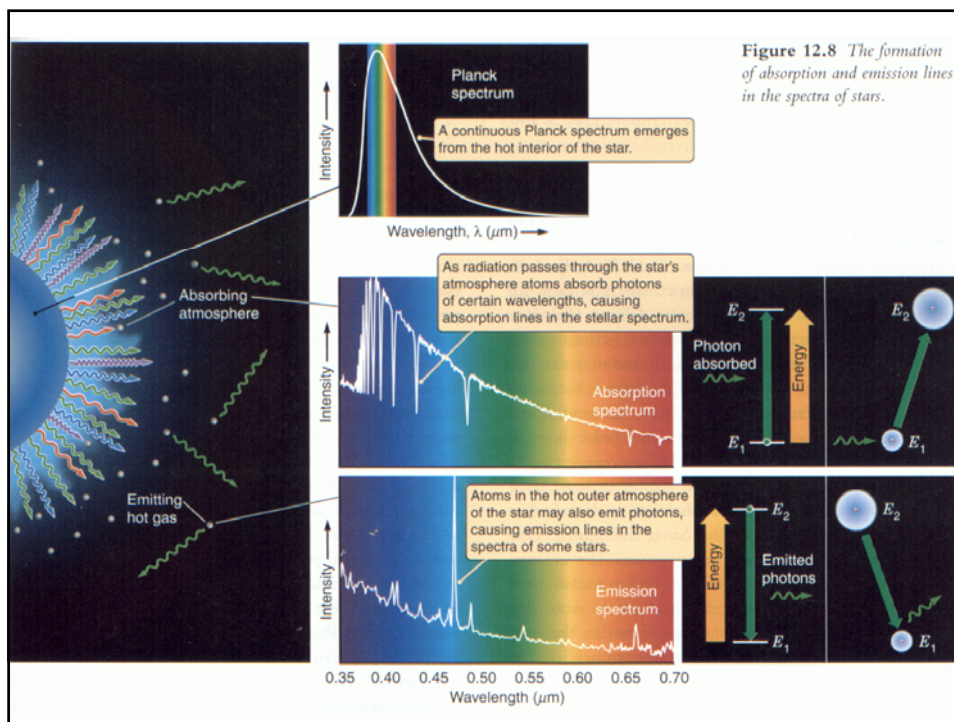


# Clasificación espectral de estrellas

Curso “Introducción a las Ciencias de la Tierra y el Espacio II”

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFEC, UDELAR.

1



### Espectro de una estrella

**Fig. 8.2. (a) A section of a photograph of a stellar spectrum**

and the corresponding rectified microdensitometer intensity tracing. The original spectrum was taken at the Crimean Observatory.

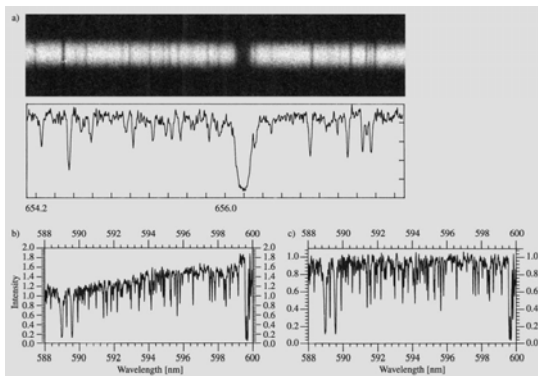
**(b) A more extensive part of the spectrum. (c) The**

picture the intensity curve of the first picture has been rectified

by normalizing the value of the continuum intensity

to one. (Pictures by J. Kyröläinen and H. Virtanen, Helsinki

Observatory) (Fundamental Astronomy 5<sup>th</sup>. Ed.)



Introducción a CTE II (2011), Depto. de  
Astronomía, IFFC, UDELAR.

3

## Reseña histórica

- Las líneas de absorción fueron observadas por primera vez en el espectro solar por J. von Fraunhofer a principios del S. XIX.
- Recién en el S. XX los astrónomos comenzaron a analizar en forma sistemática los espectros de un gran número de estrellas.
- A. Secchi y E.C. Pickering notaron que los espectros estelares podían dividirse en grupos según su apariencia general, por la prominencia de ciertas líneas espectrales.
- Astrónomos del observatorio de Harvard refinaron los tipos espectrales definidos por Secchi, renombrándolos con letras: A, B, C, etc.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de  
Astronomía, IFFC, UDELAR.

4

## El sistema Harvard de clasificación espectral

- Las astrónomas W. Fleming, A. Cannon y A. Maury lideraron un grupo en **Harvard** que llevó adelante un proyecto masivo de clasificación espectral (225300 estrellas), publicado entre 1918 y 1924 con el nombre de Henry Draper Catalog.
- Durante el curso del estudio de Harvard los viejos tipos espectrales fueron reordenados (para reflejar un cambio gradual en la intensidad de las líneas espectrales más representativas), resultando un nuevo orden: O, B, A, F, G, K, M.
- Además, cada clase espectral fue subdividida en décimas: una estrella tipo B0 sigue a una O9, y una A0, sigue a una B9. En este esquema, el Sol se designa como de tipo espectral G2.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

5

## Espectros y Temperatura

- En 1930's y 1940's se encuentra que **el parámetro determinante del tipo espectral es la temperatura superficial.**
- Por ejemplo, las estrellas que presentan fuertes líneas de helio ionizado (He II), llamadas de tipo O en el sistema Harvard, son las más calientes (~ 40000 K), debido a que solamente a altas temperaturas pueden hallarse iones de He en cantidades suficientes para producir absorción.
- En el otro extremo, las estrellas de tipo M son las más frías (~ 3000 K) y presentan bandas oscuras de absorción producidas por moléculas.
- Estrellas con fuertes líneas de H (como las tipo A) tienen temperaturas intermedias (~ 10000 K).
- **Las divisiones decimales de los tipos espectrales siguen el mismo patrón:** una estrella B5 es más fría que una B0 pero más caliente que una B9.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

6

## Principales características de los tipos espectrales

TIPO ESPECTRAL	TEMPERATURA SUPERFICIAL (°k)	CARACTERISTICAS DESTACADAS (líneas de absorción salvo indicación contraria)
O	28000-40000	He II. Elementos pesados ionizados varias veces. H débil.
B	10000-28000	He I (He neutro) moderado. Elementos pesados (metales) ionizados una vez. H moderado. En los tipos más fríos aparece la serie Balmer del H. (Ej.: <b>Rigel (B8)</b> ).
A	8000-10000	H fuerte. He I muy débil. En la A0 aparece la línea más fuerte del H. Aumenta Ca II en los tipos más fríos. Metales ionizados una vez. (Ej.: <b>Vega (A0), Sirio (A1)</b> ).
F	6000-8000	Más fuerte Ca II. H más débil. Aparecen más líneas de metales ionizados. Metales neutros. (Ej.: <b>Canopus (F0)</b> ).
G	4900-6000	Ca II y Fe fuertes. Metales neutros. El H se sigue debilitando. (Ej.: <b>Sol y Alfa Centauro (G2)</b> ).
K	3500-4900	Fuertes los metales neutros. Comienzan a formarse bandas moleculares como las del CH y CN. H débil. (Ej.: <b>Arturo (K2), Aldebarán (K5)</b> ).
M (C, S)	2000-3500	Fuertes los metales neutros. Muchas líneas TiO y otras bandas moleculares. Prominente el Ca neutro. H muy débil. (Ej.: <b>Betelgeuse (M2), Estrella de Barnard (M4)</b> ).
(L, T)	< 3500	(Enanas marrones)

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

7

## El sistema MK

- Actualmente se utiliza un sistema de clasificación espectral más refinado, conocido como **sistema MK**, introducido en 1940's y 1950's por W. Morgan y P. Keenan del observatorio de Yerkes.
- Este sistema toma en cuenta que **estrellas con la misma temperatura superficial pueden tener diferentes tamaños**.
- Por ejemplo, una estrella cien veces mayor que el Sol, pero con la misma temperatura superficial, mostrará diferencias sutiles en su espectro, y tendrá una mucho mayor luminosidad.
- En el sistema MK se añade un numeral romano para especificar la **clase de luminosidad**:
  - I = **Supergigantes**
  - III = **Gigantes**
  - V = **Estrella de la Secuencia Principal**
- Nuestro Sol es una estrella tipo G2V.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

8

**Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral** para las estrellas de la SP (clase de luminosidad V).

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
O5	-5.8
B0	-4.1
B5	-1.1
A0	+0.7
A5	+2.0
F0	+2.6
F5	+3.4
G0	+4.4
G5	+5.1
K0	+5.9
K5	+7.3
M0	+9.0
M5	+11.8
M8	+16.0

**Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral** para las estrellas Gigantes (clase de luminosidad III)

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
G0	+1.1
G5	+0.7
K0	+0.5
K5	-0.2
M0	-0.4
M5	-0.8

**Magnitud Absoluta versus Tipo Espectral** para las estrellas Supergigantes (clase de luminosidad I)

TIPO ESPECTRAL	MAGNITUD ABSOLUTA (M)
B0	-6.4
A0	-6.2
F0	-6
G0	-6
G5	-6
K0	-5
K5	-5
M0	-5

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

9

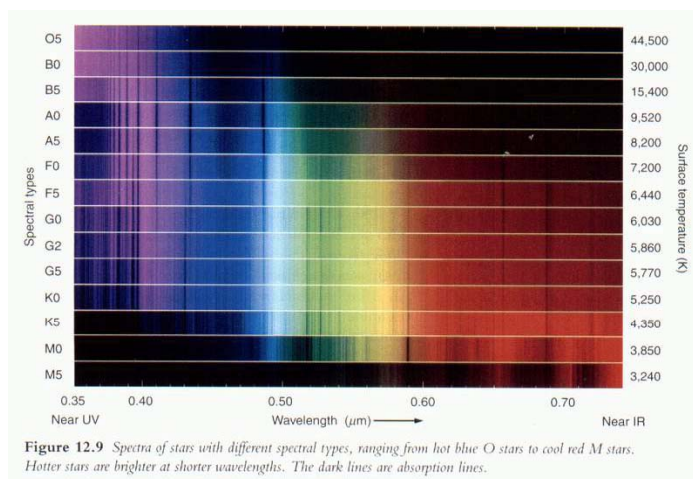
## Importancia de la clasificación espectral

- Saber el **tipo espectral** de una estrella nos permite conocer no solamente su **temperatura**, sino también su luminosidad (expresada a menudo como la magnitud absoluta) y su **color**.
- Dichas propiedades a su vez ayudan a determinar la **distancia**, la **masa**, y varias otras características físicas de la estrella, además de su entorno, y su **evolución**.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

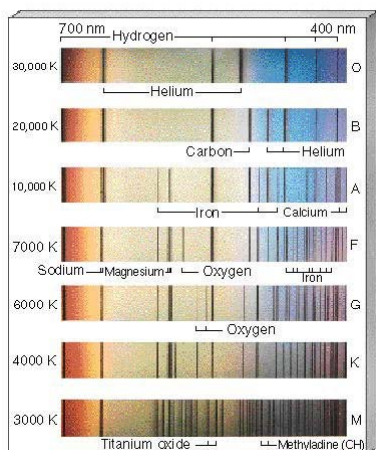
10

# Tipos espectrales



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

11



**Comparación de los espectros para estrellas de siete tipos espectrales diferentes (Fig. 17.12, Astronomy Today).**

- Las estrellas más brillantes muestran líneas de helio y de varios elementos pesados ionizados.
- En las estrellas más frías no se ven las líneas del helio, pero se ven muchas líneas de átomos neutros y moléculas.
- A pesar de las diferencias en la intensidad de ciertas líneas de absorción, y en la presencia de ciertas líneas o bandas, **la composición química (abundancias elementales) es similar en todas las estrellas.**

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

12

- En los espectros de las estrellas muy calientes las líneas de absorción del H son relativamente débiles.
- Eso no se debe a una carencia de H (es el elemento más abundante en todas las estrellas, por lejos), sino a que, a tales temperaturas, muchos átomos se encuentran ionizados, por lo que quedan pocos átomos neutros para producir líneas fuertes de absorción, los cuales además se encuentran en estados excitados que producen líneas fuera del rango visible.
- En estrellas más frías, con temperaturas superficiales de solamente unos pocos miles de K, las líneas del H también son débiles pero por otra causa: la mayoría de los electrones se encuentran en el estado base.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de  
Astronomía, IFFC, UDELAR.

13

- En estrellas de temperatura intermedia ( $\sim 10000$  K), el H es el responsable de las líneas más fuertes. A tal temperatura los electrones se mueven con más frecuencia entre el segundo y el tercer orbital, produciendo la línea característica H  $\alpha$  (656.3 nm).
- Elementos como el He, O y el N tienen mayores energías de ligadura, por lo cual requieren mayores energías para excitarse, por lo cual se observan poco en estrellas a 10000 K. En cambio, sí se observan líneas de átomos menos ligados, como Ca y Ti.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de  
Astronomía, IFFC, UDELAR.

14

- La energía mínima para ionizar al átomo de H desde su estado base es 13.6 eV.
- La energía requerida para excitarlo desde el estado base a un estado  $n$  está dada por:

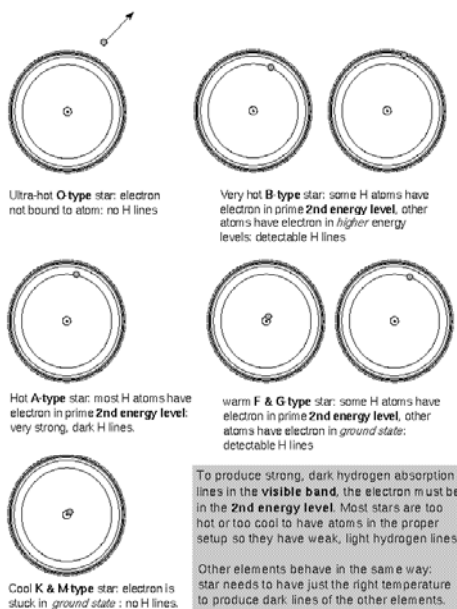
$$E_n = 13.6 \left( \frac{1}{n_0^2} - \frac{1}{n^2} \right) eV$$

donde para el estado base  $n_0 = 1$  y  $E_1 = 0$ .

- Serie de Lyman:  $n_0 = 1$ ,  $n = 2, 3, 4, \dots, \infty$ . (UV)
- Serie de Balmer:  $n_0 = 2$ ,  $n = 3, 4, \dots, \infty$ . (Parte en el VISIBLE)

Introducción a CTE II (2011), Depto. de  
Astronomía, IFFC, UDELAR.

15



Introducción a CTE II (2011), Depto. de  
Astronomía, IFFC, UDELAR.

16



## Perfiles de las líneas espectrales

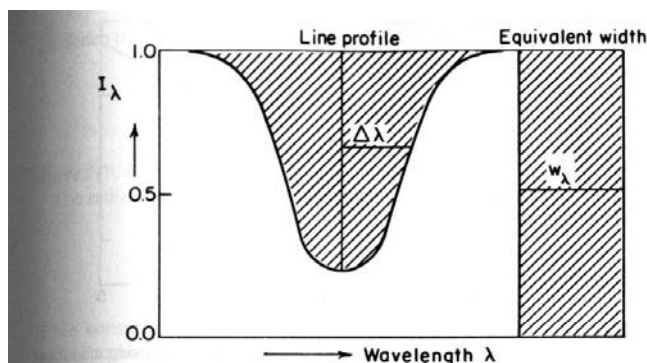
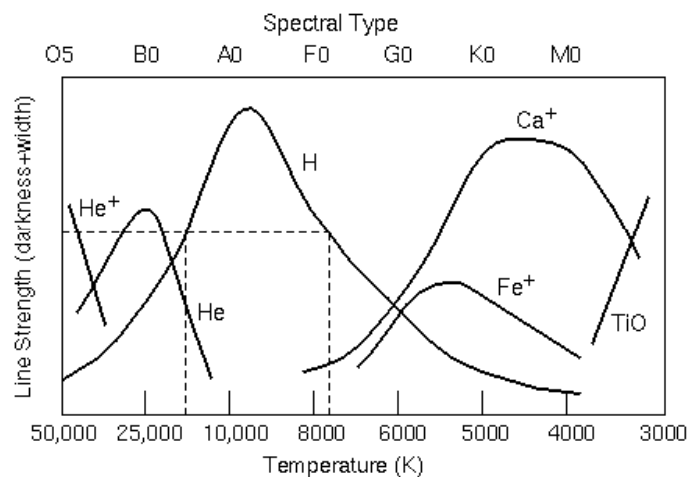


FIGURE 7.13. Profile and equivalent width  $W_\lambda$  of a Fraunhofer line. The intensity of the continuum has been made equal to 1. The area under the line profile is equal to that of a completely "black" strip in the spectrum of width  $W_\lambda$ , usually measured in milliangstroms (after A. Unsöld (Un69)).

Introducción a CTE II (2011), Depto. de  
Astronomía, IFFC, UDELAR.

17



Cross-referencing different line strengths narrows the possible temperature range. A given strength for the Hydrogen line could mean two possible temperatures (hot or warm). If Helium line is present, then the choice is the hot temperature. If the ionized Calcium line is present (and Helium not present), then the choice is the warm temperature.

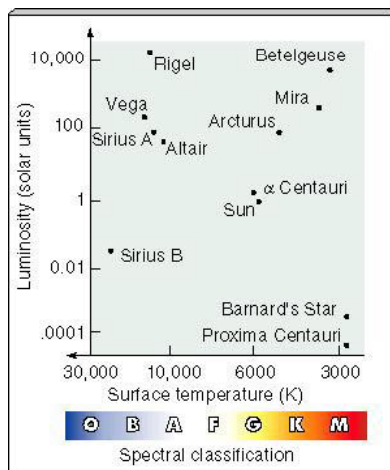
Introducción a CTE II (2011), Depto. de  
Astronomía, IFFC, UDELAR.

18

# El Diagrama H-R

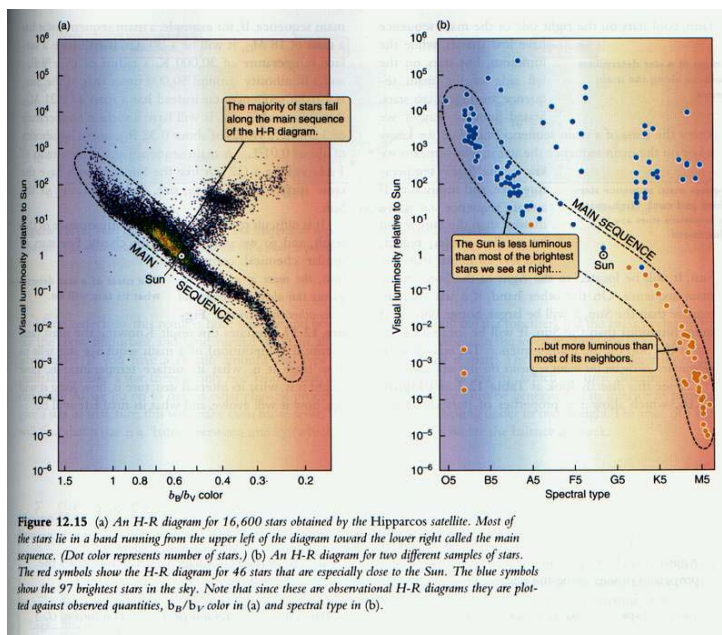
- E. Hertzsprung y H. Russell introdujeron en 1920's el uso de diagramas de Luminosidad (Magnitud Absoluta) en función de Temperatura (Tipo Espectral/Color).

(Fig. 17.13, Astronomy Today)



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

19



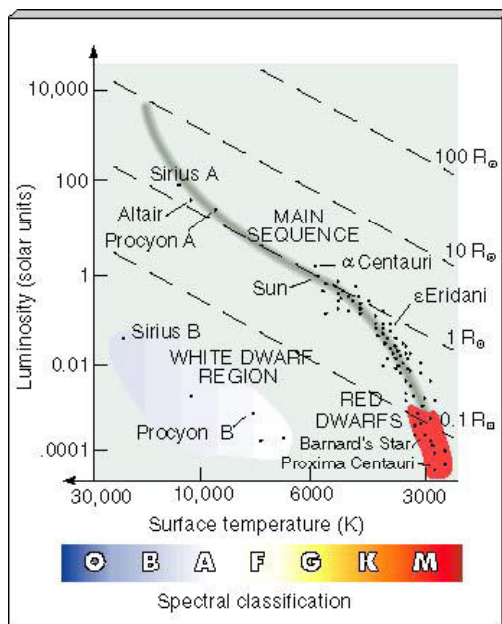
**Figure 12.15** (a) An H-R diagram for 16,600 stars obtained by the Hipparcos satellite. Most of the stars lie in a band running from the upper left of the diagram toward the lower right called the main sequence. (Dot color represents number of stars.) (b) An H-R diagram for two different samples of stars. The red symbols show the H-R diagram for 46 stars that are especially close to the Sun. The blue symbols show the 97 brightest stars in the sky. Note that since these are observational H-R diagrams they are plotted against observed quantities,  $b_B/b_V$  color in (a) and spectral type in (b).

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

20

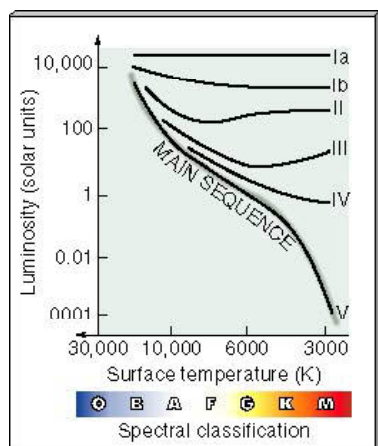
### La Secuencia Principal

Most stars have properties within the shaded region known as the main sequence. The points plotted here are for stars lying within about 5 pc of the Sun. The diagonal lines correspond to constant stellar radius, so that stellar size can be represented on the same diagram as luminosity and temperature (Fig. 17.14, Astronomy Today).



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

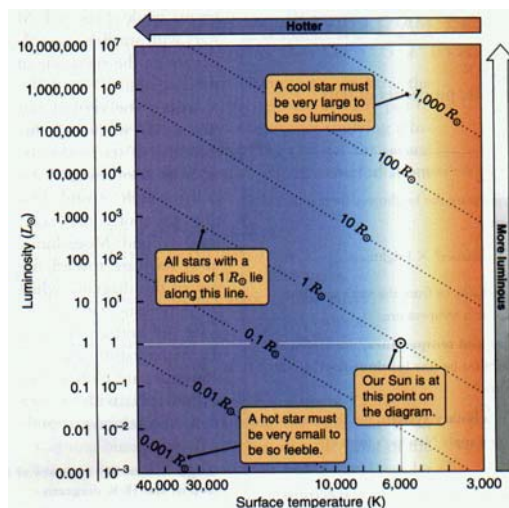
## Clases de Luminosidad



Clase	Descripción
Ia	Supergigantes brillantes
Ib	Supergigantes
II	Gigantes brillantes o luminosas
III	Gigantes normales
IV	Subgigantes
V	Estrellas de la Secuencia Principal (Enanas)

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

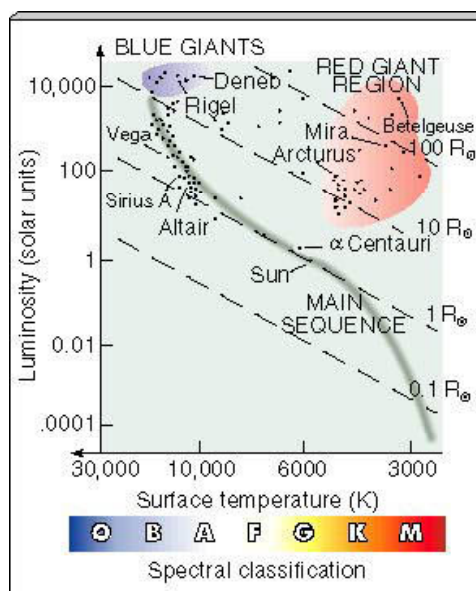
# Radios estelares



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

## Diagrama H-R para las 100 estrellas más brillantes del cielo

An H-R diagram for the 100 brightest stars in the sky. Such a plot is biased in favor of the most luminous stars— which appear toward the upper left— because we can see them more easily than we can the faintest stars. (Compare this with Figure 17.14, which shows only the closest stars.) (Fig. 17.15, Astronomy Today).



Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

## Métodos para medir las propiedades básicas de las estrellas

Propiedad	Método
distancia	Paralaje (estelar, o espectroscópica).
luminosidad	$L = 4\pi r^2 F_{recibido}$
temperatura superficial	A partir del color (TE), o de la Ley de Wien.
radio	$L = 4\pi R^2 \times \sigma T^4$
masa	Observación de sistemas binarios.
composición	Modelando las líneas espectrales.

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

25

## La Paralaje Espectroscópica

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

Introducción a CTE II (2011), Depto. de Astronomía, IFFC, UDELAR.

26