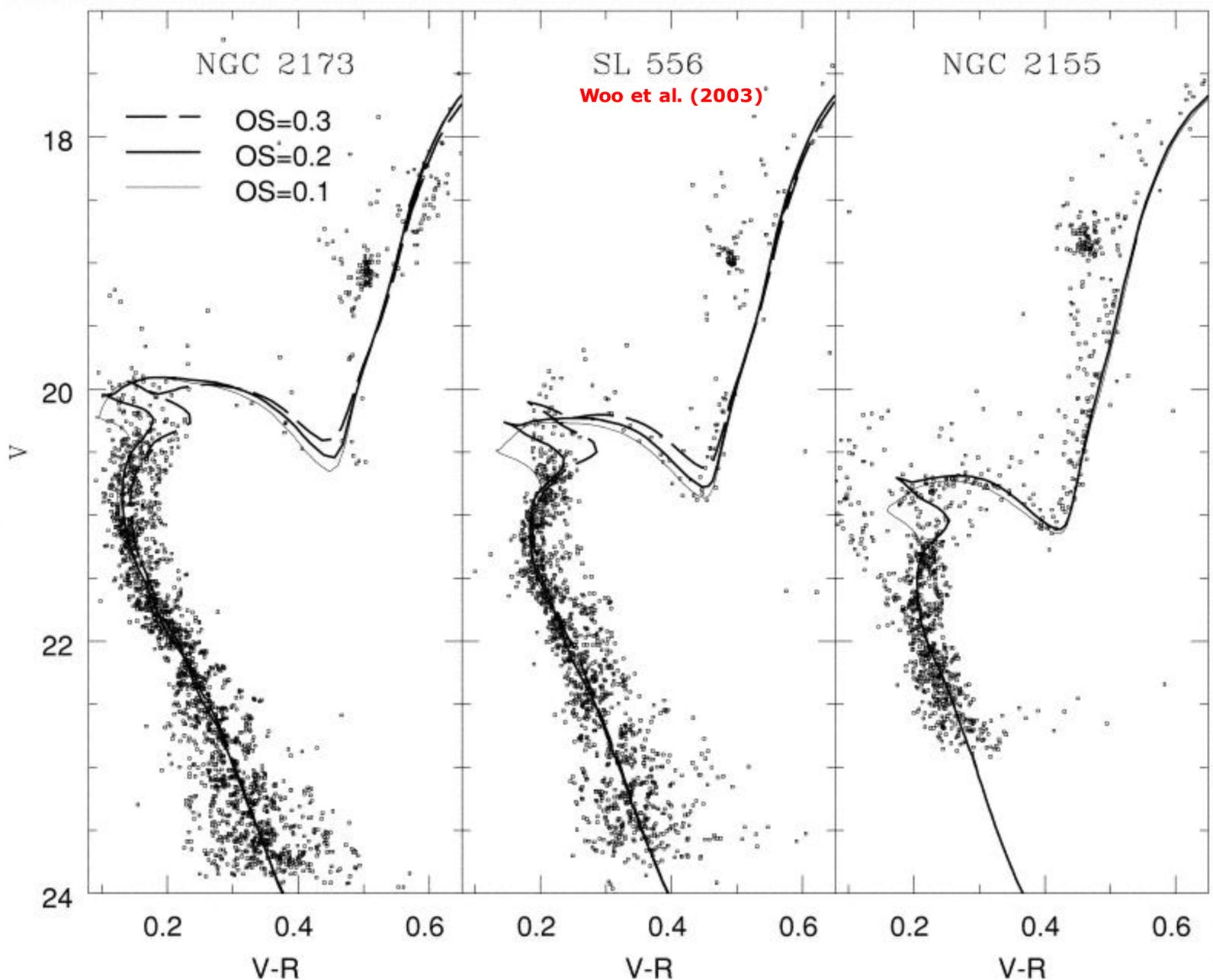


<http://rainman.astro.illinois.edu>

B.J. Mochejska J. Kaluzny (CAMK)



# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas

Quando se habla de composición química en Astrofísica, se suele distinguir entre el contenido relativo de hidrógeno de un objeto celeste (X), de helio (Y), y de cualquier otro elemento (Z). La suma de las 3 cantidades debe ser  $X+Y+Z=1$ .

$$X = \frac{\text{masa de H}}{\text{masa total}} \quad Y = \frac{\text{masa de He}}{\text{masa total}} \quad Z = \frac{\text{masa de metales}}{\text{masa total}}$$

La composición del Universo en el Big Bang era  $X=76-77\%$ ,  $Y=23-24\%$  y  $Z=0.01\%$ . En el Sol,  $X=0.71$ ,  $Y=0.27$  y  $Z=0.02$ .

El He se forma predominantemente en reacciones nucleares en estrellas, donde la reacción global es:

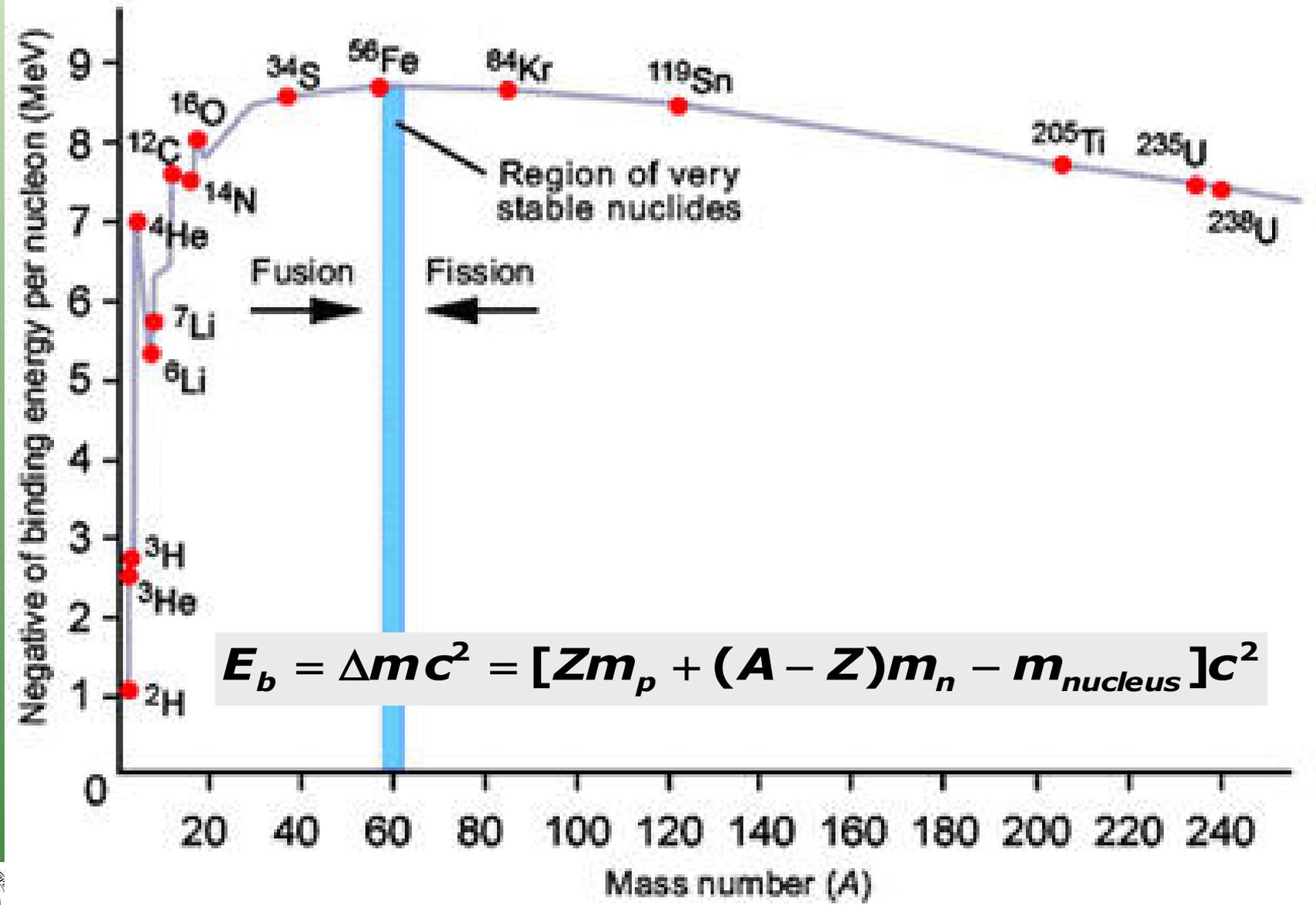


La energía liberada en esta reacción es 26.731 MeV, que es la energía de ligadura del Helio (se necesita esa energía para romperlo).

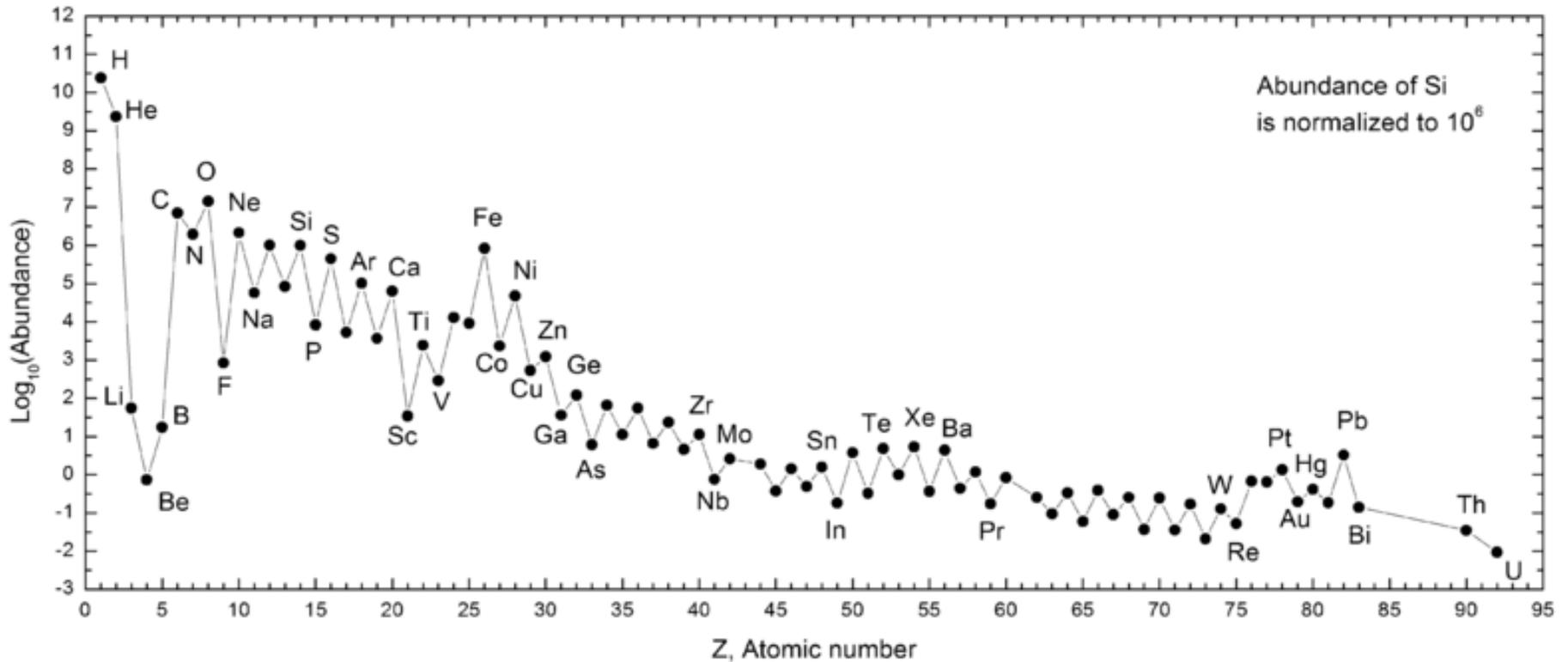
Otras reacciones nucleares que se producen en las estrellas dan lugar a átomos de berilio, litio, boro, carbono, nitrógeno, oxígeno, neón, sodio, magnesio, silicio, fósforo, azufre y hierro. El resto de elementos se deben crear en explosiones de SN.



# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



# 1.6.10. Conceptos básicos sobre estrellas



# Resumen

- **Principales magnitudes físicas y unidades usadas en Astrofísica.**
- **Sistema de coordenadas. Distancias angulares y físicas.**
- **Flujo, luminosidad, intensidad. Medidas monocromáticas y bolométricas.**
- **Sistema de magnitudes.**
- **Emisión de cuerpo negro: dependencia con la longitud de onda, pico de emisión, emisión integrada.**
- **Absorción de la radiación.**
- **Fotometría y espectroscopía.**
- **Potencial gravitatorio y Teorema del Virial.**
- **Propiedades y evolución estelar.**

