

3-5-99

L

nº 117
Física



GENERALITAT DE CATALUNYA

DEPARTAMENT D'ENSENYAMENT

DIRECCIÓ GENERAL D'ENSENYAMENTS
PROFESSIONALS I ARTÍSTICS

Introducció pràctica a
l'Astronomia
Sig: CC 4
Registre: 60144
CRP del Segrià

Centre de Recerca i Experimentació i Documentació
de Didàctiques Tecnològiques C.R.E.D.T.

1ª PART: INTRODUCCIÓ A L'ASTRONOMIA

Temari: Construcció d'aparells senzills de mesura astronòmica
Introducció a les coordenades astronòmiques
Us del tel·luroni
Construcció de rellotges de Sol.

Professor : Gaspar Roselló i Nicolau

[17(2)]



GENERALITAT DE CATALUNYA

DEPARTAMENT D'ENSENYAMENT

DIRECCIÓ GENERAL D'ENSENYAMENTS
PROFSSIONALS I ARTÍSTICS

Centre de Documentació i Experimentació
de Didàctiques Tecnològiques C.D.E.D.T.

CURS : INTRODUCCIO PRACTICA A TEMES D'ASTRONOMIA

Data : 13, 14, 15 i 16 de maig del 1986

"Els satèl·lits de Júpiter".
R. Estalella, G. Roselló i B. Sanahuja.

JÚPITER I ELS SATÈL·LITS GALILEANS

Objectius

- Observació dels moviments dels satèl·lits de Júpiter.
- Determinar els seus períodes respectius.
- Determinar les distàncies mitges al planeta.
- Determinar la massa del planeta.

Material

- Telescopi.
- Paper mil·límetrat i regla.

Mètode

L'observació s'ha de fer cada dues hores per lo l'Europa. Ganímedes s'ha d'observar un mínim de quatre dies amb dues o tres observacions diàries, i Callisto un mínim de 8 dies amb una o dues observacions diàries.

Miŀjancant el programa adjunt es pot calcular la posició dels satèl·lits respecte a Júpiter per l'instant que es vulgui fer l'observació (veure per exemple les figures 1A i B)

Entoqueu amb el telescopi a Júpiter i els satèl·lits i miŀjancant la predicció iđentifiqueu cada un d'ells. Dibuixeu les seves posicions respecte al planeta en el paper mil·límetrat. Mesureu la distància al planeta i anoteu el valor junt amb el temps en què s'ha fet l'observació a una taula com la 1.

Dibueu en una gràfica els valors de les distàncies obtingudes versus el temps de l'observació i determineu el valor màxim de la distància del satèl·lit a Júpiter (r₀).

Agafeu dos punts de la corba, un a cada part del màxim, i anoteu a la taula els valors (r₁ i t₁) i el temps en què s'han observat (t₂ i t₂).

De la figura 2 podem deduir

$$\cos \theta_1 = r_1 / r_0$$

$$\cos \theta_2 = r_2 / r_0$$

Per calcular el període dels satèl·lits, suposa una òrbita circular, tindrem

$$P = 360^\circ (t_2 - t_1) / (\theta_2 + \theta_1)$$

Passau el període a fracció d'any i anoteu el valor a la taula 1. La distància del satèl·lit a Júpiter serà

$$a = (r_0 \cdot R) / x$$

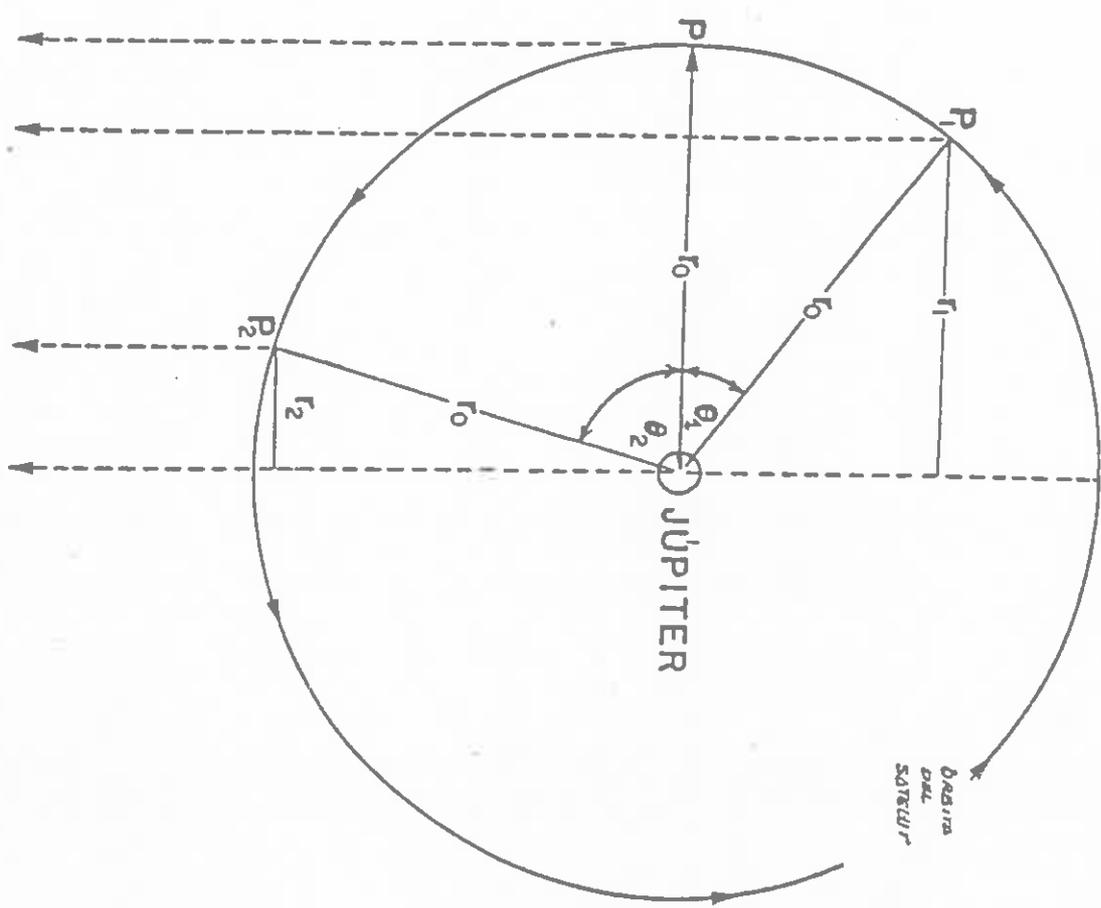
on r₀ és la distància màxima obtinguda abans, x el valor del radi de Júpiter (en el paper mil·límetrat) i R el radi de Júpiter (R = 70850 Km).

Passau la distància mitja a unitats astronòmiques (UA) (1 UA val 149,6 x 10⁶ km) i anoteu el valor a la taula 1.

La massa de Júpiter la podem calcular miŀjancant l'expressió

$$M = (a^3) / (P^2)$$

on "a" ha d'expressar-se en UA i "P" en anys; aleshores M vindrà en masses solars (M_☉ = 1,99 10³⁰ Kg = 332932 M_J). Anoteu el valor a la taula 1 i calculeu la mitjana de totes les masses calculades.



A LA TERRA

FIGURA-2

	SATELIT. JO	EUROPA	GANYMEDES	CALLISTO
1	r_1 (cm)	t_1 (hr)	t_2 (min)	t_3 (hr)
2	r_0 (cm)			
3	r_2 (cm)			
4				
5				
6				
7				
8				
9				
10				
	r_0			
	r_1			
	r_2			
	θ_1			
	θ_2			
	t_1			
	t_2			
	P			
	x			
	a			
	M			

JUPITER 22-07-1985 22:00

W



JUPITER 23-07-1985 04:00

W



JUPITER 22-07-1985 24:00

W



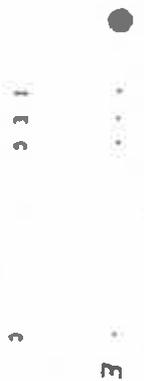
JUPITER 23-07-1985 06:00

W



JUPITER 23-07-1985 02:00

W



JUPITER 23-07-1985 20:00

W



188717

JUPITER 23-07-1985 22:00

W ● E
I c c

JUPITER 24-07-1985 04:00

W ● E
I c c

JUPITER 23-07-1985 24:00

W ● E
I c c

JUPITER 24-07-1985 06:00

W ● E
I c c

JUPITER 24-07-1985 02:00

W ● E
I c c

JUPITER 24-07-1985 20:00

W ● E
I c c

[(8)FW]

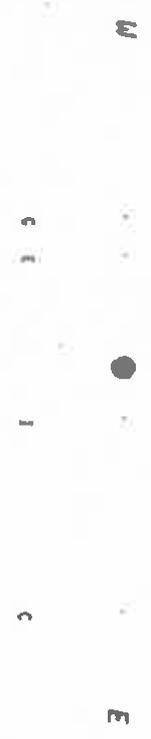
JUPITER 24-07-1985 22:00



JUPITER 24-07-1985 24:00



JUPITER 25-07-1985 02:00



JUPITER 25-07-1985 22:00



JUPITER 26-07-1985 01:00



[9] (b) (7) (C)

JUPITER 26-07-1985 20:00

W ● E

6 1 C E

JUPITER 28-07-1985 03:00

W ● E

6 1 C E

JUPITER 27-07-1985 02:00

W ● E

6 1 C E

JUPITER 28-07-1985 21:00

W ● E

6 1 C E

JUPITER 27-07-1985 21:00

W ● E

6 1 C E

JUPITER 29-07-1985 02:00

W ● E

6 1 C E

+

[107(40)]

JUPITER 29-07-1985 22:00



JUPITER 31-07-1985 01:00



JUPITER 30-07-1985 02:00



JUPITER 31-07-1985 20:00



JUPITER 30-07-1985 21:00



JUPITER 1-08-1985 02:00



DIDACTICA DEL TELESCOPIO

ROSA M^a ROS y GASPAR ROSSELLO

Departamento de Física de la Tierra y del Cosmos. Universidad de Barcelona, Seminario Permanente de Astronomía. Universidad Politécnica de Cataluña.

Introducción

En el Bachillerato conviene presentar la Astronomía mediante sucesivas observaciones del entorno, dentro de éstas quizá las más interesantes son las que pueden llevarse a cabo con un pequeño telescopio equatorial. Para ello, es preciso desarrollar previamente aquellos conceptos teóricos que permitan comprender, a los alumnos, los diferentes pasos que llevamos a cabo al usar el telescopio. La principal dificultad de este proceso consiste en presentar, de la forma más sencilla posible, la exposición de los distintos conceptos, evitando redundancias y consiguiendo el objetivo propuesto de forma clara a la vez que realizando el mayor número de experiencias que sirvan para sedimentar lo expuesto. Siguiendo esta orientación, presentamos brevemente el esquema de trabajo utilizado al introducir el manejo del telescopio dentro de una EATP de Astronomía.

Contenido

El siguiente estudio está pensado como una guía para el profesor que le permita introducir todos aquellos conceptos míni-

mos para que sus alumnos sean después capaces de utilizar un telescopio con una cierta soltura. Además proporcionamos un material gráfico que resulta apropiado para seguir este esquema.

Esencialmente éste se divide en dos partes: Una primera donde se introducen, de la forma más práctica posible, los distintos tipos de coordenadas y los conceptos básicos imprescindibles. Una segunda parte donde se describe y enseña el manejo de un telescopio.

1ª Parte: Introducción de Coordenadas

1. Coordenadas Geográficas

Insistimos en dichos conceptos, que ya les son conocidos, a ser posible sobre un globo terráqueo y también usando gráficos (Fig 1, Indicación: Ya desde el principio, es conveniente situar la ciudad de forma que el meridiano del lugar coincida con la circunferencia sección de la esfera con el plano del papel, tal como haremos más adelante en las demás figuras). Así mismo es importante manejar mapas que abarquen al completo un planisferio terrestre, para después poder comparar con los planisferios celestes (Fig 2,3,4). Resaltaremos que con dos coordenadas podemos determinar puntos en el mapa, y además resolveremos problemas de distancias geográficas: diferencias de meridianos y paralelos.

2. Coordenadas Celestes

Introducimos la esfera celeste y las líneas definidas sobre ella (Fig 5,6), si es posible usando esferas pizarra sobre las que se puede dibujar y borrar. Antes de pasar a la observación, es conveniente presentar los planisferios y las constelaciones (Fig 7), insistiendo en la analogía con el mapa terrestre usado anteriormente, acabando por definir la ascensión recta, la declinación y resolver problemas en el mismo sentido que antes con estrellas en lugar de ciudades.

3. Coordenadas Horizontales.

En este punto del desarrollo es importante llevar a cabo la primera observación del cielo a simple vista. Con la ayuda del planisferio celeste conseguir que los alumnos reconozcan constelaciones, busquen la polar, señalen el eje del mundo y hacerles notar que no podemos ver todas las estrellas del hemisferio norte y en su lugar podemos observar algunas del hemisferio sur. Todo esto nos llevará a definir el horizonte y la vertical del lugar.

Si el lugar de observación lo permite, es conveniente dibujar en el suelo la recta Norte-Sur (proyección del eje del mundo) con la ayuda de una brújula por ejemplo, y hacerles notar que la dirección norte coincide con la proyección de la polar.

Usando un "cuadrante" (se detalla su construcción en "Veure las estrellas" p.21) pueden medir las alturas y los ángulos respecto de la línea Norte-Sur (azimuts) de diferentes estrellas, repitiendo las mediciones para las mismas estrellas en distintas ocasiones observando así su variación con el tiempo. Finalmente que determinen la altura de la polar y comprueben que coincide con la latitud del lugar (Justificación teórica: Fig 8).

Resta pues por definir teóricamente las coordenadas horizontales (Fig 9) e insistir en aquellos puntos del movimiento diurno (Fig 10) que han observado a simple vista antes, esto es: las estrellas se mueven sobre la esfera celeste según paralelos, todo gira entorno del eje del mundo, la salida y puesta de algunas estrellas y las circumpolares.

4. Coordenadas Horarias y Equatoriales.

Antes de continuar estudiando nuevos conceptos es muy interesante repasar estos en una sesión de planetario, con un programa previamente convenido que siga lo expuesto. Aunque puede ampliarse comentando el movimiento diurno en distintos lugares

de la Tierra, para lo que el planetario es especialmente apropiado. En la misma sesión, también se comentará el movimiento del sol sobre la eclíptica y la existencia del punto Aries, para acabar refiriéndose a la declinación, el ángulo horario y la ascensión recta.

Después volveremos a definir estos tres últimos conceptos teóricamente (Fig 11, 12), remitiéndolos de nuevo al planisferio mencionado en el punto 2. Continuamos explicando de forma clara la relación que existe entre la ascensión recta y el ángulo horario de un mismo astro; remarcando que para dos estrellas cualesquiera la diferencia de sus ascensiones rectas coincide con la diferencia de sus ángulos horarios, pues dicha relación más adelante, deberán utilizarla repetidamente.

Antes de comenzar con el manejo del telescopio es importante realizar otra observación del cielo a simple vista. Darles las coordenadas equatoriales del anuario para varias estrellas que conozcan y pedir que las sitúen en el cielo. Proponerles también, problemas de distancias angulares sobre el planisferio y sobre el cielo nocturno usando una "cruceta" (se detalla su construcción en "Veure les estrelles" p.21). Eligiendo algunas estrellas con declinaciones casi nulas y diferentes ascensiones rectas pueden visualizar de una forma aproximada el equador. Si es posible, además situaremos el punto Aries.

2ª Parte: Manejo del Telescopio.

5. Descripción del Telescopio.

Comenzamos con una explicación detallada de las distintas partes del Telescopio que vamos a utilizar. Y ampliamos lo anterior con una sesión de proyección de diapositivas sobre los diferentes tipos de Telescopios (refractores, reflectores) y las diferentes monturas (azimutales, equatoriales), insistiendo en las ventajas e inconvenientes de ambos. También es interesante proyectar imágenes de los distintos observatorios del mundo.

6. Puesta en estación de un Telescopio equatorial.

Estamos ya en condiciones de montar el Telescopio, insistimos en que no podemos colocarlo de cualquier forma (Fig 13) y que la puesta en estación nos obliga a verificar una serie de operaciones fijas: Previamente hay que comprobar el paralelismo entre el eje del tubo y el eje del buscador, es importante para una observación más fácil, que el objeto centrado en el buscador también este centrado en el tubo del telescopio. A continuación procedemos a nivelarlo y colocamos la latitud del lugar de observación en el círculo correspondiente. Conviene entonces orientar el eje principal del Telescopio según el eje del mundo; si la montura lleva visor para la polar, la centraremos adecuadamente y seguidamente la enfocaremos con el tubo. Si la montura no lleva visor, únicamente la centraremos en el tubo. En cualquiera de ambos casos, comprobamos que la polar se mantiene centrada al variar el ángulo horario, si no es así, se tendrá que corregir de nuevo la orientación. Para terminar solo resta cercionarse de que el círculo de declinaciones marca noventa grados, pues podría darse el caso que este no estuviera bien graduado.

7. Observación con Telescopio.

Como primera experiencia es interesante que los alumnos busquen una estrella en el cielo, conocida su declinación gracias al anuario. Para ello comenzarán por poner el círculo de declinaciones según la dada y deberán ir girando en ángulo horario hasta ver la estrella por el tubo. Insistimos en que nos estamos moviendo sobre un paralelo. Repetiremos este proceso con varias estrellas, antes de pasar al objetivo de este trabajo: ¿Cómo hallar una estrella determinada en el cielo, conocidas sus coordenadas equatoriales?.

Para poder realizar observaciones precisas hay que utilizar la relación entre la ascensión recta y el ángulo horario, mencionada antes.

Explicamos el proceso a realizar dando un ejemplo: Supongamos que queremos observar la estrella ϵ -Aurigae, que según el anuario tiene una ascensión recta de $5^h 1^m$ y una declinación de $43^\circ 48'$. Para hallarla en el cielo seguiremos el siguiente esquema:

a) En la zona del cielo próxima a la que queremos observar, elegimos una estrella para la que después, en el anuario, buscamos sus coordenadas. Por ejemplo α -Orión (Betelgeuse) que tiene una ascensión recta de $5^h 45^m$ y una declinación de $7^\circ 24'$.

b) Ponemos entonces en el círculo de declinaciones la de esta estrella más brillante (Betelgeuse) y la buscamos siguiendo su paralelo como se ha dicho antes, hasta tenerla centrada en el tubo.

c) Calculamos la diferencia de ascensiones rectas de las dos estrellas, siempre la conocida menos la que deseamos observar, en el ejemplo considerado será (Betelgeuse menos ϵ -Aurigae), esto es $5^h 54^m - 5^h 1^m = 53^m$.

d) Comprobamos que la estrella brillante está centrada en el Telescopio y cuidamos de no mover el círculo horario.

e) Colocamos la declinación de la estrella a observar, para ϵ -Aurigae es de $43^\circ 48'$, en el círculo correspondiente.

f) Y finalmente, sumamos el valor del círculo horario de la estrella más brillante la diferencia de ascensiones rectas obtenida en el apartado c), y así encontramos centrada en el tubo la estrella que deseamos observar, consiguiendo con ello el objetivo deseado.

Hasta aquí hemos expuesto como manejar un Telescopio, queda ya para un próximo trabajo el desarrollo de diferentes indicaciones sobre posibles objetivos de observación.

Bibliografía

- "Anuario del Observatorio Astronómico de Madrid". 1985. Dirección General del Instituto Geográfico Nacional.
- "Efemérides Astronómicas". 1985. Instituto y Observatorio de Marina. San Fernando (Cádiz).
- "Guía de Campo de las Estrellas y los Planetas de los Hemisferios Norte y Sur". 1976, Donald H. Menzel. Ed. Omega. Barcelona.
- "Introducción a la Astronomía. I Astronomía". (Guía para profesores de BUP). 1983, M.A. Cataló. Departamento de Física de la Tierra y del Cosmos. Universidad de Barcelona.
- "Planisferio Celeste". Planetarium Barcelona.
- "Veure les estrelles". 1984, B. Sanahuja, G. Rosselló y R. Estalella. CIRIT, Generalitat de Catalunya.

COORDENADES GEOGRÀFIQUES

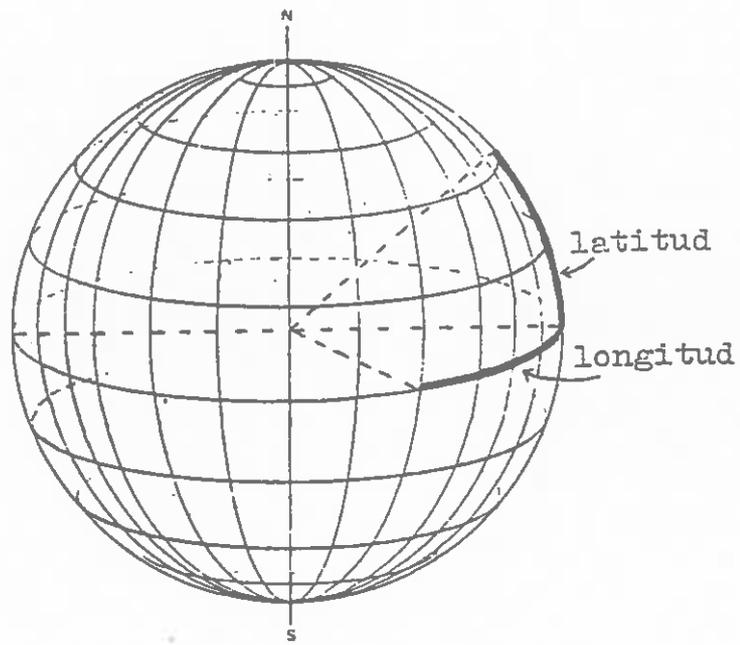


Figura 1

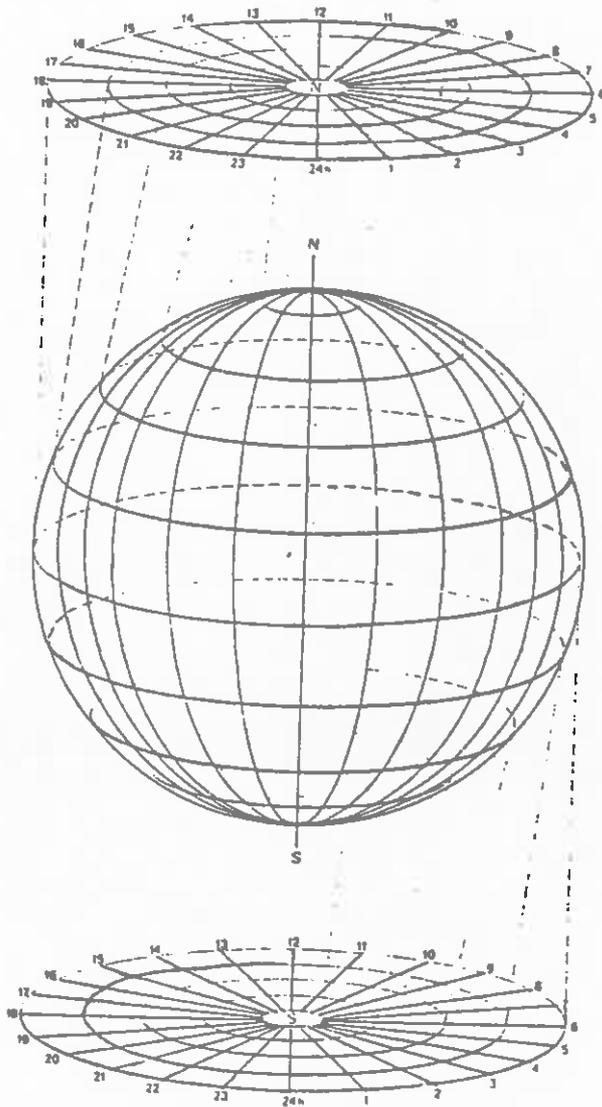


Figura 2

PLANISFERI TERRESTRE HEMISFERI NORD

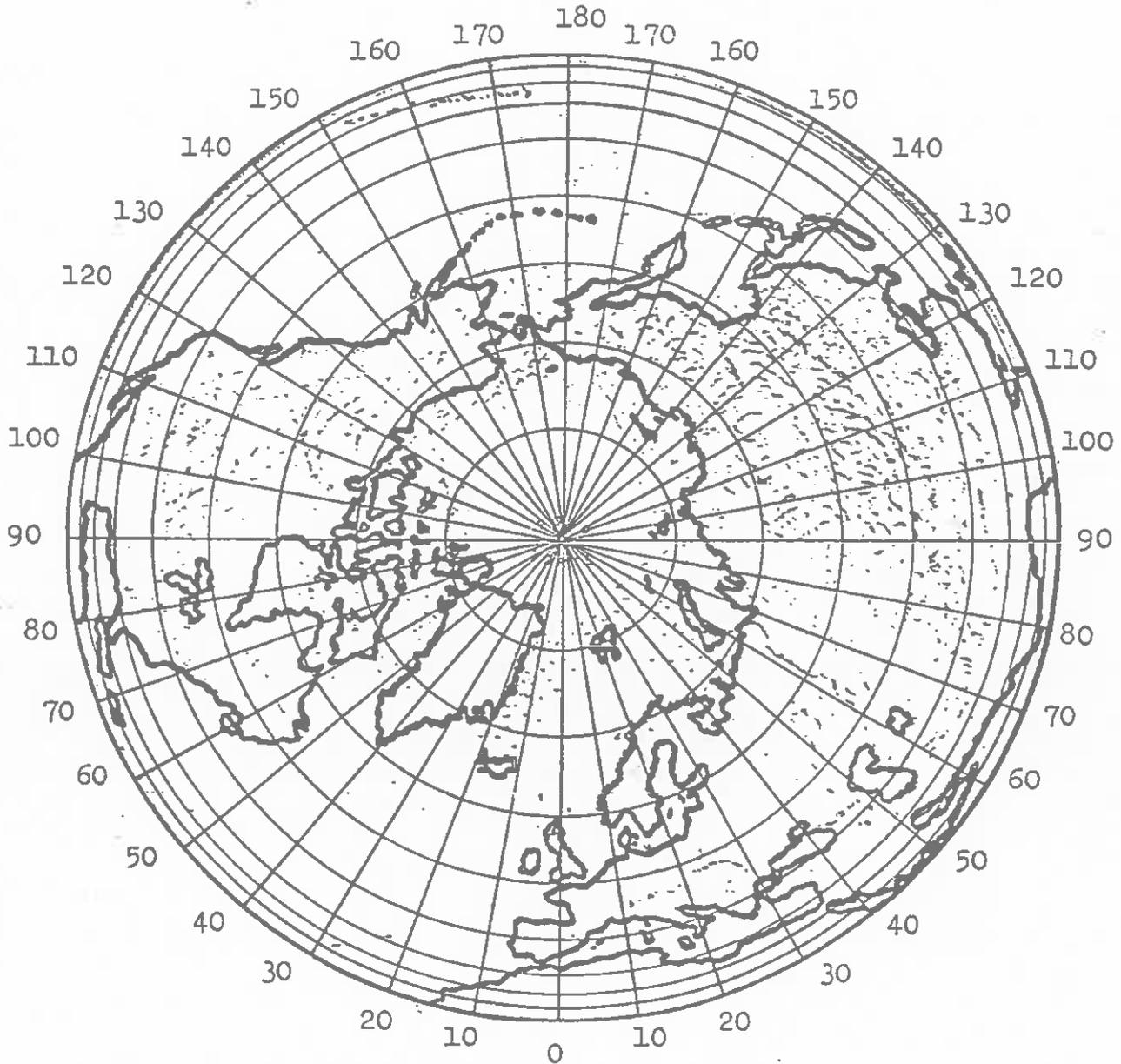


Figura 3

ESFERA CELESTE

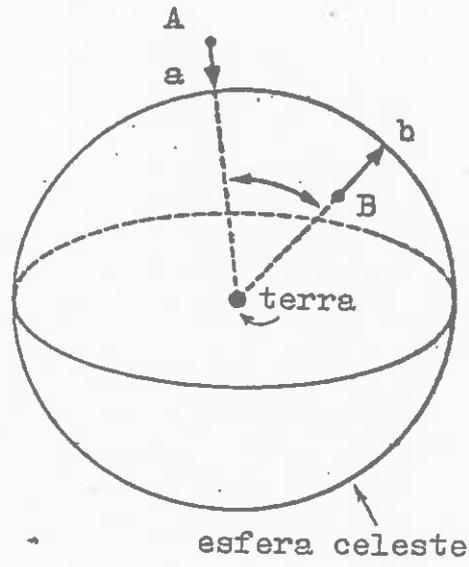


Figura 5

COORDENADES CELESTES

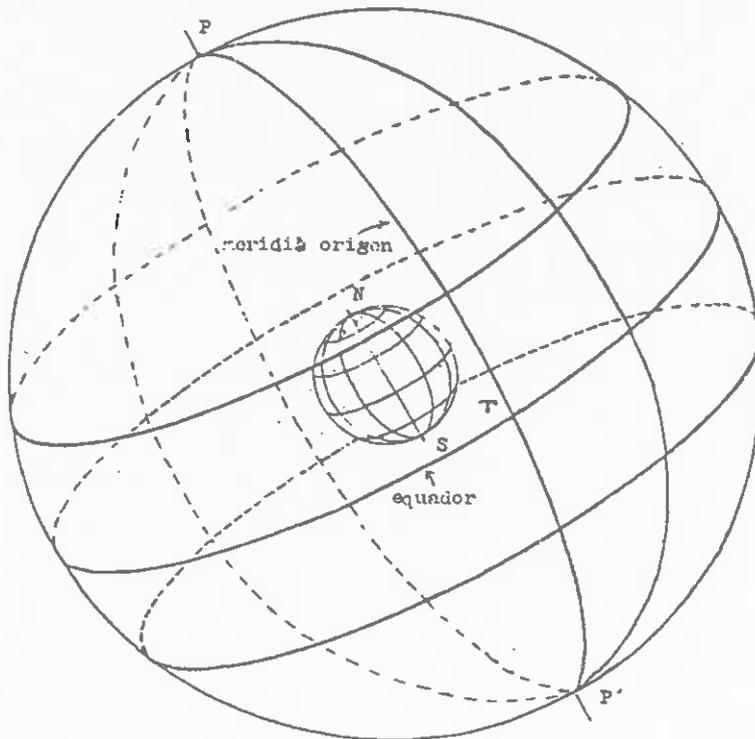


Figura 6

PLANISFERI CELESTE HEMISFERI NORD

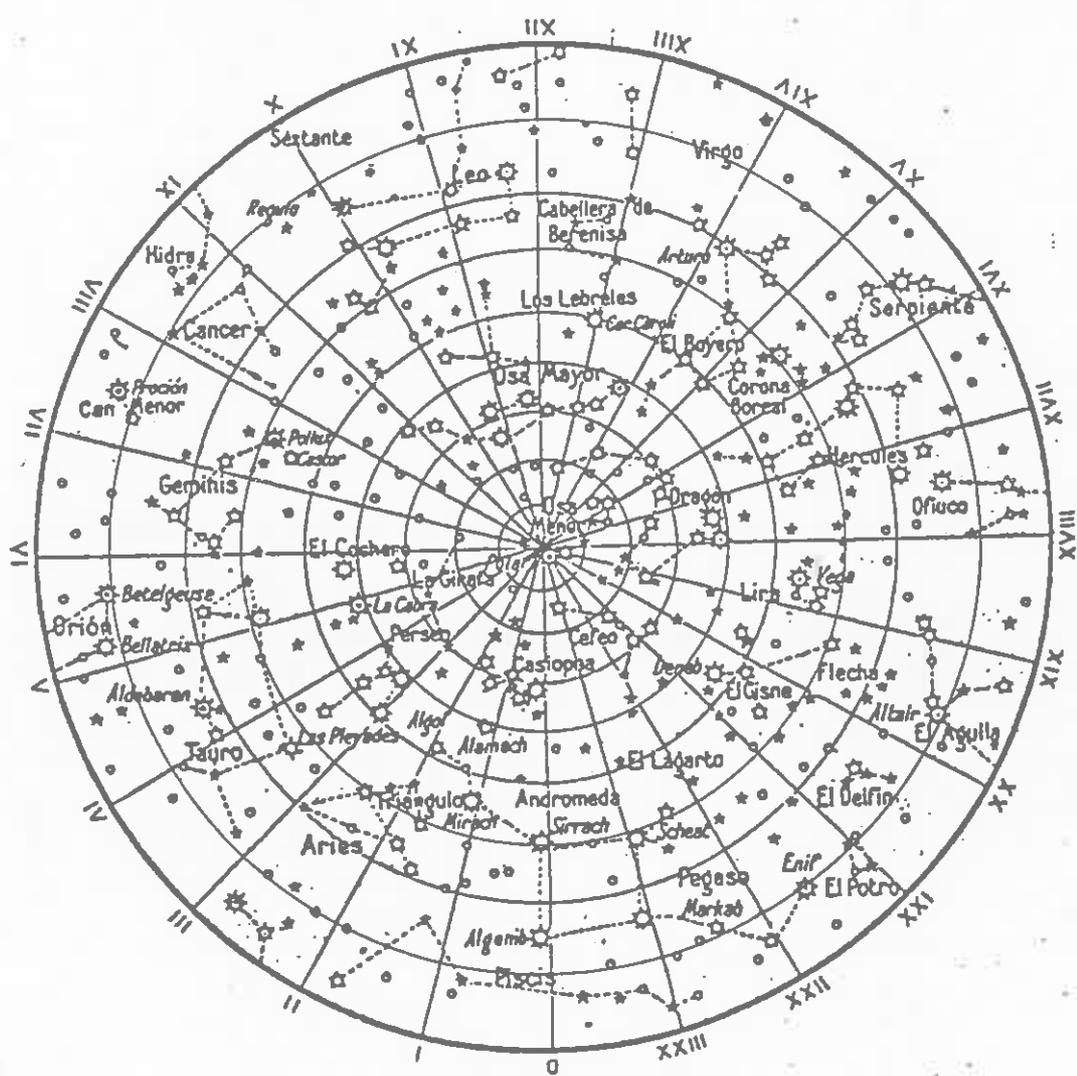


Figura 7

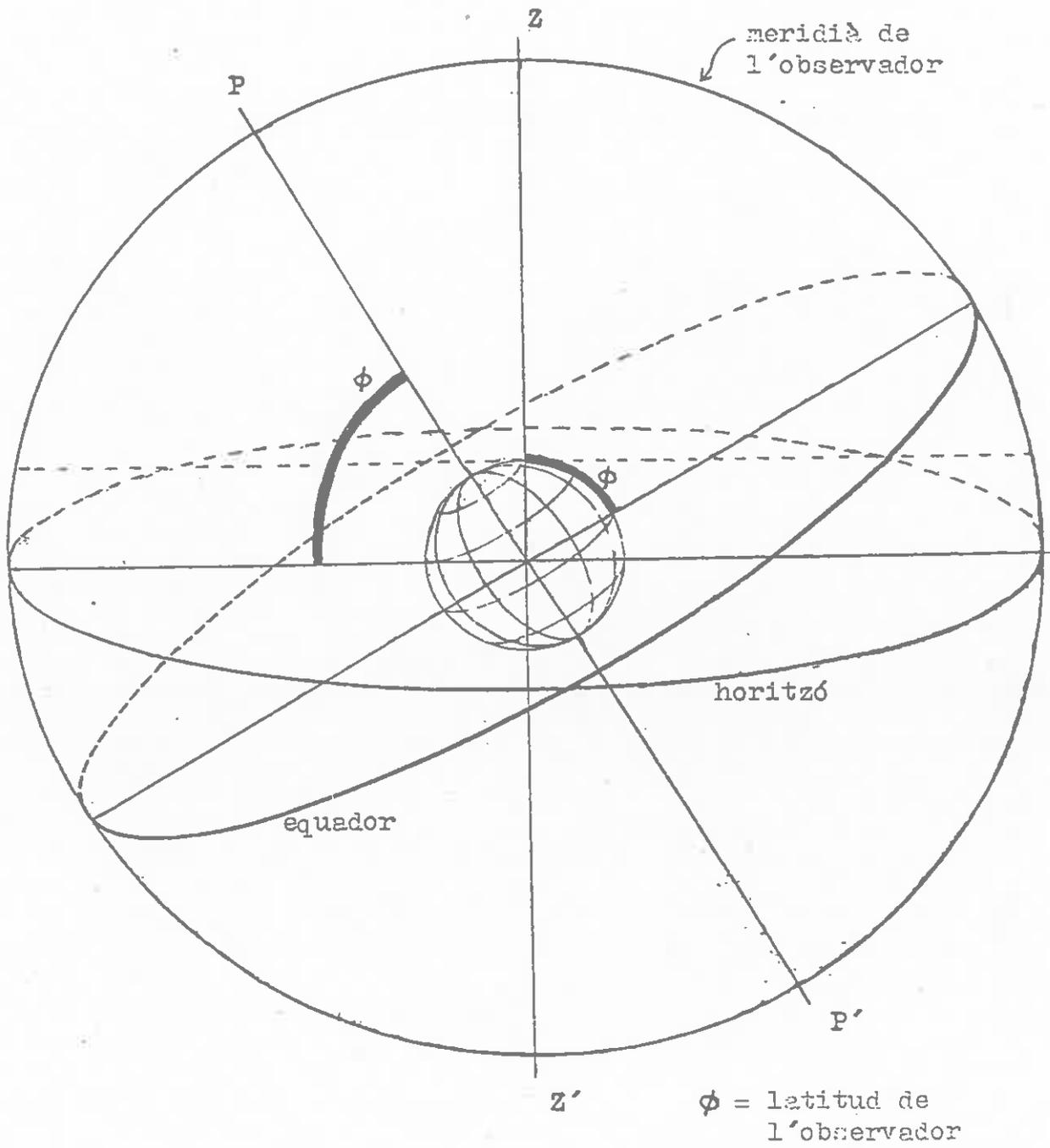


Figura 8



ESFERA CELESTE, COORDENADES HORIZONTALS

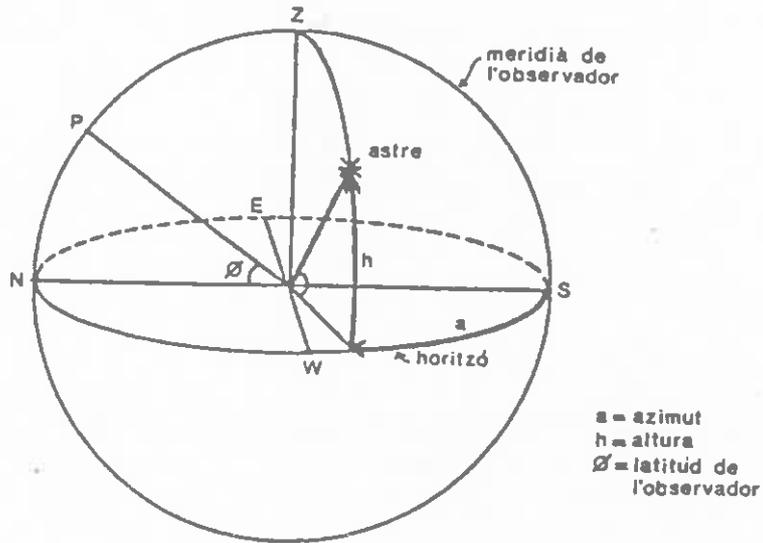


Figura 9

MOVIMENT DIURN

esfera celeste

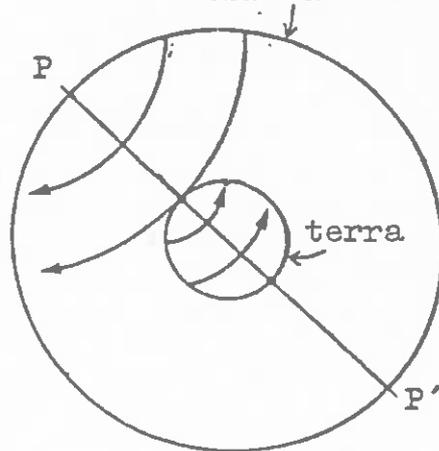


Figura 10

TELESCOPI EQUATORIAL

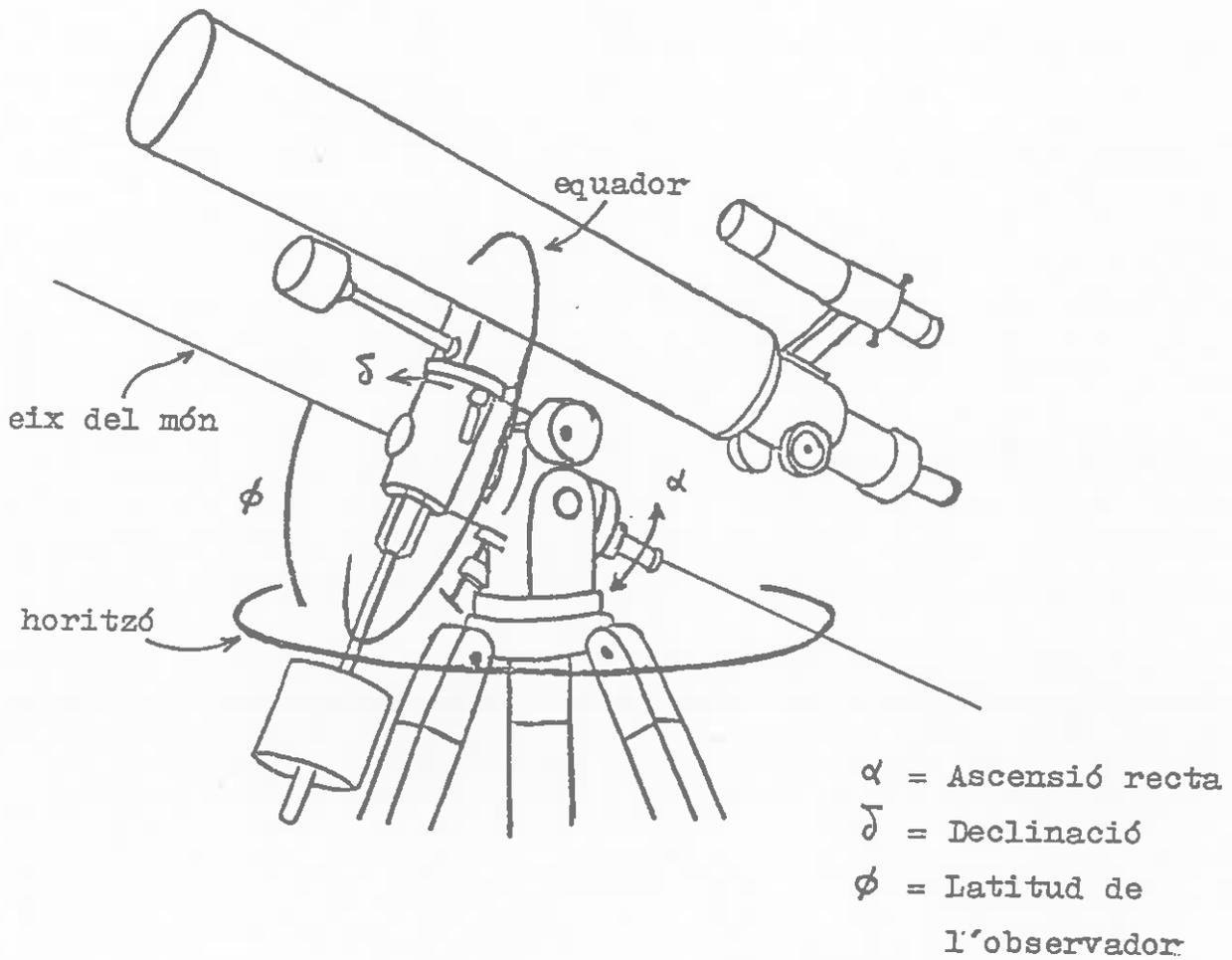


Figura 13

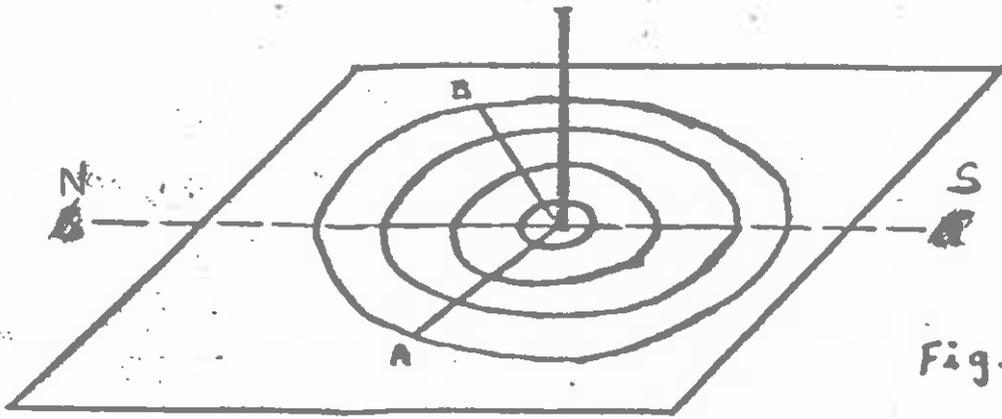


Fig. 1

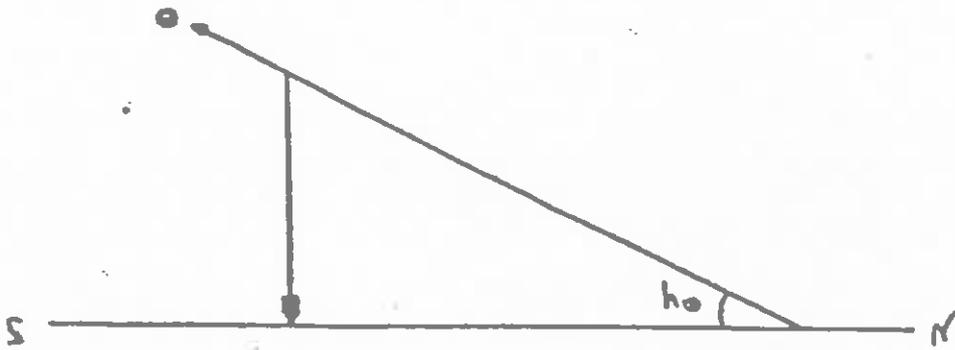
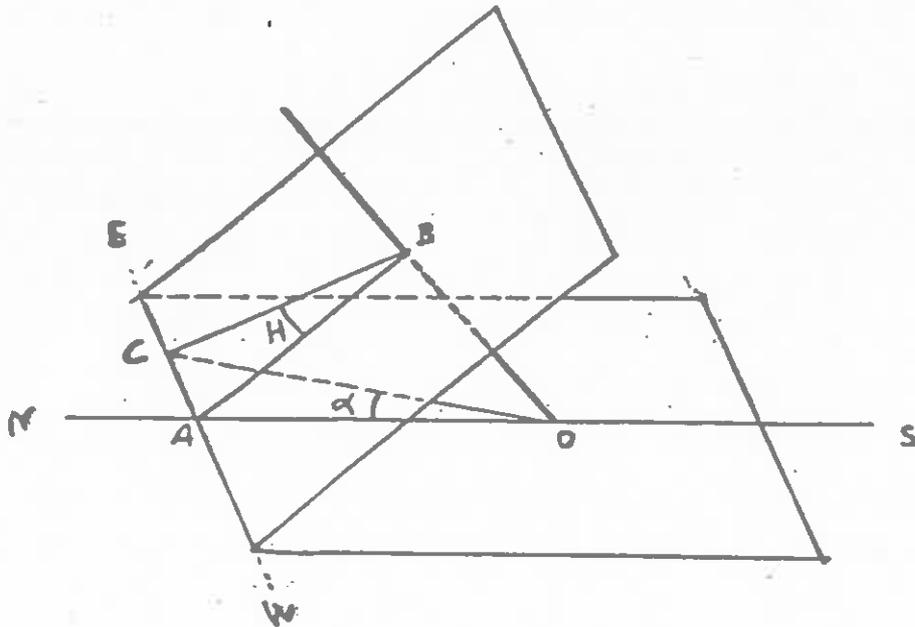


Fig. 2



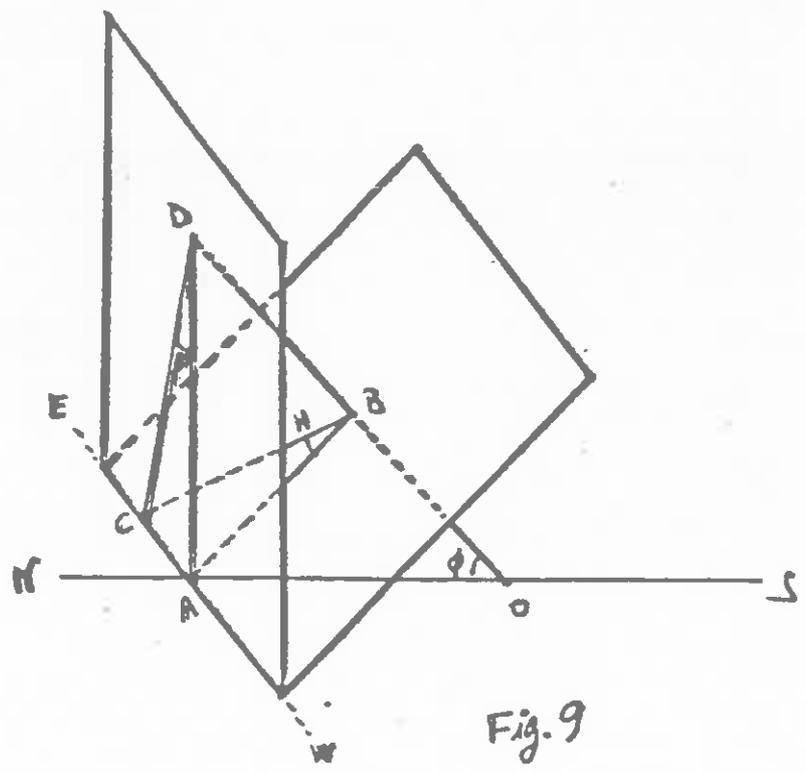
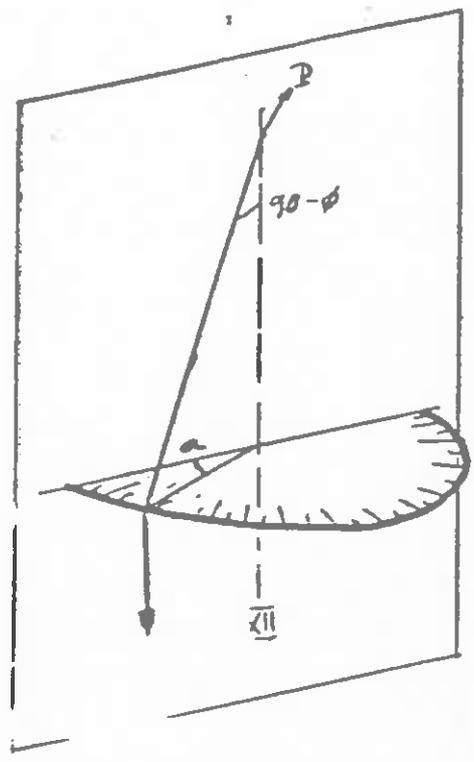
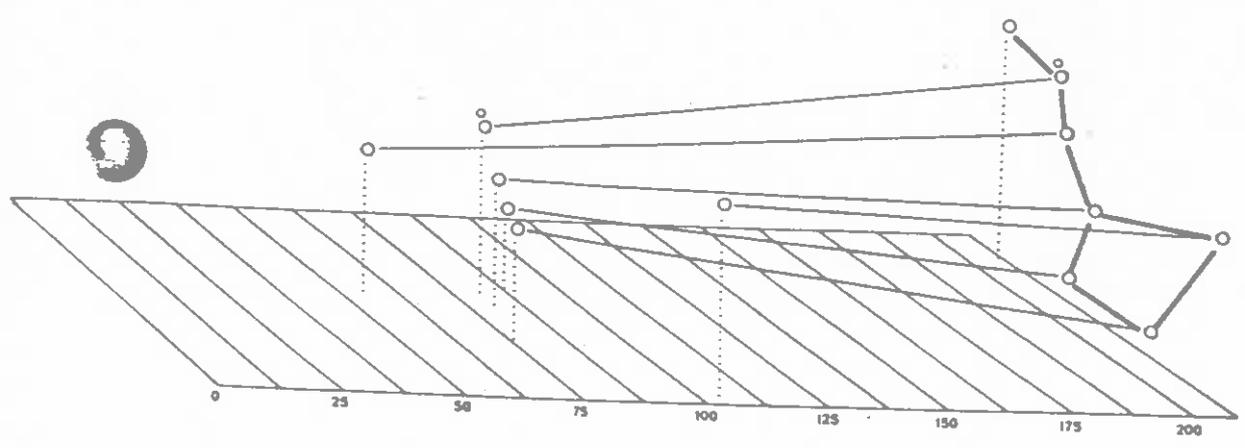
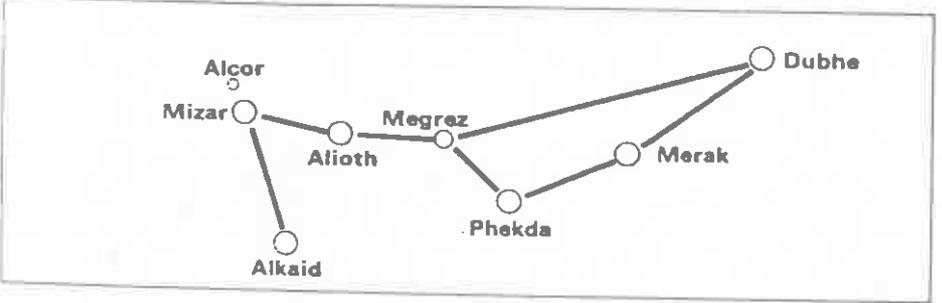
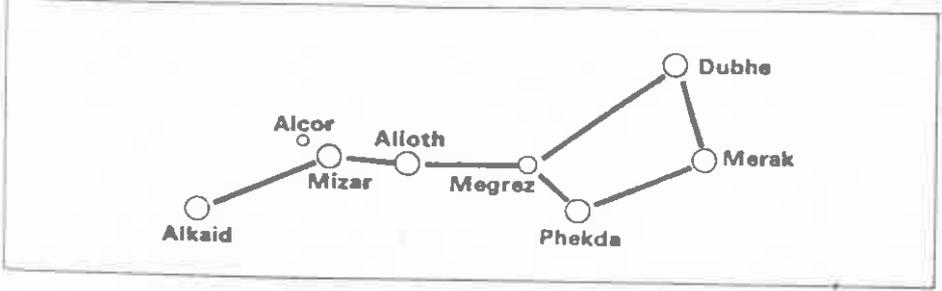
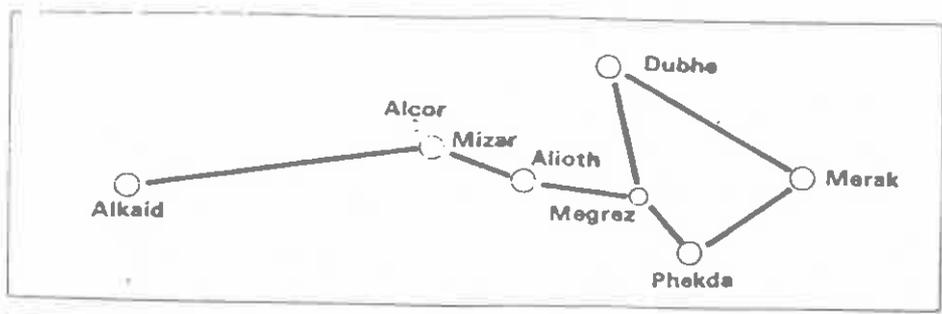
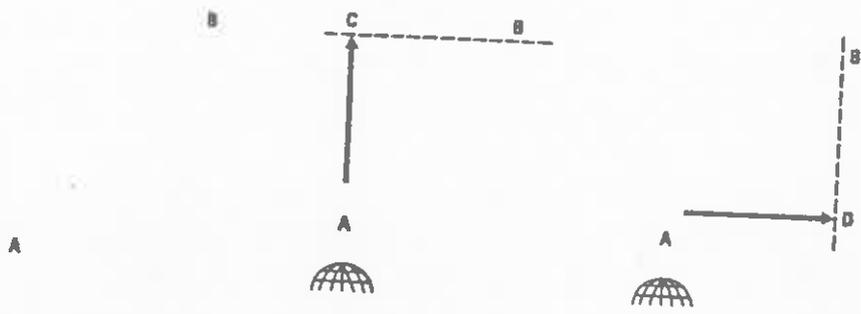
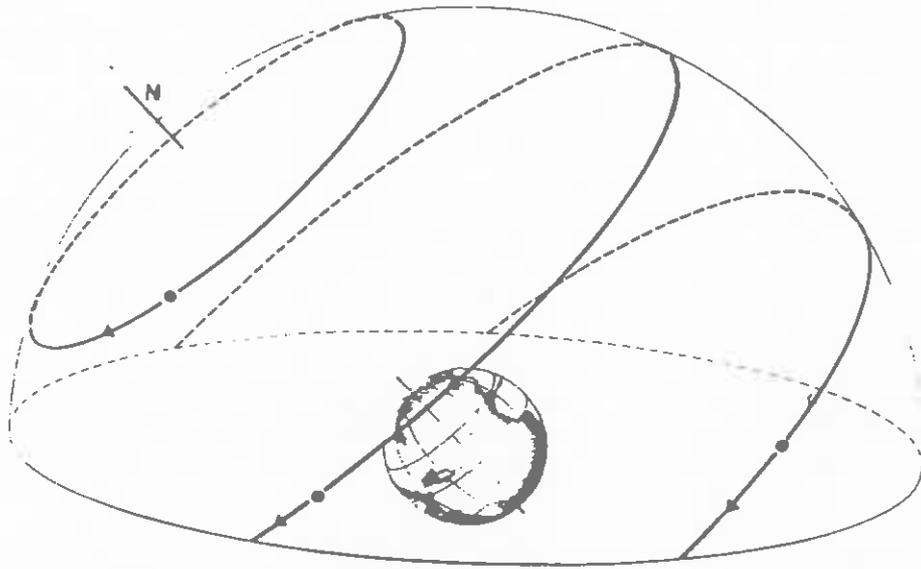


Fig. 9

100
125
150
175
200

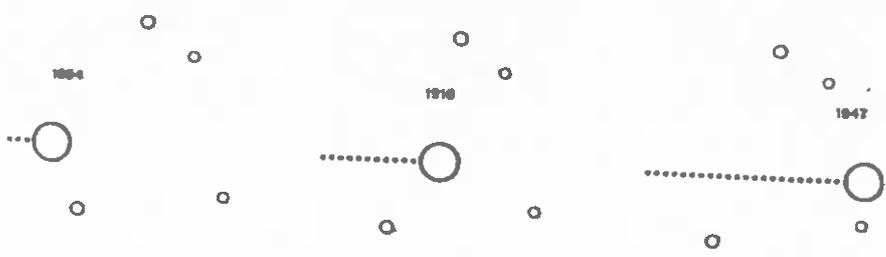




Movimientos de una estrella arriba
 Movimiento de una estrella en el espacio, combinación de un movimiento *radial* y un movimiento *transversal*.

Movimiento radial arriba
 Se mide por la velocidad con que la estrella se acerca (velocidad negativa) o se aleja (velocidad positiva) de la Tierra

Movimiento propio arriba
 Recibe este nombre el movimiento *transversal* (A-D) efectuado con relación al fondo del cielo estrellado.

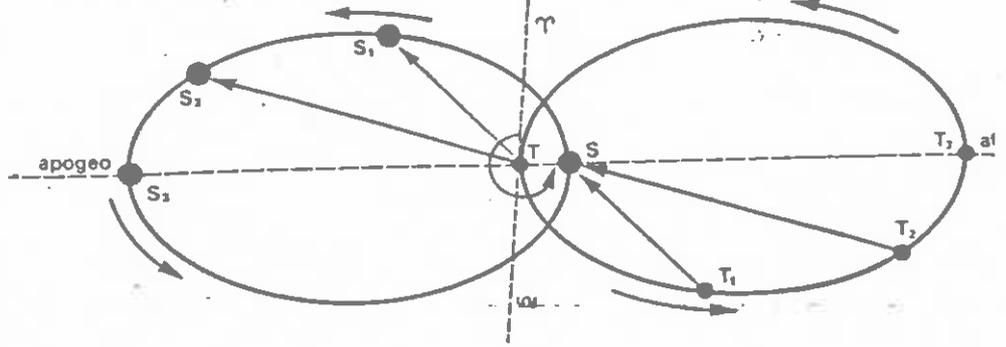


Los fenómenos observados al suponer que es el Sol el que se mueve alrededor de la Tierra son idénticos a los que se observan suponiendo la Tierra moviéndose alrededor del Sol. En la figura adjunta se han representado las trayectorias en los dos supuestos. Son dos elipses homotéticas, y si en el primer caso el foco es T (Tierra), en el segundo caso es S (Sol). Si se supone la Tierra inmóvil, los puntos S y S₂ reciben el nombre de *perigeo* y *apogeo*; pero, si se supone que la Tierra se mueve, los puntos T, más próximo al foco S, y T₂, más alejado del foco S, reciben el nombre de *perihelio* y *afelio*, respectivamente.

Si se supone que el Sol recorre la elipse S₁, S₂, S₂, ... alrededor de la Tierra T como foco, al ocupar el Sol una posición S₂, por ejemplo, un observador le verá en la dirección TS₂. Si es la Tierra la que se mueve, describiendo la elipse T₁, T₂, ... cuando esté en la posición T₂, el observador verá el Sol en la dirección T₂S paralela a TS₂ y, por tanto, proyectado sobre las mismas estrellas.

Las longitudes, geocéntrica del Sol y heliocéntrica de la Tierra, diferirán en 180°, pues si se supone el Sol en S y T' es la línea de los equinoccios, la longitud geocéntrica del Sol es el ángulo T'S

tado en sentido directo (el sentido de la flecha (figura) y la longitud heliocéntrica de la Tierra ángulo T'S' contado en el mismo sentido, a 180° la diferencia entre ambas.

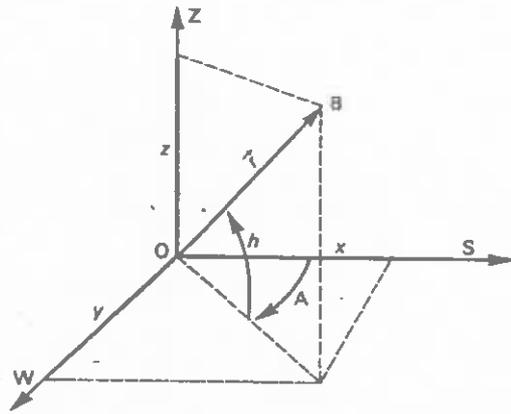


Las coordenadas horizontales esféricas se corresponden con otras rectilíneas definidas de la siguiente forma: la vertical, la meridiana y la perpendicular de un lugar determinan un triedro trirectángulo con vértice en el observador; tómesese este triedro como sistema de referencia de coordenadas cartesianas, eligiendo la vertical como eje z, la meridiana como eje x y la perpendicular como eje y, orientado en sentido retrógrado. Las coordenadas cartesianas de un punto B(x, y, z)

son las componentes del vector de posición $\vec{r} = \begin{bmatrix} x \\ y \\ z \end{bmatrix}$, cuyo módulo es el radio arbitrario de la esfera celeste.

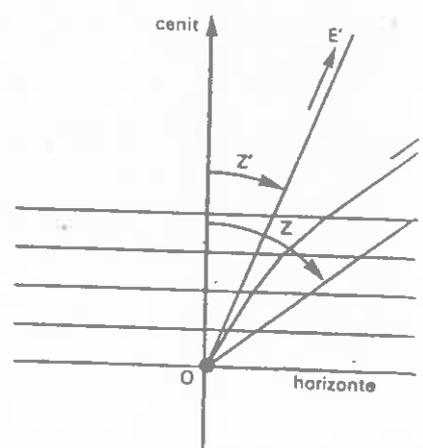
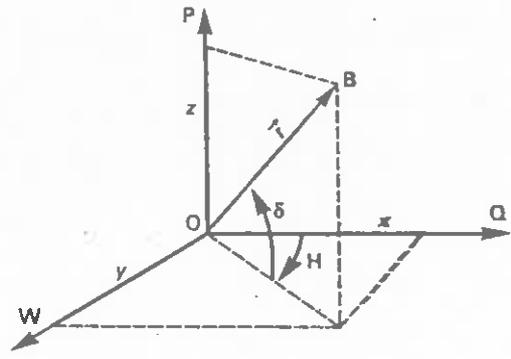
Las relaciones existentes entre las coordenadas horizontales rectilíneas y las esféricas son:

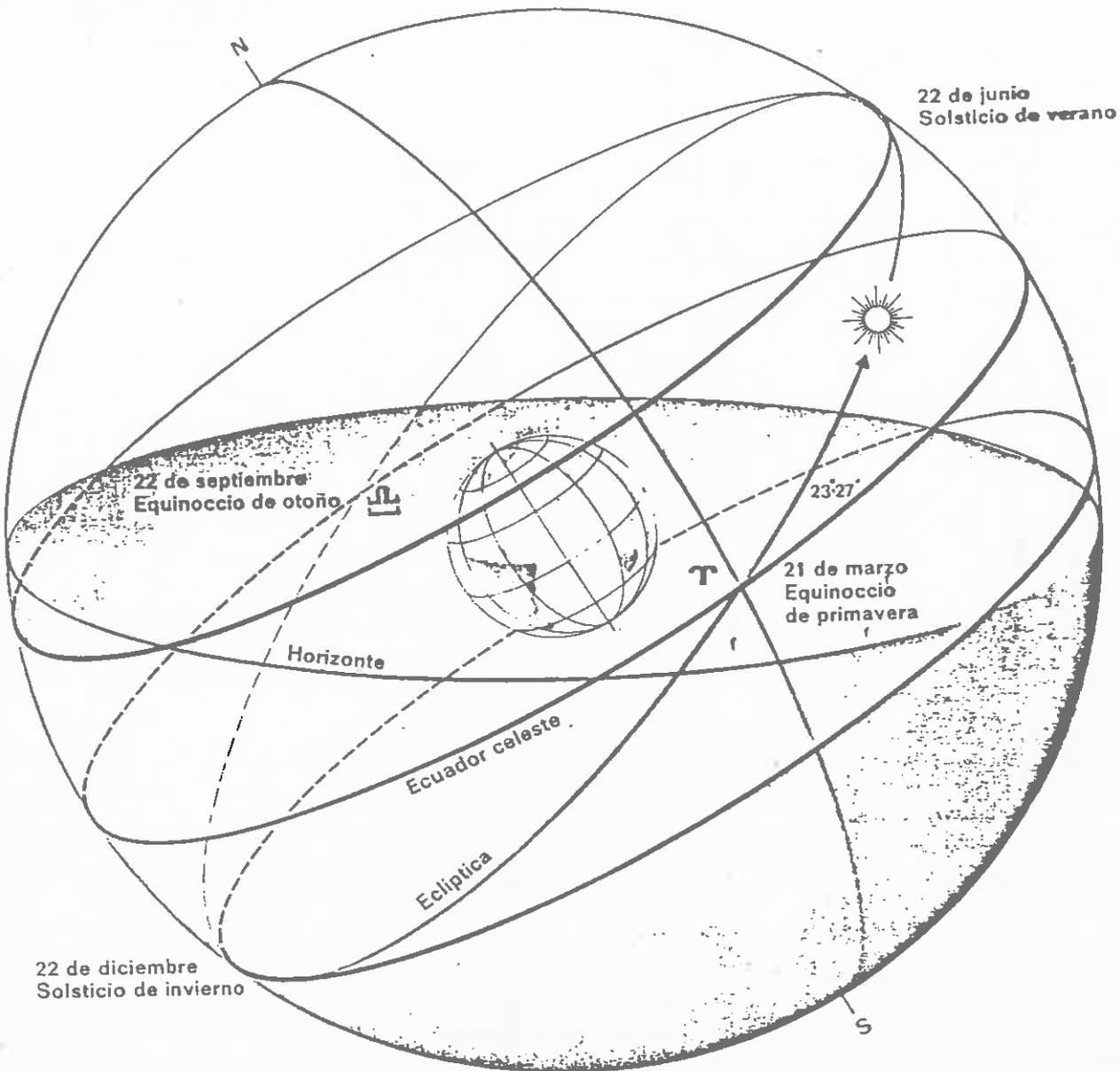
$$\left. \begin{aligned} x &= r \cos h \cos A \\ y &= r \cos h \operatorname{sen} A \\ z &= r \operatorname{sen} h \end{aligned} \right\}$$



El eje del mundo, la intersección del plano meridiano con el plano del ecuador y la perpendicular determinan un triedro trirectángulo con vértice en el observador. Si se toma este triedro como sistema de referencia de coordenadas cartesianas, orientándolo en sentido retrógrado, las coordenadas de un punto B(x, y, z) son las coordenadas rectilíneas horarias y son las componentes del vector de posición \vec{r} , cuyo módulo es el radio de la esfera celeste. Las relaciones existentes entre las coordenadas rectilíneas horarias y las esféricas son:

$$\left. \begin{aligned} x &= r \cos \delta \cos H \\ y &= r \cos \delta \operatorname{sen} H \\ z &= r \operatorname{sen} \delta \end{aligned} \right\}$$





22 de diciembre
Solsticio de invierno

22 de junio
Solsticio de verano

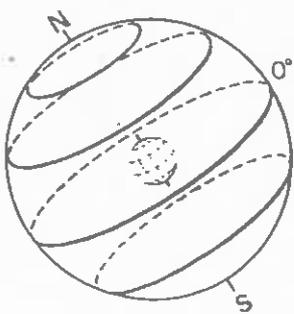
22 de septiembre
Equinoccio de otoño

21 de marzo
Equinoccio de primavera

Horizonte

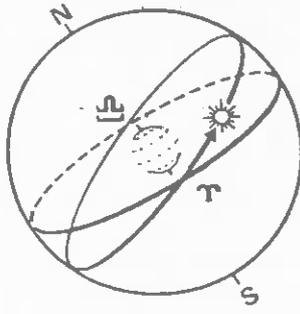
Ecuador celeste

Ecliptica



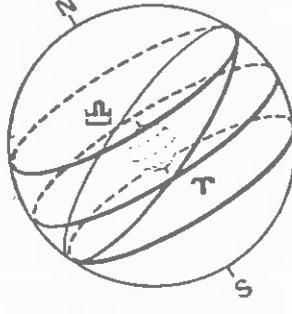
Polos y ecuador celestes arriba

El diagrama indica los polos celestes (los puntos de la esfera celeste determinados por la prolongación del eje de la Tierra) y el ecuador celeste (la proyección del ecuador de la Tierra sobre la esfera celeste).



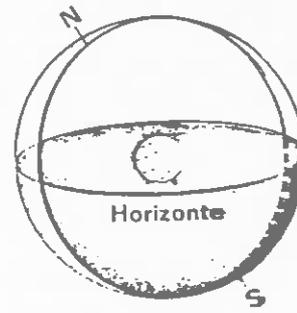
La ecliptica y los equinoccios arriba

La ecliptica (proyección del plano de la órbita terrestre sobre la esfera celeste; senda aparente que recorre el Sol todos los años entre las estrellas) y los equinoccios (puntos de intersección entre la ecliptica y el ecuador celeste).



Los solsticios arriba

Alrededor del 22 de junio y el 22 de diciembre, el Sol alcanza su posición más septentrional y su posición más austral en el cielo, respectivamente. Son éstos los solsticios de junio y de diciembre, momentos del inicio del verano y del invierno.

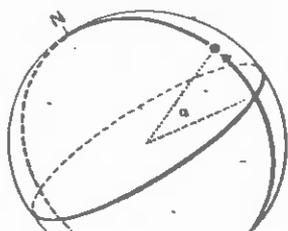


Horizonte y meridiano arriba

Se indican aquí tanto el horizonte como el meridiano del observador. El meridiano es el círculo máximo de la esfera celeste que pasa por ambos polos y también por el cenit (punto superior) del lugar de observación.

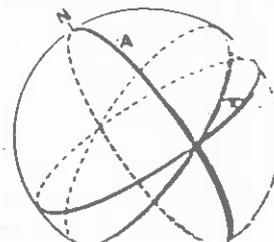
Movimientos diurnos de las estrellas izquierda

Las estrellas próximas al polo celeste no se ponen nunca, sino que permanecen siempre sobre el horizonte.



Ascensión recta derecha

La ascensión recta de un cuerpo celeste se mide por su distancia angular al primer punto de Aries (γ). El primer meridiano (A) se define como el círculo máximo que va de



Días.	Enero.	Febrero.	Marzo.	Abril.	Mayo.	Junio.
1	+ 3 3	+ 13 29	- 12 27	- 3 59	2 53	- 2 16
2	3 31	13 37	12 15	3 41	3 1	2 7
3	4 0	13 45	12 3	3 23	3 7	1 57
4	- 4 28	- 13 52	11 50	3 6	3 13	1 47
5	4 55	13 58	11 37	2 48	3 18	1 37
6	5 22	14 3	- 11 23	- 2 31	3 23	1 26
7	5 49	14 8	11 9	2 14	3 27	1 15
8	6 15	14 12	10 54	1 57	3 31	1 4
9	- 6 41	- 14 14	10 39	1 41	3 34	0 52
10	7 6	14 16	10 24	1 24	3 37	0 41
11	7 31	14 18	- 10 9	- 1 8	3 39	0 20
12	7 55	14 18	9 53	0 52	3 41	0 16
13	8 18	14 18	9 36	0 37	3 42	0 4
14	8 41	- 14 17	9 20	0 22	3 42	- 0 8
15	- 9 3	- 14 15	9 3	- 0 7	3 42	0 21
16	9 25	14 12	- 8 46	0 8	3 41	- 0 34
17	9 46	14 9	8 29	0 22	3 40	0 46
18	10 6	14 5	8 11	0 36	3 38	0 59
19	10 25	14 0	7 53	0 49	3 36	1 12
20	- 10 44	- 13 55	7 36	1 2	3 33	1 25
21	11 2	13 48	- 7 18	1 15	3 29	- 1 33
22	11 19	13 42	7 0	1 27	3 25	1 51
23	11 35	13 34	6 42	1 38	3 20	2 4
24	11 51	13 26	6 23	1 50	3 15	2 17
25	- 12 6	- 13 18	6 5	2 0	3 10	2 30
26	12 20	13 9	- 5 47	2 10	3 3	- 2 43
27	12 34	12 59	5 29	2 20	2 57	2 56
28	12 46	12 49	5 11	2 29	2 50	3 8
29	12 58	12 38	4 53	2 38	2 42	3 20
30	- 13 9		4 35	2 46	2 34	3 32
31	13 19		- 4 17		2 25	

Duración, en minutos, del crepúsculo civil el día 15 de cada mes

Latitudes.	Enero.	Feb.	Marzo.	Abril.	Mayo.	Junio.	Julio.	Agosto.	Sept.	Oct.	Nov.	Dic.	Latitudes.
0													0
+ 20	24	23	22	23	24	25	24	22	22	22	23	24	+ 20
+ 25	25	24	23	24	25	26	25	23	23	23	24	25	+ 25
+ 30	27	25	24	25	26	28	26	24	24	24	25	26	+ 30
+ 35	29	26	25	27	28	30	28	26	26	25	26	27	+ 35
+ 40	31	28	27	29	31	33	32	29	27	27	28	30	+ 40
+ 45	33	31	30	31	35	37	36	32	28	29	32	33	+ 45

Duración, en minutos, del crepúsculo astronómico el día 15 de cada mes

Latitudes.	Enero.	Feb.	Marzo.	Abril.	Mayo.	Junio.	Julio.	Agosto.	Sept.	Oct.	Nov.	Dic.	Latitudes.
0													0
+ 20	78	74	73	75	80	84	82	78	74	74	76	78	+ 20
+ 25	81	78	76	79	85	90	88	82	77	77	79	82	+ 25
+ 30	85	82	80	84	91	96	94	87	80	80	83	86	+ 30
+ 35	89	86	85	90	99	106	103	93	85	84	88	91	+ 35
+ 40	95	92	91	97	111	122	117	102	91	90	94	98	+ 40
+ 45	104	100	99	108	120	151	142	116	99	98	101	107	+ 45

INDICE

	Págs.
Posición geográfica del Observatorio Astronómico de Madrid	4
PRÓLOGO	5
CALENDARIO	7
Eras más notables	9
Algunas fechas de la Historia de España	10
Calendario de fiestas	11
Calendario católico	13
Fechas de la Pascua en el siglo	14
Santoral	15
Calendarios:	
Calendario juliano	27
Calendario israelita	28
Calendario musulmán	30
Fecha juliana	32
EFEMÉRIDES	33
Signos y abreviaturas	34
Sol	35
Elementos generales	36
Efemérides del Sol	38
Explicaciones y ejemplos:	
Diferentes clases de horas	52
Ortos y ocasos	64
Crepúsculos civil y astronómico	65
Paso del Sol por el meridiano	67
Ecuación de tiempo	68
Ascensión recta y declinación del Sol	73

HORA LEGAL EN LOS DIFERENTES PAISES

PAIS	Huso	Corrección al T.-U.	
		N.º	h m
EUROPA			
Albania	1	+ 1 0	
Alemania (Rep. Dem.)	1	+ 1 0	
Alemania (Rep. Fed.)	1	+ 1 0	
Andorra *	0	0 0	
Austria	1	+ 1 0	
Azores (L)	22	- 2 0	
Bélgica	0	+ 1 0	
Bulgaria	2	+ 2 0	
Checoslovaquia	1	+ 1 0	
Dinamarca	1	+ 1 0	
España	0	+ 1 0	
Canarias	23	0 0	
Finlandia	2	+ 2 0	
Francia	0	+ 1 0	
Grecia	2	+ 2 0	
Hungría	1	+ 1 0	
Irlanda *	0	0 0	
Islandia *	23	- 1 0	
Italia *	1	+ 1 0	
Liechtenstein	0	+ 1 0	
Luxemburgo	1	+ 1 0	
Malta	1	+ 1 0	
Mónaco	0	+ 1 0	
Noruega *	1	+ 1 0	
Países Bajos	0	+ 1 0	
Polonia *	1	+ 1 0	
Portugal *	0	0 0	
Reino Unido	0	0 0	
Rumania	2	+ 2 0	
San Marino	1	+ 1 0	
Suecia	1	+ 1 0	
Suiza	1	+ 1 0	
Turquía (Europea) *	2	+ 2 0	
U. R. S. S. (Europea):			
Longitudes menores de 40° E.	2-3	+ 3 0	
Longitudes comprendidas entre 40° E. y 52° 30' E.	3	+ 4 0	
Longitudes superiores a 52° 30' E.	4	+ 5 0	
Vaticano (Ciudad del) *	1	+ 1 0	
Yugoslavia	1	+ 1 0	

	Págs.
Hora sidérea verdadera	74
Nutación en ascensión recta	76
Señales horarias por radio	77
Semidiámetro, duración del paso, radio vector, velocidad angular	80
Lugares del horizonte por donde sale y se oculta el Sol	80
Horas del paso del Sol por el primer vertical	83
Efemérides para las observaciones de física solar	86
Rotaciones sinódicas solares en 1984	86
Luna	91
Elementos generales	92
Efemérides lunares	94
Tabla para calcular el semidiámetro de la Luna y su distancia a la Tierra, conocida su paralaje	107
Explicación y aplicaciones de algunas de las efemérides lunares:	
Ortos y ocasos	108
Pasos por el meridiano	113
Ascensión recta y declinación	113
Paralaje horizontal	114
Fases	114
Semidiámetro y distancia a la Tierra	115
Eclipses de Sol y de Luna	116
Planetas, satélites y cometas	125
Elementos generales de los planetas	126
Efemérides de los planetas	130
Posiciones heliocéntricas y geocéntricas	134
Salida, paso meridiano y puesta en Madrid. Ascensión recta, declinación, paralaje horizontal y semidiámetro	136
Datos para observaciones de planetas	153
Elementos para la observación física de Marte	154
Elementos para la observación física de Júpiter	156

	<u>Págs.</u>		<u>Págs.</u>
Satélites.....	163	Tabla de equivalencias para distancias en el sistema planetario	270
Elementos principales de los satélites	164	Tabla de equivalencias para distancias estelares	271
Coordenadas cartográficas de los satélites principales	165	Tabla de precesión	272
Elementos para la observación del anillo de Saturno	166	Tablas de interpolación por diferencias: valores de los coeficientes	273
Efemérides para la observación de Saturno.....	168	Explicaciones y ejemplos de las tablas anteriores	275
Elementos de los cometas periódicos	172	Conversión de tiempo sidéreo en solar medio.....	278
Datos fotométricos de planetas y satélites.....	176	Conversión de tiempo solar medio en sidéreo	284
Cometa Haley.....	175	Conversión de las horas, minutos y segundos en fracciones decimales de día	290
Planetas menores.....	180	Conversión de los minutos y segundos de tiempo-arco en fracciones decimales de hora-grado	291
Coordenadas de los planetas menores	182	Conversión del tiempo en grados	292
<i>Estrellas</i>	183	Conversión de los grados en tiempo.....	294
Principales constelaciones.....	184	Conversión de los grados en radianes	297
Objetos difusos del Catálogo Messier	188	Conversión de los minutos y segundos en radianes	299
Estrellas dobles	191	EL ELIPSOIDE TERRESTRE	300
Estrellas variables	191	Elementos del elipsoide terrestre	301
Ocultaciones de estrellas por la Luna visibles en Madrid, Yebes y Calar Alto	197	Longitudes en metros de arcos de meridiano y paralelo para las latitudes de España.....	304
Estrellas brillantes. Ordenadas por ascensión recta	203	Constantes terrestres.....	305
Principales cúmulos abiertos (galácticos).....	222	Constantes físicas.....	307
Principales cúmulos globulares (cerrados).....	225	Hora legal en los diferentes países del Globo.....	309
Nebulosas galácticas.....	226	Posiciones geográficas de los principales Observatorios Astronómicos del mundo.....	319
Galaxias.....	228	Posiciones geográficas y otros datos de las capitales de provincia de España.....	326
Explicación y uso de las efemérides estelares:		ENVOLTURAS CIRCUMESTELARES, por Valentín Bujarrabal	329
Constelaciones	230		
Estrellas dobles.....	230		
Estrellas variables.....	231		
Nebulosas galácticas	233		
Galaxias	234		
EL CIELO EN ESPAÑA	235		
Aspecto del cielo, en cada uno de los meses, con mapas, y fenómenos de fácil observación.....	236		
TABLAS	263		
Tablas de refracción.....	265		
Tablas de paralaje	269		

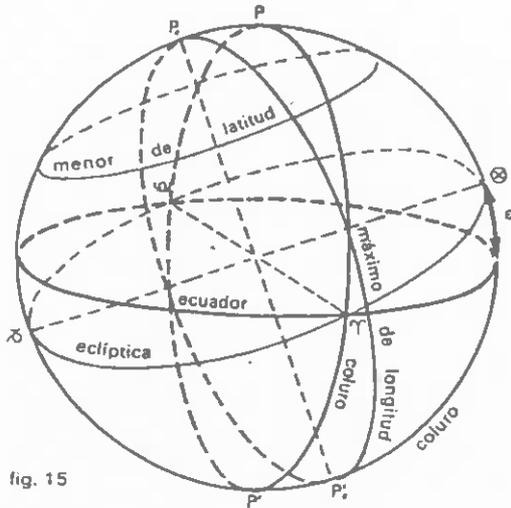


fig. 15

En el sistema de coordenadas eclípticas rectilíneas, se define el triedro de referencia tomando como eje x la línea de los equinoccios en el sentido del punto Aries, como eje y la línea de los solsticios en el sentido del punto Cáncer, y como eje z el eje de la eclíptica hacia su polo norte, orientado el triedro en sentido directo. Dado un punto de la esfera celeste, se llamará *coordenadas eclípticas rectilíneas* del mismo a las componentes de su vector de posición $\vec{r} = \begin{bmatrix} x \\ y \\ z \end{bmatrix}$ con respecto al citado triedro.

De la figura adjunta se deducen las siguientes relaciones entre las coordenadas rectilíneas y las esféricas:

$$\left. \begin{aligned} x &= r \cos \beta \cos \lambda \\ y &= r \cos \beta \sin \lambda \\ z &= r \sin \beta \end{aligned} \right\}$$

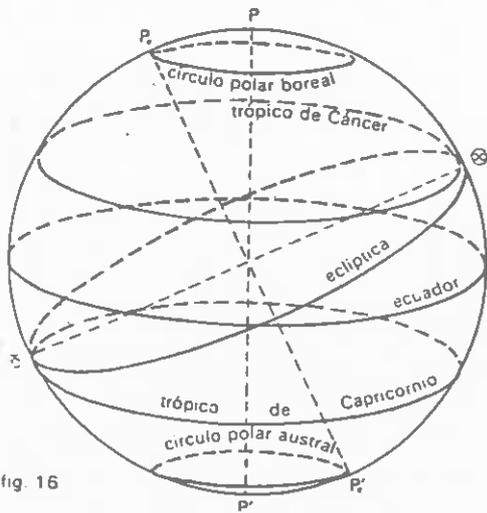
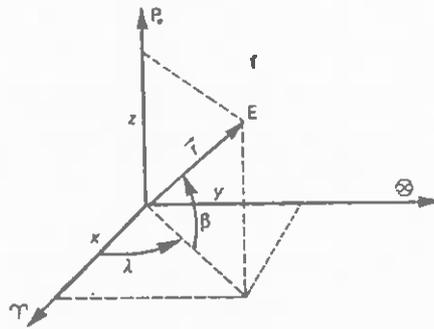


fig. 16

Se llama *diámetro aparente* del Sol, d , al doble del ángulo bajo el cual se ve el radio del disco solar desde la Tierra. El valor $d/2$, llamado *semidiámetro aparente*, está comprendido entre $15' 45''$ y $16' 18''$.

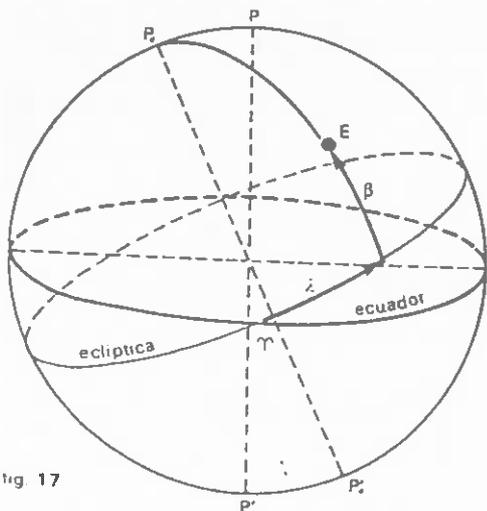
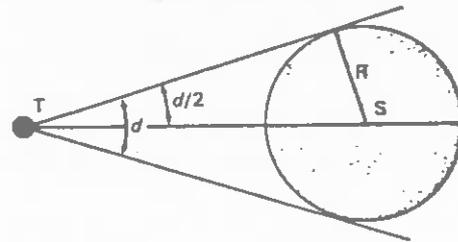


fig. 17



INSTITUTO DE CIENCIAS DE
LA EDUCACION. UNIVERSIDAD
POLITECNICA DE CATALUÑA.

EL DIAGRAMA HERTZSPRUNG - RUSSELL. LA LUZ DE LAS
ESTRELLAS EN EL LABORATORIO. I: EL DIAGRAMA H - R.

Blas Sanahuja,

Departamento de Física de la Tierra y del Cosmos,
Universidad de Barcelona.

Fernando Sanz, Soledad Arroyo y Enrique Buchaca.

Seminario Permanente de Astronomía,
ICE de la Universidad Politécnica de Cataluña.

INDICE

Introducción	3
Proyecto	5
1. Brillo, flujo y luminosidad	10
2. Magnitudes aparentes y absolutas	15
3. Otras magnitudes. Indices de color	20
4. Magnitudes bolométricas	25
5. Temperaturas estelares	28
6. Clasificación espectral de las estrellas	39
7. El diagrama Hertzsprung - Russell	44
8. Construcción de un diagrama H - R	55
Apéndice	63
Bibliografía	65

INTRODUCCION

Los temas astronómicos permiten desarrollar en el Bachillerato un gran número de prácticas, observacionales y de mesa, que tan sólo precisan un estudio didáctico adecuado para poder ser abordadas por los alumnos. Por contra, los temas astrofísicos quedan muchas veces reducidos a una exposición magistral por parte del profesor, a lo más completada con algún trabajo bibliográfico. Es cierto que dicha exposición acostumbra a agradar sea por la actualidad del tema en sí o por el uso del atractivo material gráfico existente, pero en definitiva, el alumno tiene poca participación activa en su desarrollo. La razón esencial de este proceder es que para explicar la estructura física de los diversos tipos de cuerpos que pueblan el Universo son necesarios temas de Física que no aparecen hasta el final de tercero de BUP o en COU, si es que llegan a darse. Además, el material para realizar prácticas de esta clase acostumbra a ser oneroso y complicado de preparar.

En consecuencia, la descripción física del Universo a nivel de Bachillerato, termina por ser una exposición fenomenológica de hechos y teorías, quedando todo ello como si se tratase de unos conocimientos adquiridos de forma especulativa y por tanto envueltos de un cierto aire mágico: al alumno difícilmente se le hace patente, de forma práctica, el hecho de la universalidad de las leyes de la Física. Creemos

importante conseguir que el alumno entienda que los conocimientos adquiridos sobre los cuerpos celestes provienen de la aplicación de principios físicos que pueden verse en el laboratorio, es decir, que llegue a comprender que las leyes de la Física son universales y que gracias al método científico podemos tener conocimiento real de entornos que no nos son directamente accesibles.

Las estrellas son el primer jalón en la descripción de nuestro Universo y en este contexto, la exposición de sus características es uno de los primeros temas astrofísicos que el profesor debe abordar. Por otra parte, la radiación electromagnética que nos llega, procedente de los cuerpos celestes, es la principal fuente de información sobre los procesos físicos que en ellos se desarrollan. En particular, la radiación estelar puede ser tratada de forma sencilla y admite una comparación cualitativa directa con experiencia prácticas sobre la radiación electromagnéticas hechas en el laboratorio.

El proyecto que nos hemos planteado pretende, dentro de la orientación general expuesta, abordar la introducción "práctica" del diagrama de Hertzsprung - Russell en tercero de B.U.P. -considerando una dedicación de dos horas semanales a lo largo de un trimestre -, dentro de una asignatura complementaria de Física o interdisciplinar con Matemáticas.

PROYECTO

La figura adjunta muestra el diagrama de flujo de este proyecto. Consta de cinco bloques: conceptos y experiencias en el laboratorio sobre la radiación electromagnética, conceptos y experiencias sobre la observación de estrellas, fotometría y espectroscopía solar y estelar, los diagramas Hertzsprung - Russell (H - R) y por último, aplicaciones de los mismos. El núcleo central del esquema lo constituyen los diagramas H - R en sus tres versiones:

- diagrama teórico ($\log T - \log L$) de estrellas cercanas y de estrellas brillantes.
- diagrama observacional (tipo espectral - magnitud aparente) de las estrellas más conocidas.
- diagrama intermedio (tipo espectral - magnitud absoluta).

En el primer bloque se introducen todos los conceptos necesarios para entender el significado de los diagramas H - R. En su primera parte se caracterizan las ondas electromagnéticas y se estudian sus propiedades más importantes, utilizando símiles con las ondas mecánicas y ondas sonoras. A continuación se comenta el espectro electromagnético, poniendo en evidencia con diversas prácticas la naturaleza de la luz blanca y la existencia de radiaciones no visibles. Finalmente se introduce el espectro continuo, las rayas de emisión y de absorción y la relación entre ellas (ley de Kirchoff). Se insiste en la dependencia de la intensidad de las rayas

respecto a la abundancia del elemento químico que las produce y respecto a la temperatura del cuerpo emisor. Este último punto, pese a su importancia astrofísica, aún no está totalmente resuelto). La segunda parte de este bloque permite introducir el concepto de cuerpo negro, la longitud de onda a la cual la emisión de energía es máxima y su dependencia de la temperatura (ley de Wien), así como evaluar la cantidad de energía total radiada en función de la temperatura (ley de Steffan). Todo ello junto con el cálculo del valor de la constante solar (aún no experimentado en la práctica) permite estimar la energía radiada por el Sol por unidad de tiempo, es decir, la luminosidad solar. Buena parte de ellas son operativas e incluso informatizadas y hemos comprobado que son perfectamente asimilables por los alumnos. Su principal dificultad reside en la preparación.

La parte correspondiente a la sensibilidad de los receptores sólo ha sido tratada teóricamente, en una primera aproximación puede saltarse considerando receptores ideales de sensibilidad máxima. Las experiencias y conceptos obtenidos de la observación de estrellas precisan de una introducción histórica breve del concepto de magnitud y del estudio práctico de la respuesta del sistema visual a un estímulo energético (ley de Pogson).

El bloque de fotometría y espectroscopía solar y estelar pueden ser introducidos de forma cualitativa a partir de los resultados obtenidos en las experiencias de laboratorio del primer bloque. No es posible efectuar una transición

cuantitativa más que en el caso de determinación de longitudes de onda de los colores del continuo, probablemente para rayas de emisión intensas y en la determinación aproximada de la constante solar. Sin embargo, su puesta en práctica nos ha demostrado que este paso es bien asimilado salvo en lo que se refiere a la dependencia de la temperatura.

Los diagramas H-R son introducidos y construidos a partir de las tablas de datos - estrellas más cercanas y estrellas más brillantes - y gráficos que se le dan al alumno. A partir de los conceptos y experiencias introducidos en los bloques anteriores se explica como se pasa de un diagrama a otro y la importancia de cada uno de ellos. Finalmente se introducen las clases de luminosidad y los diversos tipos de estrellas: secuencia principal, gigantes, supergigantes, enanas, etc.

El último bloque de aplicaciones es el menos desarrollado, es más una proposición de posibilidades que una exposición de experiencias prácticas realizadas. De todos modos, una consecuencia inmediata y fácil de trabajar del diagrama H-R teórico, es el estudio de la relación masa - luminosidad para las estrellas de la secuencia principal; se consigue así dar una buena idea sobre la homogeneidad de los procesos físicos intraestelares. Otra aplicación en la que se está empezando a trabajar es la construcción por los alumnos de los diagramas H-R evolutivos de cúmulos estelares. En este caso lo que complica el desarrollo es el manejo de un número de datos, sin embargo parece bastante factible de realizar gracias a la gran

proliferación de microordenadores habida estos últimos años.

Con los programas actuales de Física está claro que llevar a cabo este proyecto requiere una notable inversión de tiempo y de esfuerzo. Creemos en su viabilidad, a grandes rasgos, pues ha sido ensayado ya en tres ocasiones. Aunque las condiciones de su desarrollo - curso intensivo y alumnos fuertemente motivados - difiere mucho de las condiciones que puedan darse en un curso normal de tercero de BUP - dos horas semanales durante tres o cuatro meses y con alumnos de interés diverso -, esperamos para el término del próximo curso académico una buena valoración de esta experiencia en aquellos centros donde haya sido factible desarrollarla.

Estas notas constituyen un primer paso en este proyecto, con ellas se pretende introducir a los profesores interesados en este tema en los aspectos astrofísicos que hace falta conocer para poder abordarlo. En consecuencia, contiene pocos elementos didácticos para su magisterio. En un futuro próximo se espera poder tratar la cuestión de la instrumentación en el laboratorio y los detalles técnicos que la práctica conlleva ya que se trata de otro de los obstáculos importantes con que se puede encontrar un profesor. Más adelante se abordará la didáctica, tanto de laboratorio como de la vertiente astrofísica. Cualquier comentario sobre este proyecto, sobre estas notas, o sobre experiencias similares ya desarrolladas, serán muy bienvenidos.

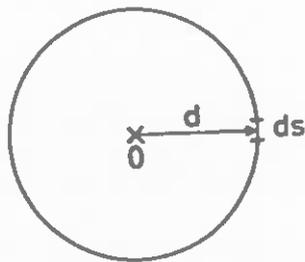
Barcelona, Noviembre 1985

1. BRILLO, FLUJO Y LUMINOSIDAD

Luminosidad y flujo

Definimos la luminosidad de una estrella como la energía radiada por ésta por unidad de tiempo y en todo el rango espectral. La designaremos por la letra L.

Sea O un foco luminoso puntual que radia isotrópicamente y consideremos un elemento de superficie, ds , a la



distancia d (d es normal a ds); definimos el flujo como la cantidad de energía recibida por unidad de tiempo y unidad de área. Si representamos el flujo por la letra F , tendremos

Figura 1

$$F = \frac{dE}{dt ds}$$

Si el foco O emite uniformemente en todas direcciones, es decir, si F es constante para todos los ds de la superficie considerada, será $L = 4\pi d^2 F$, siempre que entre el manantial luminoso, O, y la superficie receptora, ds , no existan fuentes ni sumideros de energía radiante.

En realidad O no es un foco monocromático, por tanto, se ha de considerar la cantidad de energía recibida por unidad de tiempo, por unidad de área y por unidad de intervalo de frecuencia. Si designamos a esta magnitud F_ν (en el sistema cegesimal $[F_\nu] = \text{erg} / (\text{H}_2 \cdot \text{cm}^2 \cdot \text{s})$) resultará que

$F = \int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu$ y la luminosidad de la estrella será

$$L = \iint_S \vec{F} \cdot d\vec{s} = 4\pi d^2 \int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu \quad (\text{si } F \text{ es constante sobre la superficie})$$

Al observar una estrella, la energía por unidad de tiempo y unidad de superficie que percibimos mediante nuestro sentido de la vista produce una sensación luminosa que la caracterizamos con la palabra "brillo", que se representa por la letra b . En consecuencia, brillo es la acepción común de flujo y, en realidad, b y F tienen el mismo significado físico.

Veamos una aplicación de estos conceptos en el caso del Sol. El flujo de energía recibido de este astro en la superficie terrestre es 1368 wat/m^2 y constituye la denominada constante solar. La distancia media Sol - Tierra es 1 UA (unidad astronómica) = $149,6 \cdot 10^6 \text{ km}$. De acuerdo con estos datos, la luminosidad, L_{\odot} , del Sol será:

$$L_{\odot} = 4\pi(149,6 \cdot 10^6 \cdot 10^3)^2 \cdot 1368 = 3,9 \cdot 10^6 \text{ w} = 3,9 \cdot 10^{33} \text{ erg/s}$$

Ley del inverso del cuadrado de la distancia

Hemos definido el flujo como la energía recibida por unidad de área y unidad de tiempo. De acuerdo con la figura adjunta, consideremos dos superficies iguales, ds , una a distancia d_1 del foco emisor y la otra a la distancia

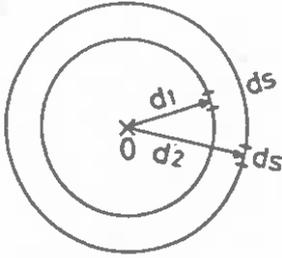


Figura 2

d_2 , y sean F_1 y F_2 los flujos respectivos en cada una de estas superficies.

La luminosidad del foco emisor es la misma independientemente de la distancia a la que se mida el flujo, pues es la energía total por unidad de tiempo emitida por el foco emisor (si no hay

manantiales ni sumideros por el camino). En consecuencia,

$$L = 4\pi d_1^2 F_1 = 4\pi d_2^2 F_2 \qquad \frac{F_1}{F_2} = \left[\frac{d_2}{d_1} \right]^2$$

expresión que establece que el flujo medido en una superficie es inversamente proporcional al cuadrado de la distancia que la separa del foco emisor.

Así, por ejemplo, dadas dos estrellas de igual luminosidad, una situada diez veces más lejos de nosotros que la otra, tendrá un flujo cien veces menor. Es decir, el flujo observado de la más cercana será cien veces mayor que el de la más alejada.

En particular, si $d_1 = R_*$ (R_* es el radio de la estrella) y $d_2 = d$ (d es la distancia a la estrella) tendremos

$$L = 4\pi R_*^2 F(R_*) = 4\pi d^2 F(d)$$

donde $F(d)$ es el flujo a una distancia d de la estrella y $F(R_*)$ es la energía que, por unidad de tiempo, atraviesa la unidad de superficie de la estrella. Si, como se verá más adelante, se supone que una estrella radia como un cuerpo negro, $F(R_*)$ será la magnitud física también comúnmente co-

nocida como poder emisor de un cuerpo (o emitancia radiante); luego

$$\frac{F(d)}{F(R_*)} = \left[\frac{R_*}{d} \right]^2$$

Problemas para calcular el flujo y la luminosidad

Puesto que debe medirse el flujo sobre todo el espectro electromagnético, ha de tenerse en cuenta que:

a)

- Los detectores trabajan sobre un rango limitado de frecuencias.
- La sensibilidad de los detectores es limitada y su respuesta varía con la frecuencia.
- La atmósfera terrestre absorbe parte de la energía que recibimos de la estrella. (ver apéndice).
- El medio interestelar también absorbe parte de la radiación.

b)

Es preciso calcular la distancia a la estrella si se quiere hallar su luminosidad a partir del flujo observado.

En rigor, el flujo observado es más pequeño que el que teóricamente se tendría que observar. Antes se ha visto que

$$F = \int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu$$

pero en la práctica es

$$b = \int_0^{\infty} F_{\nu} A_{\nu}(z) R_{\nu} d\nu$$

en la que F_{ν} es el flujo de energía de frecuencia ν que

mediríamos si no hubiera manantiales ni sumideros y la sensibilidad de los detectores fuera de 100%. $A_{\nu}(z)$ representa la función de transmisión atmosférica que nos da la fracción de energía de frecuencia ν que proveniente de un astro, no es absorbida por la atmósfera. Esta función varía con la altura del astro sobre el horizonte. R_{ν} es la respuesta o eficiencia del detector a la radiación incidente.

Flujo visual

El ojo, como detector de radiación electromagnética, únicamente es sensible a la longitud de onda de la radiación que está comprendida entre 4500 Å y 7000 Å (aproximadamente). De ahí que se pueda hablar de flujo visual.

$$\text{Flujo visual} = \int_{4500}^{7000} F_{\nu} d\nu \quad (\text{La radiación de las estrellas sólo llega al suelo para } 3000 < \lambda < 10000 \text{ Å})$$

En el caso del Sol la mayor parte de la energía emitida lo es en el visible, lo cual no es cierto para estrellas más calientes o más frías.

Salvo indicación en contra, cuando se hable de flujo o brillo observado se supondrá el valor ya adecuadamente corregido de los efectos atmosféricos y de la sensibilidad del equipo. Si no se hace referencia expresa a un flujo monocromático, se supondrá que este es total, es decir, el observado en todo el espectro electromagnético.

2. MAGNITUDES APARENTES Y ABSOLUTAS

Magnitudes aparentes

Hiparco (160 - 124 a.C.) clasificó unas 1000 estrellas en seis grupos llamados magnitudes, en función del brillo observado a simple vista; estos grupos, numerados del 1 al 6, eran de brillo decreciente



Figura 3

En 1850 Fechner comprobó que la escala de magnitudes no era lineal sino logarítmica, es decir, que si el flujo de una estrella sufre una variación geométrica (p.ej. se hace x veces mayor) la sensación humana causada por este flujo de radiación sufre una variación aritmética (p. ej. aumenta en y unidades). Esto permite escribir entre magnitud m y brillo b una relación del tipo

$$m = -k \log b + C$$

en la que el signo menos expresa el hecho de que a mayor brillo corresponde menor magnitud. Para dos estrellas de brillos b_1 y b_2 se tendrá

$$\left. \begin{aligned} m_1 &= -k \log b_1 + C \\ m_2 &= -k \log b_2 + C \end{aligned} \right\} \quad \text{y por tanto} \quad m_2 - m_1 = -k \log \frac{b_2}{b_1}$$

A finales del siglo XIX Pogson comprobó que las estrellas de primera magnitud eran, en media, cien veces más brillantes que las de sexta magnitud. La U.A.I. estableció como escala oficial de magnitudes aquella en la que una diferencia de 5 unidades corresponde a un cociente de brillos igual a 100. Así $1 - 6 = k \log 100 \Rightarrow k = 2,5$ y por tanto,

$$m_2 - m_1 = -2,5 \log \frac{b_2}{b_1} \quad \text{y} \quad m = -2,5 \log b + C$$

o también

$$2,5 \log \frac{b_2}{b_1} = m_1 - m_2 ; \quad \log \frac{b_2}{b_1} = \frac{m_1 - m_2}{2,5}$$

y finalmente
$$\frac{b_2}{b_1} = 2,512^{m_1 - m_2}$$

Consideremos unos ejemplos a fin de ilustrar esta escala de magnitudes:

a)

Una estrella que tenga una magnitud una unidad inferior a la de otra estrella será, aproximadamente 2,5 veces más brillante (por ejemplo Rigel respecto a Pollux). En efecto, sean dos estrellas de magnitudes m_1 y m_2 , tales que $m_2 - m_1 = 1$, según la ley de Pogson, se tendrá

$$m_1 - m_2 = 2,5 \log \frac{b_2}{b_1} ; \quad 1 = 2,5 \log \frac{b_2}{b_1} ; \quad \text{de donde} \quad \frac{b_2}{b_1} = 10^{\frac{2}{5}}$$

$$b_2 = 2,512 b_1, \quad \text{o bien} \quad b_2 \simeq 2,5 b_1$$

b)

Una estrella que tenga un brillo 10 veces superior al de otra, su magnitud será 2,5 unidades inferior. En efecto, sean dos estrellas de brillos b_1 y b_2 . Tales que $b_2 = 10 b_1$, de acuerdo con la ley de Pogson

$$m_1 - m_2 = 2,5 \log \frac{b_2}{b_1} \quad ; \quad m_1 - m_2 = 2,5 \log \frac{10b_1}{b_1} \quad ; \quad m_1 - m_2 = 2,5 \log 10$$

y por tanto $m_2 = m_1 - 2,5$

De acuerdo con esta convención existen estrellas con magnitudes aparentes negativas. Son, por supuesto, las más brillantes del firmamento. He aquí las cuatro primeras

Sirius - 1,45

Canopus - 0,72

α Centauri - 0,23

Arcturus - 0,06

La mínima magnitud aparente "teórica" observable a simple vista es 6, aunque Andrómeda por ejemplo, tiene magnitud 3,5 y ya presenta dificultades. En la figura 4 de la página siguiente puede verse una escala de magnitudes que incluye los objetos más brillantes del firmamento.

El Sol, por ejemplo, tiene $m_{\odot} = -26,7$ y Sirius $m = -1,4$, por lo tanto $-26,7 - (-1,4) = -2,5 \log \frac{b_{\odot}}{b_{\text{Sirius}}}$;

$$-25,3 = -2,5 \log \frac{b_{\odot}}{b_{\text{Sirius}}} \quad ; \quad \log \frac{b_{\text{Sirius}}}{b_{\odot}} = -10,1 \quad ;$$

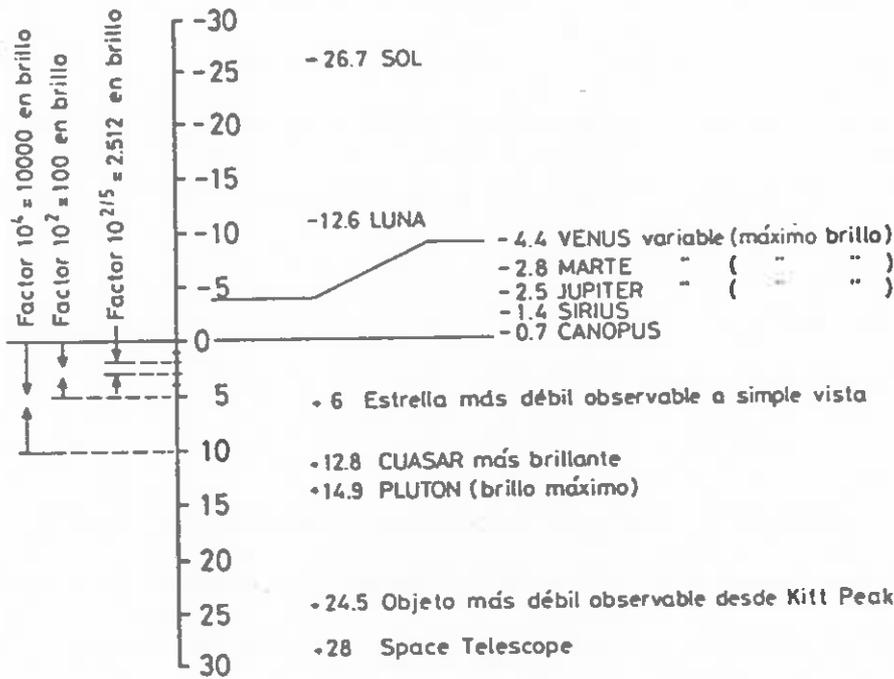


Figura 4

$b_{\text{Sirius}} = 9 \cdot 10^{-11} b_{\odot}$, es decir, el flujo de radiación que recibimos de Sirius es 10^{-10} veces menor que el del Sol.

Veamos, a título orientativo, cuál es el número de estrellas más brillantes que una magnitud dada.

<u>magnitud</u>	<u>número de estrellas</u>
4	500
5	1.600
6	4.800
7	14.000
9	120.000 (observables con un pequeño telescopio)
12	2.000.000
18	300.000.000

Magnitudes absolutas

Sabemos que el flujo que recibimos de una estrella, o bien su magnitud aparente, depende de su distancia a nosotros. Para poder comparar las magnitudes de diferentes estrellas es necesario definir una escala absoluta que no dependa de la distancia. Se denominan magnitud absoluta, M , de una estrella a la magnitud aparente que tendría si estuviera a una distancia de 10 parsecs (pc).

Si designamos por m la magnitud aparente de una estrella a la distancia d y por M la magnitud absoluta (magnitud aparente a la distancia de 10 pc), la ley de Pogson nos permite escribir

$$m - M = -2,5 \log \frac{b(d)}{b(10\text{pc})}$$

y como

$$L = 4\pi d^2 b(d) = 4\pi 10^2 b(10\text{pc}) \quad \text{resulta}$$

$$m - M = -2,5 \log \frac{L/4\pi d^2}{L/4\pi 10^2} = -2,5 \log \frac{100}{d^2}$$

$$m - M = 5 \log d - 5 \quad (d \text{ en parsecs})$$

la cantidad $m - M$ se conoce como "relación módulo - distancia".

Esta expresión también puede utilizarse para calcular la distancia a la cual se halla un astro (estrella, galaxia, por ejemplo) si se conoce su magnitud absoluta; para ello es necesario que se conozca algún proceso físico en ese cuerpo que nos permita estimar su magnitud absoluta.

3. OTRAS MAGNITUDES. INDICES DE COLOR

Otras magnitudes

El flujo de una estrella que observamos con nuestro sentido de la vista representa una medida de la energía electromagnética correspondiente a radiaciones comprendidas entre 4500 Å y 7000 Å. Aún más, la sensibilidad del ojo varía dentro de este intervalo de longitudes de onda y es máxima a 5400 Å. A la magnitud de una estrella observada visualmente se la conoce por magnitud visual, m_v , o si es el caso, magnitud visual absoluta, M_v .

Análogamente se puede hablar de otros tipos de magnitudes. Si se detecta el flujo de energía mediante una placa fotográfica se obtiene la denominada magnitud fotográfica m_p ; una placa fotográfica no es uniformemente sensible a todas las longitudes de onda y al principio de su uso, eran particularmente sensibles al azul en una banda centrada hacia los 4200 Å. En la actualidad se fabrican placas cuya respuesta está centrada a 5400 Å con un rango espectral semejante al del ojo humano; las magnitudes así determinadas son bastante similares a las estimadas a simple vista y se denominan magnitudes fotovisuales, m_{pv} .

Con el fin de estandarizar las mediciones se han establecido unas longitudes de onda patrón a las que medir las magnitudes. En el visible y sus inmediaciones comúnmente se

emplea el sistema UVB (Ultraviolet - Blue - Visual) definido por las longitudes de onda

$$\lambda_U = 3650 \text{ \AA}, \quad \lambda_B = 4400 \text{ \AA} \quad \text{y} \quad \lambda_V = 5480 \text{ \AA}$$

con ventanas espectrales - paso banda - que oscilan entre 400 y 800 \AA.

Muy esquemáticamente la respuesta de estos detectores es

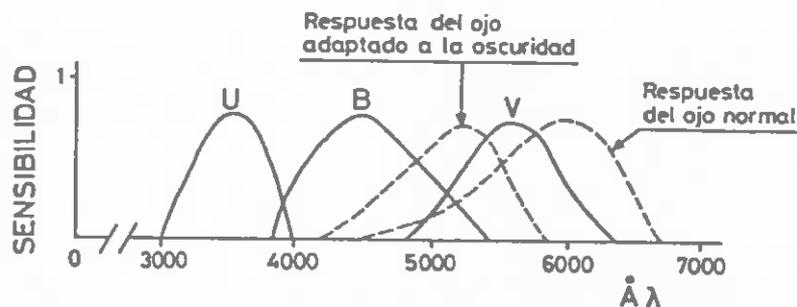


Figura 5

donde, como referencia, se indica la respuesta del ojo en dos condiciones de observación. Las medidas en esos intervalos de longitudes de onda se realizan limitando, mediante filtros, la radiación incidente. El número relativo de fotones detectados en un intervalo centrado en una determinada longitud de onda depende de la temperatura de la estrella. Así el recuento de los fotones que nos llegan a través de los distintos intervalos proporciona una medida de la temperatura, aunque su significado físico es el mismo que como cuando se deduce del espectro completo.

Colores e índices de color

Las magnitudes aparentes medidas en esos dominios, m_u , m_b y m_v , se conocen más comúnmente por colores, U, B y V, respectivamente.

Con este sistema pueden calcularse las diferencias entre magnitudes aparentes, por ejemplo, U-B, B-V: son los índices de color, IC, de la estrella. Por ejemplo ^{en} una estrella azul el índice B-V será negativo, mientras que para una estrella roja será positivo. Los índices de color, IC, son de gran importancia en el cálculo de temperaturas. El sistema UBV está bien adaptado para observaciones en el visible y no lo está demasiado bien para observaciones de objetos muy calientes o relativamente fríos es decir, en el ultravioleta o en el infrarrojo. El sistema ha sido ampliado por ambos lados del espectro empleándose frecuentemente la "fotometría de seis colores" y otras que tienen en cuenta el dominio de longitudes de onda en que se desee trabajar.

SISTEMAS FOTOMETRICOS MAS USADOS

<u>Sistema</u>	<u>Símbolo</u>	<u>λ (Å)</u>	<u>paso banda (Å)</u>	
Jonhson	U	3.500	800 - 1000	ultravioleta.
	B	4.350	800 - 1000	azul
	V	5.550	800 - 1000	visual
RGU (o de Becker)	U	3.690	500 - 700	ultravioleta
	G	4.350	500 - 700	azul
	R	5.550	500 - 700	rojo

SISTEMAS FOTOMETRICOS MAS USADOS (continuación)

<u>Sistema</u>	<u>Símbolo</u>	<u>$\lambda(\text{Å})$</u>	<u>paso banda (Å)</u>	
Fotometría de seis colores	U	5.550	600 - 1500	ultravioleta
	V	4.220	600 - 1500	violeta
	B	4.900	600 - 1500	azul
	G	5.700	600 - 1500	verde
	R	7.200	600 - 1500	rojo
	I	10.300	600 - 1500	infrarrojo
u v by (Strömgen)	u	3.500	~ 200	ultravioleta
	v	4.100	~ 200	violeta
	b	4.670	~ 200	azul
	y	5.470	~ 200	visual

Sabemos que la magnitud aparente visual, m_v , de una estrella y el flujo observado están relacionados por la ley de Pogson. Análogamente, para el flujo observado a una determinada longitud de onda, por ejemplo en el azul a 4.350 Å, la relación entre el flujo observado y la magnitud aparente observada -color- vendrá dado por

$$B = -2,5 \log b_B + C_B$$

Si hallamos la expresión correspondiente a los índices de color B-V, U-V y U-B aplicando la ley de Pogson, tendremos

$$\begin{cases} B - V = -2,5 \log (b_B/b_V) + C_{BV} \\ U - V = -2,5 \log (b_U/b_V) + C_{UV} \\ U - B = -2,5 \log (b_U/b_B) + C_{UB} \end{cases} \quad (\text{con } C_{ij} = C_i - C_j)$$

y para establecer una escala de índices de color es necesario fijar un cero de referencia. Como se verá más adelante se asigna

el valor cero a cada uno de los índices de color correspondientes a una estrella A0 (ver clases espectrales) de la secuencia principal (ver diagrama H-R). Es de notar que no hace falta precisar distancias como en el caso de los colores puesto que los índices de color están relacionados con el cociente de flujos observados para una estrella, cociente que es independiente de la distancia. La escala de Harvard es una de las habitualmente empleadas, utiliza como referencia los índices de color de la estrella Vega.

4. MAGNITUDES BOLOMETRICAS

Magnitud bolométrica

Se denomina magnitud bolométrica a la magnitud que tendría una estrella si se pudiera observar en todo su rango espectral. La magnitud bolométrica aparente, m_{bol} , es poco usada y, en la práctica, por magnitud bolométrica se entiende la magnitud bolométrica absoluta, M_{bol} .

De acuerdo con la relación módulo - distancia podemos escribir:

$$m_{bol} - M_{bol} = 5 \log d - 5$$

Corrección bolométrica (BC)

La diferencia entre magnitud bolométrica, M_{bol} , y magnitud visual, M_v , para una estrella, se denomina corrección bolométrica, BC. O sea

$$M_{bol} = M_v + BC$$

En consecuencia

$$M_{bol} - M_v = BC$$

$$M_{bol} - M_v = -2,5 \log \frac{b}{b_v}$$

y por lo tanto

$$BC = -2,5 \log \frac{b}{b_v}$$

BC representa, pues, una medida de la fracción de energía emitida por la estrella y que no registramos, ya sea a causa de la sensibilidad de los detectores o bien del rango de longitudes de onda a las cuales se observa. Nótese que si bien el flujo depende de la distancia a la estrella, la corrección bolométrica, BC, al expresarse en función de un cociente de flujos, no depende de la distancia a la cual se encuentra la estrella. De ahí que BC, una vez calculado, también pueda utilizarse con las magnitudes aparentes:

$$m_{bol} = m_v + BC$$

El Sol por ejemplo, tiene $M_{bol} = 4,76$ y $M_v = 4,83$ y Sirius $M_{bol} = 1,37$ y $M_v = 1,40$. Sirius es 22 veces más brillante que el Sol.

Para las estrellas azules calientes es posible calcular con bastante precisión su magnitud bolométrica. Para esas estrellas la corrección bolométrica es pequeña ya que la mayor parte de la energía radiada lo es en el visible. Para las demás se calcula teóricamente la corrección bolométrica y se corrige la magnitud visual.

Tipo	BO	AO	FO	GO	KO	MO
BC	-3.2	-0,4	-0,08	-0,06	-0,19	-1,2

La corrección bolométrica es mayor para los tipos espectrales extremos ya que al tratarse de estrellas muy calientes o muy frías, gran parte de su energía se emite en el ultravioleta o infrarrojo, respectivamente. Todas las correcciones bolométricas son negativas ya que se trata de "aumentar" el brillo de la estrella.

¿Cómo se calcula la corrección bolométrica?. Es difícil de estimar y se calcula a partir de datos observacionales y modelos teóricos.

Relación magnitud bolométrica - luminosidad respecto al Sol

Análogamente al caso de las magnitudes visuales

$$M_{\text{bol}} = -2,5 \log L + C$$

Al aplicar esta ecuación para el Sol (\odot) y para otra estrella cualquiera tenemos:

$$\left. \begin{aligned} M_{\text{bol}\odot} &= -2,5 \log L_{\odot} + C \\ M_{\text{bol}} &= -2,5 \log L + C \end{aligned} \right\}$$

$$M_{\text{bol}} - M_{\text{bol}\odot} = -2,5 \log \frac{L}{L_{\odot}}$$

o más habitualmente

$$L = L_{\odot} \cdot 10^{\frac{M_{\text{bol}\odot} - M_{\text{bol}}}{2,5}}$$

$$(M_{\text{bol}\odot} = 4,76)$$

5. TEMPERATURAS ESTELARES

Radiación del cuerpo negro

Se denomina cuerpo negro a aquél que tiene la propiedad de emitir íntegramente toda la energía que absorbe. Es un objeto en equilibrio térmico que queda caracterizado por una temperatura de equilibrio, conocida como temperatura de cuerpo negro. La condición de cuerpo negro es una condición ideal que pocas veces se encuentra en la realidad.

El poder emisor, $B(\lambda, T)$, o emitancia radiante de un cuerpo es la energía emitida por unidad de superficie, tiempo e intervalo de longitud de onda. La emitancia radiante depende, en general, para cada longitud de onda, de la naturaleza de la superficie del cuerpo emisor y de la temperatura; pero en el cuerpo negro sólo es función de la temperatura, para cada una de las longitudes de onda.

Se define el poder emisor total, $B(T)$, mediante la expresión

$$B(T) = \int_0^{\infty} B(\lambda, T) d\lambda$$

La distribución de energía para el cuerpo negro según la longitud de onda y la temperatura, viene dada por la ley de Planck:

$$B(\lambda, T) d\lambda = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/\lambda kt} - 1} d\lambda$$

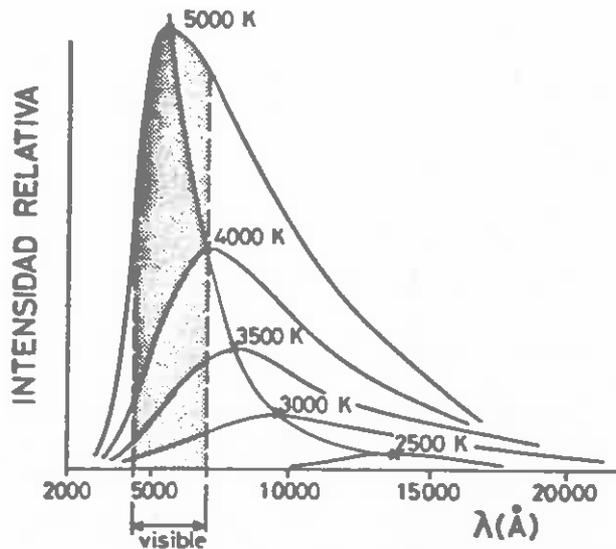


Figura 6: Curvas de radiación del cuerpo negro a diferentes temperaturas.

Para longitudes de onda pequeñas se puede aproximar por $B(\lambda, T) = 2 \pi hc^2 \lambda^{-5} e^{-hc/\lambda kT}$ (ley de Wien)

y para longitudes de onda grandes (dominio radio) por

$$B(\lambda, T) = 2\pi ckT \lambda^{-4} \quad (\text{ley de Rayleigh-Jeans})$$

Ley de Stefan: El poder emisor total -energía por unidad de tiempo y unidad de superficie - de un cuerpo negro es directamente proporcional a la cuarta potencia de su temperatura absoluta.

$$B(T) = \int_0^{\infty} B(\lambda, T) d\lambda = \sigma T^4 \quad \left(\sigma = \frac{2 \pi^5 k^4}{15 c^2 h^3} = 5,672 \cdot 10^{-5} \frac{\text{erg}}{\text{s cm}^2 \text{ K}^4} \right)$$

Ley de Wien: La longitud de onda a la cual se emite el máximo de energía es inversamente proporcional a la temperatura absoluta del cuerpo negro

$$\frac{dB(\lambda, T)}{d\lambda} = 0 \quad \Rightarrow \quad \lambda_m = \frac{0,2898 \text{ } \mu\text{m}}{T}$$

Se ha de hacer notar, a modo de resumen, que la temperatura del cuerpo negro está relacionada

- a) Con el poder emisor monocromático, $B(\lambda, T)$, mediante la ley de Planck.
- b) Con el poder emisor total, $B(T)$, mediante la ley de Stefan
- c) Con la longitud de onda a la cual se emite el máximo de energía, λ_m , mediante la ley de Wien.

en principio pues, una medida de $B(\lambda, T)$, de $B(T)$ o de λ_m , será una medida indirecta de la temperatura del cuerpo negro.

Temperatura efectiva

Definimos la temperatura efectiva de una estrella, como la temperatura que debería tener un cuerpo negro para que emitiera el mismo flujo total de energía.

Si R es el radio de la estrella y F la energía total emitida por unidad de tiempo y unidad de superficie de la estrella, su luminosidad viene dada por

$$L = 4\pi R^2 F$$

pero, de acuerdo con la definición de temperatura efectiva,

$$F = B(T) = \sigma T_{ef}^4$$

y, por tanto,

$$L = 4\pi R^2 F = 4\pi \sigma R^2 T_{ef}^4$$

$$R = \left[\frac{L}{4\pi \sigma T_{ef}^4} \right]^{1/2}$$

es decir el radio de la estrella en la aproximación de cuerpo negro, R .

Temperatura de brillo

Se define la temperatura de brillo de una estrella como aquella temperatura de un cuerpo negro tal que emitiera el máximo de energía a la misma longitud de onda que lo hace la estrella.

Si λ_m es la longitud de onda a la cual la estrella emite el máximo de energía, su temperatura de brillo es, de acuerdo con la definición dada,

$$T_{\text{brillo}} = \frac{0,2898}{\lambda_m} \text{ } ^\circ \text{A}$$

Si la estrella radiara como un cuerpo negro $T_{\text{ef}} = T_{\text{brillo}}$, pero no ocurre así. El espectro continuo, de origen térmico, se produce en la región de la atmósfera estelar conocida como fotosfera. (En el Sol se trata de una delgada capa de unos 300 - 400 km de grosor.) Esta región no se halla en equilibrio termodinámico (en el caso del Sol la temperatura es de unos 6000 K en la región más interna y de 4000 K en la externa) y su densidad disminuye muy rápidamente. La aproximación de cuerpo negro no es exacta y por tanto, en general, la temperatura efectiva y la temperatura de brillo no son iguales

$$T_{\text{ef}} \neq T_{\text{brillo}}$$

Cuando se desea realizar un estudio detallado de la radiación emergente, se acostumbra a utilizar la aproximación de Equilibrio Termodinámico Local que, en determinadas condiciones, es bastante correcta.

Temperatura de color

INTENSIDADES A DISTINTAS LONGITUDES DE ONDA

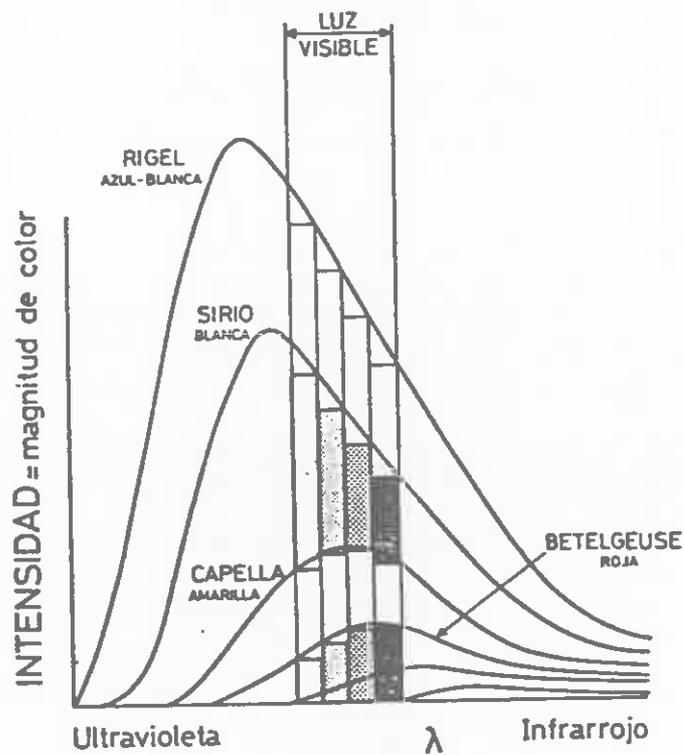
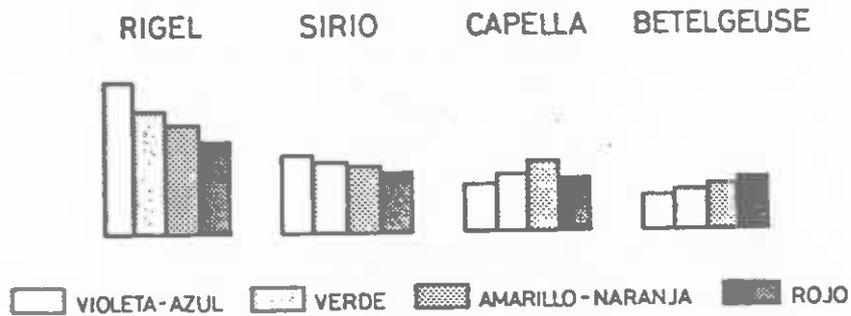


Figura 7

La ley de Planck para la radiación del cuerpo negro

$$B(\lambda, T) d\lambda = \frac{2\pi h c^2}{\lambda^5} \cdot \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1} d\lambda$$

relaciona la energía emitida por unidad de tiempo, de superficie y para cada longitud de onda, dentro de un intervalo de

longitudes de onda, con la temperatura del cuerpo emisor.

Definimos la temperatura de color de una estrella como aquella temperatura a la cual el cuerpo negro emite con la misma distribución espectral (ver Figura 7)

Puesto que la hipótesis de considerar las estrellas como cuerpos negros es tan sólo una primera aproximación, esta temperatura cambia al variar el intervalo espectral (dominio de longitudes de onda) considerado. Por ejemplo, la temperatura efectiva del Sol es 5770 K, mientras que por la forma de la curva de radiación, la temperatura de color está entre 5000 y 6150 K.

De acuerdo con lo establecido, resulta pues que, en general,

$$T_{\text{ef}} \neq T_{\text{brillo}} \neq T_{\text{color}}$$

Cálculo de la temperatura a partir de los índices de color

De la radiación que proviene de una estrella podemos medir el flujo -brillo- a una longitud de onda determinada, b_{λ} , y en consecuencia, la luminosidad de la estrella correspondiente a esta radiación será

$$L_{\lambda} = 4\pi d^2 b_{\lambda}$$

Asímismo, si R es el radio de la estrella $L_{\lambda} = 4\pi R^2 B(\lambda, T)$

donde $B(\lambda, T)$ es el poder emisor de la estrella correspondiente a una determinada longitud de onda. Igualando estas dos expresiones podemos obtener $B(\lambda, T)$

$$B(\lambda, T) = b \lambda \frac{d^2}{R^2}$$

expresión que nos permite hallar $B(\lambda, T)$, y por la ley de Planck la temperatura de la estrella, a partir del flujo medido a una determinada longitud de onda - magnitud a esa longitud de onda o, más sencillamente, color -. No obstante, el problema no es abordable directamente puesto que desconocemos el radio de la estrella. Por el contrario, si medimos el flujo de la estrella a dos longitudes de onda diferentes, tendremos, según la última expresión,

$$B(\lambda_1, T) = b \lambda_1 \frac{d^2}{R^2} \quad \text{y} \quad B(\lambda_2, T) = b \lambda_2 \frac{d^2}{R^2}$$

y por tanto

$$\frac{B(\lambda_1, T)}{B(\lambda_2, T)} = \frac{b \lambda_1}{b \lambda_2}$$

$b \lambda_1 / b \lambda_2$ es medible experimentalmente y $B(\lambda_1, T) / B(\lambda_2, T)$ puede expresarse, mediante la ley de Planck, en función de la temperatura. Obsérvese que el cociente de brillos se puede expresar en función de la diferencia de magnitudes aparentes correspondientes y, en particular, si usamos el sistema UBV ($\lambda_U = 3600 \text{ \AA}$, $\lambda_B = 4500 \text{ \AA}$ y $\lambda_V = 5200 \text{ \AA}$) los diferentes índices de color vendrán expresados, teniendo en cuenta la ley de Planck, y la escala Harvard para índices de color por

$$\left\{ \begin{array}{l} B - V = -0,17 + 2,5 \log (e^{x_B} - 1) / (e^{x_V} - 1) \\ U - B = -1,40 + 2,5 \log (e^{x_U} - 1) / (e^{x_B} - 1) \\ U - V = -1,61 + 2,5 \log (e^{x_U} - 1) / (e^{x_V} - 1) \end{array} \right. \quad \text{con}$$

$$x = \frac{hc}{\lambda kT} = \frac{1,44}{\lambda T} . \text{ Deduzcamos, como ejemplo, la expresi3n}$$

de B - V:

$$B - V = -2,5 \log (b_B / b_V) + C_{BV}$$

puesto que

$$\frac{b_B}{b_V} = \frac{B(\lambda_B, T)}{B(\lambda_V, T)}$$

Si suponemos aplicable la ley de Planck

$$\frac{B(\lambda_B, T)}{B(\lambda_V, T)} = \frac{\lambda_V^5 (e^{x_V} - 1)}{\lambda_B^5 (e^{x_B} - 1)} \quad \text{donde} \quad x = \frac{hc}{\lambda kT}$$

$$B - V = -2,5 \log \frac{\lambda_V^5}{\lambda_B^5} - 2,5 \log \frac{e^{x_V} - 1}{e^{x_B} - 1} + C_{BV};$$

$$B - V = -2,5 \log \frac{\lambda_V^5}{\lambda_B^5} + C_{BV} + 2,5 \log \frac{e^{x_B} - 1}{e^{x_V} - 1}$$

poniendo el valor C_{BV} de la escala Harvard y sustituyendo λ_B y λ_V por su valor queda

$$B - V = -0,17 + 2,5 \log \frac{e^{x_B} - 1}{e^{x_V} - 1}$$

Mediante estas ecuaciones y a partir de los 3ndices de color experimentales, puede deducirse la temperatura de color de la estrella, es decir, temperatura del cuerpo negro con el mismo 3ndice de color que la estrella. Como ya hemos

dicho la estrella no emite como un cuerpo negro y, en consecuencia, la temperatura de color depende de los índices de color que se consideren.

Validez de la aproximación de cuerpo negro

Con el fin de poner de manifiesto las diferencias y semejanzas en la emisión de las estrellas respecto de un cuerpo negro, puede construirse un gráfico en el que figuren los índices de color B - V en abscisas y U - V en ordenadas (Índices de color observacionales). De ese modo cada estrella vendrá caracterizada por un punto y podrá compararse su posición respecto de la línea que representa la variación de los índices de color de un cuerpo negro a diferentes temperaturas. Además, se han unido con una línea de un mismo color, los puntos pertenecientes a la misma clase de estrellas según el diagrama H - R. Los datos observacionales son de Novotny(1979), según la tabla adjunta.

B - V	U - V	T _{ef}	Tipo espectral	B - V	U - V	T _{ef}	Tipo espectral
-0,32	-1,47	47.000 K	O5	0,59	0,70	6.010 K	G0
-0,30	-1,38	30.300	B0	0,64	0,70	5.800	G2
-0,16	-0,72	15.300	B5	0,66	0,86	5.780	G5
0,00	0,00	9.410	A0	0,82	1,29	5.260	K0
0,14	0,25	8.210	A5	1,15	2,18	4.270	K5
0,31	0,37	7.160	F0	1,41	2,67	3.880	M0
0,43	0,43	6.560	F5	1,61	2,80	3.260	M5

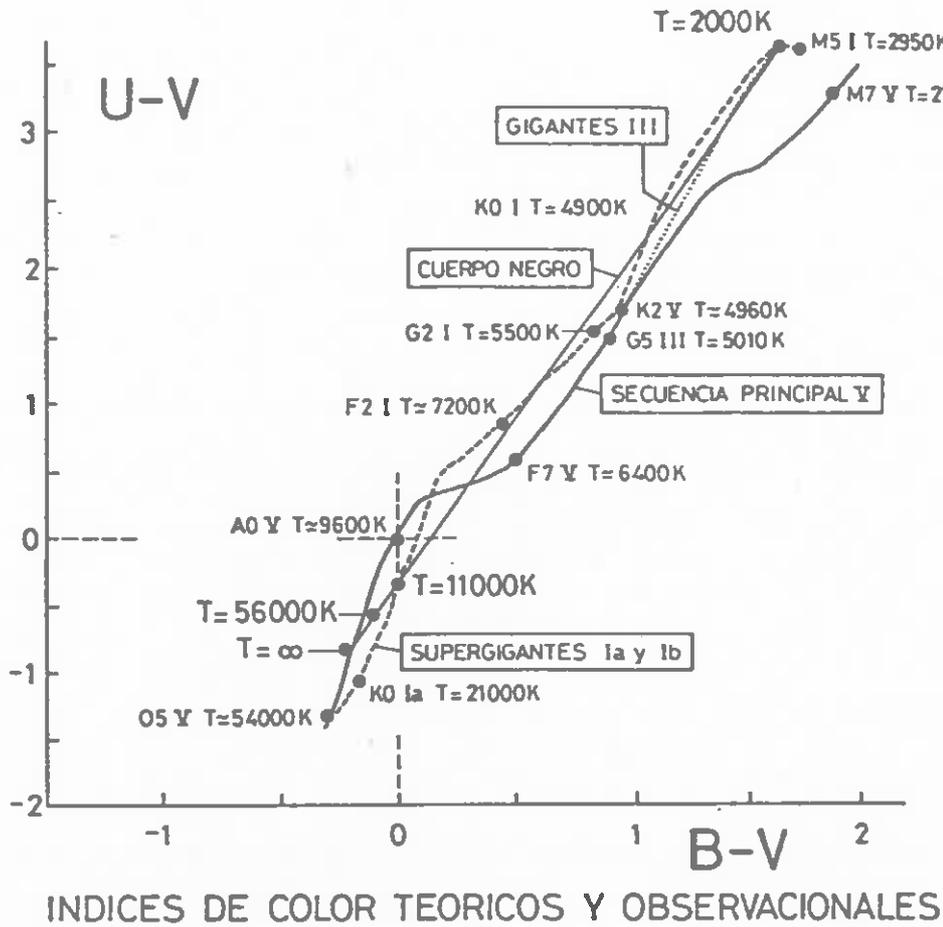


Figura 8

Inversamente, a partir de una temperatura determinada podemos hallar los colores de cuerpo negro que le corresponde, son los índices de color teóricos. Así por ejemplo, podemos hallar B-V a partir de la definición de cuerpo negro:

$$B - V = - 2,5 \log \frac{b_B}{b_V} + C_{BV} \quad \text{que se puede escribir}$$

$$B - V = - 2,5 \log \left[K \frac{b_B}{b_V} \right] \quad (K = -2,5 \log C_{BV})$$

$$B - V = - 2,5 \log \left[K \frac{B(\lambda_B, T)}{B(\lambda_V, T)} \right]$$

Para determinar K utilizaremos la escala de Harvard: Tomamos $B - V = 0$ para una estrella a 11000 K que radía como un cuerpo negro. Por otra parte para longitudes de onda cortas puede utilizarse la aproximación de Wien en vez de la ley de Planck, por consiguiente

$$B(\lambda, T) = \frac{2\pi hc^2}{\lambda^5} \cdot e^{-hc/\lambda k}$$

$$B - V = -2,5 \log \left[K \frac{\lambda_V^5 e^{hc/\lambda_V kT}}{\lambda_B^5 e^{hc/\lambda_B kT}} \right]$$

$$B - V = -2,5 \log \left[K \frac{\lambda_V^5}{\lambda_B^5} \right] + 2,5 \log e^{\left(\frac{1}{\lambda_B} - \frac{1}{\lambda_V} \right) \frac{hc}{kT}}$$

$$B - V = -2,5 \log \left[K \frac{\lambda_V^5}{\lambda_B^5} \right] + \frac{2,5}{T} \left[\frac{1}{\lambda_B} - \frac{1}{\lambda_V} \right] \cdot \log e$$

como

$$2,5 \frac{hc}{k} \left[\frac{1}{\lambda_B} - \frac{1}{\lambda_V} \right] \cdot \log e = 7200$$

y para $T = 11.000$ K, $B - V = 0,0$. Por tanto haciendo que $a = -2,5 \log \left[K \frac{\lambda_V^5}{\lambda_B^5} \right]$, se tendrá

$$0 = a + \frac{7.200}{11.000} \quad a = -0,64$$

por lo tanto

$$B - V = -0,64 + \frac{7200}{T} \quad \text{y} \quad T = \frac{7.200}{0,64 + (B - V)}$$

Debe observarse que los índices de color son más negativos a medida que aumenta la temperatura, pues mayor es la cantidad de energía radiada a longitudes de onda más cortas.

6. CLASIFICACION ESPECTRAL DE LAS ESTRELLAS

El análisis espectroscópico de la radiación que emite un gas incandescente a baja presión muestra una serie de rayas a unas longitudes de onda determinadas que son características del gas en cuestión y que constituyen el denominado espectro de emisión. Si el mismo gas se interpone entre un manantial luminoso, a temperatura y densidad más elevadas que la suya, el espectro presentará las mismas rayas pero en absorción sobre el continuo (ley de Kirchoff).

Esas rayas de absorción nos indican que, a unas determinadas longitudes de onda, la intensidad de radiación que recibimos del manantial luminoso es menor.

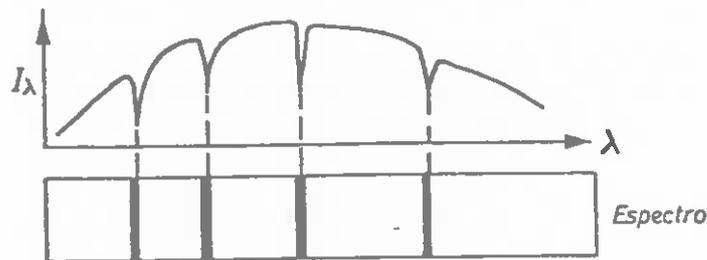


Figura 9

Los fotones que salen de la fuente son de todas las longitudes de onda y los que no pueden excitar los átomos del gas, lo atraviesan con poca o nula atenuación formando el fondo continuo.

Los fotones que pueden excitar a los electrones de

los átomos son sustraídos del haz incidente. Los estados excitados, en general, no son estables y los electrones vuelven a su estado de menor energía. Esta desexcitación puede llevarse a cabo directamente o a través de una serie de estados intermedios (desexcitación en cascada). Los fotones absorbidos son emitidos en todas direcciones, en consecuencia, relativamente pocos fotones son transmitidos en la dirección incidente: La intensidad del haz se ve reducida en esa dirección y a esa longitud de onda.

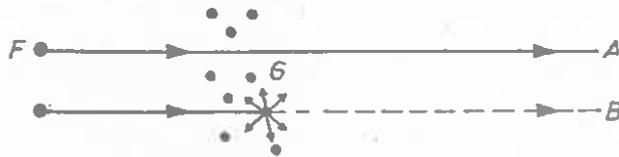


Figura 10

Los espectros estelares son espectros de absorción, su parte continua se forma en la fotosfera de la estrella mientras que una buena parte de las rayas de absorción se forman en la cromosfera. En el caso del Sol, por ejemplo, la raya H_{α} y el doblete del calcio se forman unos 1500 - 2000 km por encima del nivel fotosférico.

Así como del espectro de Fraunhofer podemos estimar la composición química de la atmósfera solar, cabe la posibilidad de efectuar este tipo de análisis con la luz proveniente de la atmósfera de cada estrella. Sin embargo, la intensidad de las rayas de absorción, además de depender de la composición química, depende también de la temperatura de la región

donde se producen. Así por ejemplo, las estrellas más frías que el Sol presentan rayas de la serie Balmer del hidrógeno más débiles que las del Sol, las estrellas algo más calientes que el Sol presentan rayas Balmer más intensas que las solares y las estrellas mucho más calientes presentan rayas Balmer más débiles que las solares, a pesar de que la abundancia en este elemento es la misma en todas ellas.

En función de la temperatura, las estrellas se clasifican en tipos espectrales^(*) que quedan bien caracterizadas por la intensidad de las rayas observadas en su espectro. Esta clasificación, desarrollada en Harvard, designa a los tipos espectrales por letras mayúsculas y básicamente representan una sucesión de temperaturas a través de las letras O, B, A, F, G, K y M, por orden decreciente de temperaturas. A cada letra se le agrega un número entre 0 y 9, obteniendo así una clasificación más diferenciada. Las estrellas más calientes son las O5, O4 y O3, aunque de estas últimas sólo se conocen unas pocas.

En general, las rayas de los átomos neutros son más fuertes en las estrellas más frías. A mayor temperatura los átomos se ionizan más y las rayas de los iones se hacen más fuertes, mientras que las de los átomos neutros se hacen más débiles. Algunos átomos, hierro por ejemplo, se ionizan doble o triplemente a altas temperaturas y por eso aparecen rayas de estos iones en el espectro de estrellas muy calientes. A temperaturas bajas los átomos se combinan para dar moléculas y en el espectro de las estrellas más frías aparecen las ban-

das moleculares. En definitiva, cada tipo espectral corresponde a una banda restringida de temperaturas superficiales. Los tipos espectrales y sus características principales están relacionados en la tabla adjunta.

CARACTERISTICAS DE LOS TIPOS ESPECTRALES

TIPO	TEMPERATURA	COLOR	CARACTERISTICAS PRINCIPALES	EJEMPLOS
O	30.000 K	azul- blanco	Rayas de helio ionizado y otras rayas de átomos altamente ionizados (SiIV). Rayas de H muy débiles.	Naos
B	11000-25000	blanco- azul	Rayas de helio neutro. Rayas de hidrógeno más pronunciadas que en las estrellas de tipo O.	Rigel Spica
A	7500-11000	blanco- azul	Rayas fuertes de hidrógeno. Rayas de Mg, Si, Fe, Ti, Ca y otros, una vez ionizados. Rayas débiles de algún metal neutro.	Sirius Vega
F	6000-7500	blanco- azul a blanco	Rayas de hidrógeno más débiles que en las estrellas del tipo A. Rayas de metales una vez ionizados y rayas de otros metales neutros.	Canopus Procyon
G	5000-6000	blanco a blanco- amarillo	Rayas de calcio ionizado. Muchas rayas de metales neutros y ionizados. Rayas de hidrógeno más débiles que en las estrellas del tipo F.	Sol Capella
K	3500-5000	amarillo- naranja	Predominio de rayas de metales neutros.	Arcturus Aldebaran
M	3500	rojo	Rayas fuertes de metales neutros y bandas moleculares (TiO).	Betelgeuse Antares

Obsérvese que la secuencia de O a M, atendiendo al espectro continuo de la estrella, es también una secuencia de color. Las estrellas del tipo O aparecen de color azul - blanco las estrellas del tipo G blanco - amarillo y las estrellas del tipo M son de color rojo.

Por último, en la figura 11 se muestra la variación de las intensidades relativas de las rayas de absorción de varios elementos en los diferentes tipos espectrales.

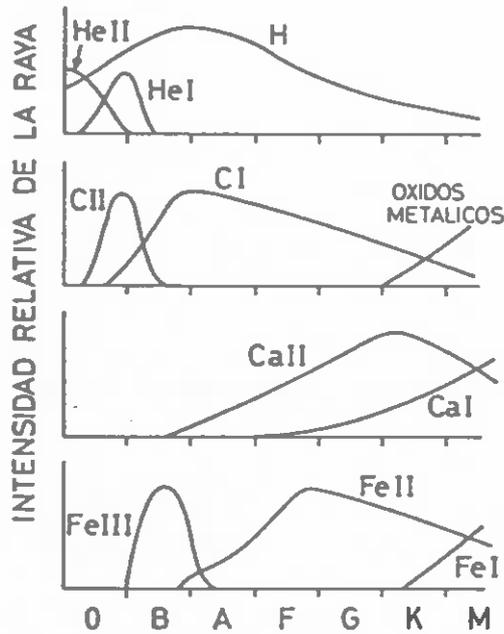


Figura 11. El símbolo I indica un átomo neutro, II una vez ionizado, y III dos veces ionizado.

La "Intensidad relativa de la raya", se refiere al grado de absorción observado a esa longitud de onda característica.

(*) Otros tipos espectrales usados

Calientes { W: estrellas de Wolf - Rayet
P: nebulosas planetarias
Q: novas

Frías { S: bandas ZrO, LaO
C: estrellas de carbono (R, más calientes y N, más frías)
bandas CN y CO

(no corresponden realmente a un tipo espectral sino a una fase evolutiva de la estrella).

7. EL DIAGRAMA HERTZSPRUNG - RUSSELL

Introducción y descripción

Desde la primera catalogación de las rayas de absorción del espectro solar, por Fraunhofer en 1823, se intentó clasificar las estrellas en función de sus características fotométricas o espectrales. Hacia 1900 Pickering y sus colaboradores, en Harvard, habían ya desarrollado una clasificación - totalmente empírica - de los tipos espectrales, clasificación que, con pequeñas modificaciones, es la que hoy sigue utilizándose.

En 1911, el astrónomo danés Ejnar Hertzsprung representó en un diagrama bidimensional las estrellas de un cúmulo, en función de su magnitud aparente y su color - ejes vertical y horizontal, respectivamente -. El astrónomo norteamericano Henry Norris Russell hizo una representación similar, en 1913, de las estrellas cercanas al Sol pero tomando magnitudes absolutas en lugar de relativas. Puesto que puede considerarse que todas las estrellas de un cúmulo están a la misma distancia, ambos diagramas representaban una distribución parecida: el noventa por ciento de las estrellas se hallaban en una franja alrededor de una diagonal, la mayor parte de las restantes (7%) se hallaban dispersas en la parte superior derecha, y las demás, unas pocas, en el ángulo inferior izquierdo.

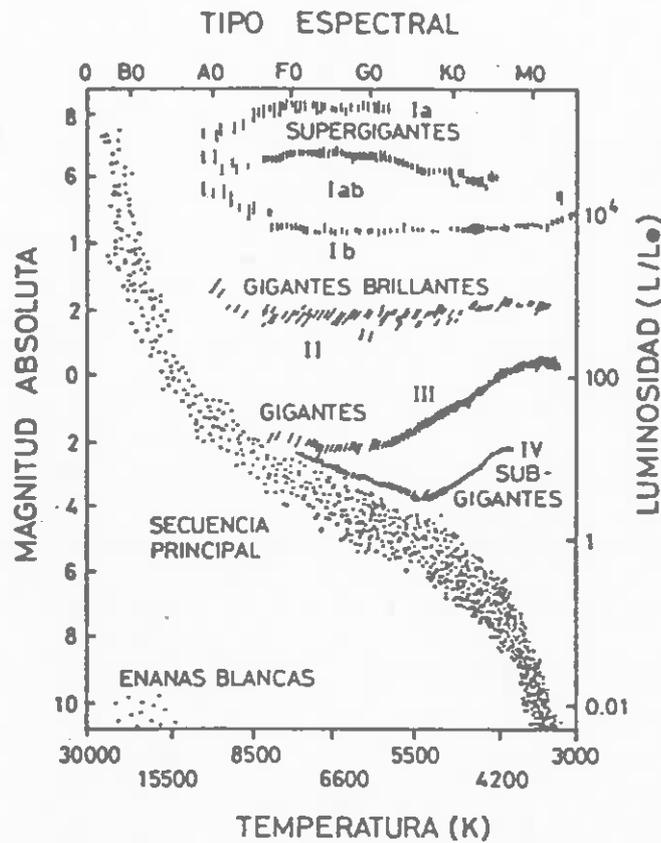


Figura 12

La figura 12 muestra un diagrama H-R clásico, el hecho importante es que sobre el eje horizontal se presenta una magnitud ligada a la temperatura superficial de la estrella (tipo espectral o índice de color) mientras que en el eje vertical se representa la luminosidad estelar o una magnitud relacionada con ella (magnitud absoluta, visual o aparente, o colores). La diagonal sobre la que están la mayor parte de las estrellas se conoce como secuencia principal. Dentro de un mismo tipo espectral aparecen diferencias según la estrella sea muy luminosa o no; Morgan y Keenan, en Yerkes, establecieron la clasificación en familias de luminosidad (clases) que ayudan a situar verticalmente las estrellas en el diagrama H-R:

- Ia - Supergigantes más luminosas
- Ib - " " luminosas
- II - Gigantes luminosas
- III - Gigantes normales
- IV - Subgigantes
- V - Secuencia principal

Las supergigantes abarcan todo el rango espectral y pueden ser rojas o azules, según su posición en el diagrama. Las gigantes suelen estar sólo en la parte derecha del diagrama y de ahí su calificativo de rojas. Las estrellas de secuencia principal posteriores al tipo espectral F suelen calificarse como enanas, amarillas o rojas, según su posición. Entre las gigantes y la secuencia principal queda el pequeño grupo de las subgigantes. Las enanas blancas representan una elevada temperatura superficial y una luminosidad baja.

La tabla contiene las características fotométricas o espectrales de las estrellas más brillantes ($m_v \leq 1,5$)

Nombre	$m = V$	M_v	$B - V$	Espectro
Sol	-26,72	+4,86	0,65	G2 V
α Canis Majoris (Sirius)	- 1,45	+1,41	0,00	A1 V
α Carinae (Canopus)	- 0,73	-4,7	0,16	F0 Ib
α Centauri A (Rigil K.)	-0,23	+4,3	0,65	G2 V
α Bootis (Arcturus)	- 0,06	-0,2	1,23	K2 III
α Lyrae (Vega)	+ 0,04	+0,5	0,00	A0 V
α Aurigae (Capella)	0,08	-0,6	0,80	G8 III

Nombre	m = V	M _v	B - V	Espectro
β Orionis (Rigel)	0,11	-7,0	-0,03	B8 Ia
α Canis Minor (Procyon)	0,35	+2,65	0,40	F5 IV
α Eridani (Achernar)	0,48	-2,2	-0,18	B5 IV
β Centauri (Hadar)	0,59	-5,0	-0,22	B1 II
α Aquilae (Altair)	0,77	+2,3	0,22	A7 V
α Orionis (Betelgeuse)	0,80	-6,0	1,86	M2 Iab
α Tauri (Aldebaran)	0,86	-0,8	1,53	K5 III
α Virginis (Spica)	0,96	-3,4	-0,23	B1 V
α Scorpii (Antares)	1,0	-4,8	1,80	M1 Ib
β Geminorum (Pollux)	1,15	+0,95	1,00	K0 III
α Piscis A (Fomalhaut)	1,16	+1,9	0,09	A3 V
β Crucis (Mimosa)	1,26	-4,7	-0,24	B0 III
α Cygni (Deneb)	1,26	-7,3	0,09	A2 Ia
α Leonis (Regulus)	1,36	-0,6	-0,11	B7 V
ξ Canis Major (Adhara)	1,50	-5,0	-0,22	B2 II

(Algunos valores son sólo aproximados pues hay estrellas variables y otras cuya distancia no está determinada con gran precisión.)

Radio estelares

Como se ha visto, los distintos tipos estelares reciben un nombre que hace referencia a su color y a su tamaño: gigante azul o roja, supergigante roja, enana blanca o roja etc. La referencia al color es clara, a través de su temperatura efectiva, vamos ahora a ver que su posición en el diagrama H - R informa también sobre su radio, es decir de su tamaño.

Consideremos un diagrama H - R, donde en el eje de abcisas conste la temperatura efectiva y en el de ordenadas la luminosidad, expresadas en forma logarítmica, es decir, $\log T_{ef}$ y $\log(L/L_{\odot})$.

Dentro de la aproximación de cuerpo negro se tendrá:

$$R = \left[\frac{L}{4\pi\sigma T_{ef}^4} \right] \quad \text{y para el Sol} \quad R_{\odot} = \left[\frac{L_{\odot}}{4\pi\sigma T_{ef\odot}^4} \right]$$

desarrollándolo tenemos

$$\log \left(\frac{R}{R_{\odot}} \right) = \frac{1}{2} \log \left(\frac{L/T_{ef}^4}{L_{\odot}/T_{ef\odot}^4} \right) = \frac{1}{2} \log \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right) - 2 \log \left(\frac{T_{ef}}{T_{ef\odot}} \right)$$

Esta expresión, permite estimar tamaños estelares, respecto al Sol, a partir de su luminosidad y su temperatura efectiva.

Por ejemplo,

	L/L_{\odot}	T_{ef} (K)	R/R_{\odot}	Clasificación
Sol	1	5.780	1	enana amarilla (S.P.)
Pollux	33	4.100	11	gigante roja
Betelgeuse	11.000	2.700	481	supergigante roja
Rigel	36.000	11.000	52	gigante azul
Vega	44	9.000	2,4	azul (S.P.)
Sirio A	19	9.500	1,5	azul (S.P.)
Sirio B	0,03	28.000	0,007	enana blanca
Wolf 359	0,000013	2.400	0,02	enana roja

Ya que $R_{\odot} = 696.000 \text{ km}$ y $T_{\text{ef } \odot} = 5.780 \text{ K}$ se tendrá que

$$\log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) = 4 \log(T_{\text{ef}}) + 2 \log R + K$$

En el diagrama H - R se representan los valores de la temperatura efectiva en sentido inverso, es decir, de mayor a menor. Así pues, la relación L, T_{ef}, R quedará representada por una recta de pendiente negativa y se tendrá que

- Todas las estrellas que queden representadas sobre una misma recta tendrán el mismo radio (el correspondiente a dicha recta).
- Las rectas paralelas a ésta, por la derecha representarían a estrellas con radio mayor, y por la izquierda con radio menor (ver Figura 13).

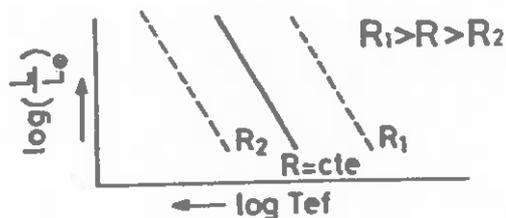


Figura 13

Veamos finalmente un ejemplo sencillo:

El logaritmo de la luminosidad (en luminosidades solares) y la temperatura efectiva son respectivamente:
 A (2,5780 K), B (4,5780), C (-2,10000) y D (3,5, 20000). Situarlas en un diagrama H - R e indicar a que familia pertenecen.

$$\text{Estrella A: } \frac{L_A}{L_\odot} = 100 = \frac{R_A^2 T_{\text{efA}}^4}{R_\odot^2 T_{\text{ef}\odot}^4} = \frac{R_A^2 5780^4}{R_\odot^2 5780^4} \Rightarrow R_A = 10 R_\odot$$

por tanto se trata de una gigante roja.

Estrella B: de forma análoga se obtiene que $R_B = 100 R_\odot$ (ya que $T_{\text{efB}} = T_{\text{ef}\odot}$). La estrella es una supergigante roja.

$$\text{Estrella C: } \frac{L_C}{L_\odot} = 0,01 = \frac{R_C^2 10000^4}{R_\odot^2 5780^4} \Rightarrow R_C = 0,00335 R_\odot$$

Se trata por tanto de una enana blanca.

$$\text{Estrella D: } \frac{L_D}{L_\odot} = 10^{3,5} = \frac{R_D^2 20000^4}{R_\odot^2 5780^4} \quad \text{por tanto} \quad R_D = 4,73 R_\odot$$

Se trata pues de una estrella azul de la secuencia principal.

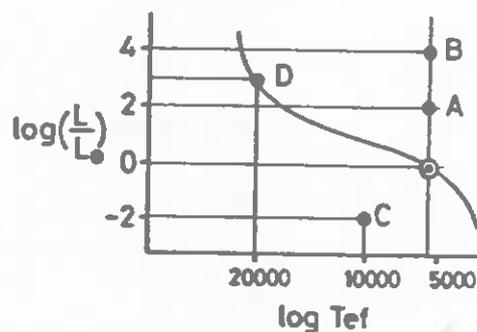


Figura 14

Masas y densidades estelares

El único método directo para hallar las masas estelares, se basa en el estudio de los sistemas binarios visuales, fotométricos o espectrométricos. Estudiando sus órbitas, variación de la curva de luz o el desdoblamiento de rayas en el espectro, puede averiguarse sus masas (o al menos una cota). Si representamos en un diagrama masa - luminosidad las estrellas de

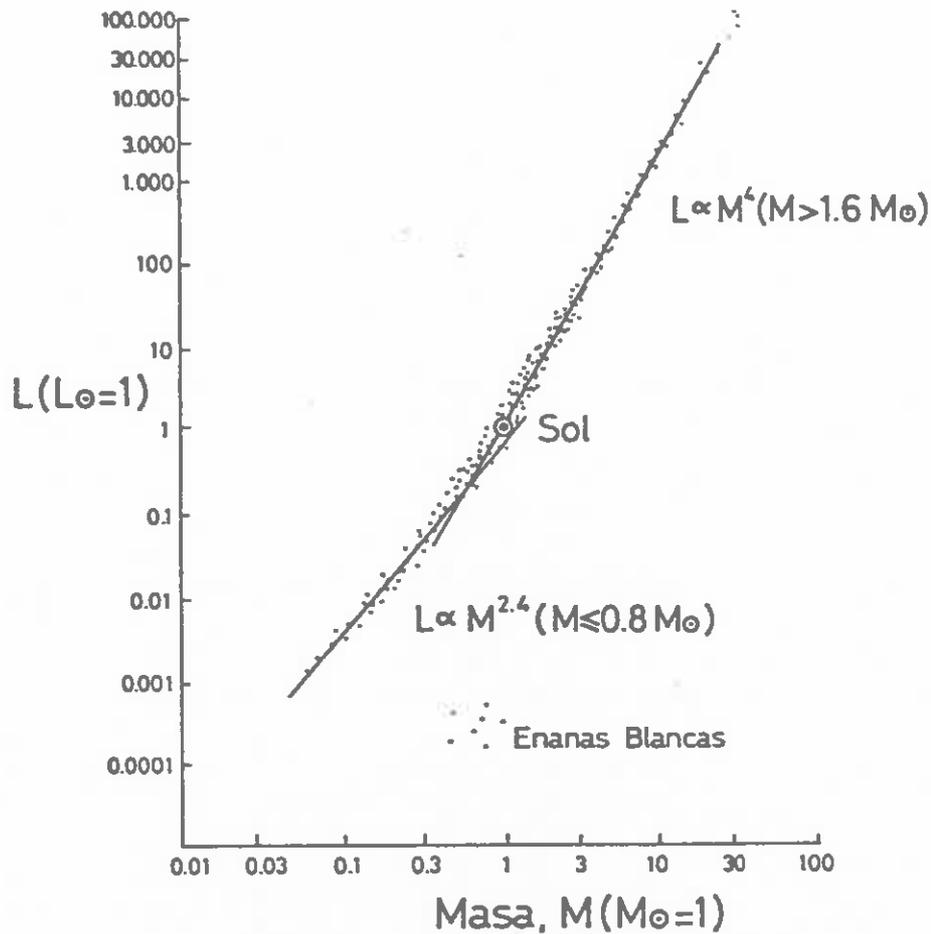


Figura 15

la secuencia principal cuya masa se conoce, se obtiene una relación muy bien definida, tal como puede verse en la Figura 15.

Existen dos pendientes para la recta de regresión que ajusta la nube de puntos:

- L proporcional a $M^{2,4}$ para $M < 0,8 M_{\odot}$, y
- L proporcional a $M^{4,0}$ para $M > 1,6 M_{\odot}$.

Este comportamiento es el reflejo de los procesos que gobiernan las reacciones termonucleares que transforman el hi-

drógeno en helio en el núcleo de las estrellas, durante la fase de Secuencia Principal. Por debajo de $1 M_{\odot}$, la cadena PP de combustión domina las reacciones mientras que por encima de $1,6 M_{\odot}$, es la ciclo CNO -más sensible a los cambios de temperatura- el que domina el proceso.

De forma aproximada, más que adecuada para nuestros propósitos, puede considerarse para la Secuencia Principal un ajuste medio del tipo

$$\log \left(\frac{L}{L_{\odot}} \right) = 3,4 \log \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)$$

Esta relación varia para las diversas clases de luminosidad (gigantes, supergigantes, etc.), pero en todos los casos se comprueba que las estrellas más luminosas son a la vez, las más masivas.

En esta figura puede comprobarse que las enanas blancas ocupan completamente distinta a la de las otras estrellas de la Secuencia Principal; cabe por tanto esperar -y así sucede- que los procesos físicos que la gobiernan, y por ende su estructura, sean diferentes que los de las otras estrellas.

Conociendo las masas estelares es posible evaluar su luminosidad. La densidad media de una estrella vendrá dada por $\bar{\rho} = M/4\pi R^3$ (sin embargo hay que recordar que la densidad de las regiones más internas es más elevada que la de las capas externas). A título de ejemplo, veamos algunas de estas densidades:

Sol	$1,4 \text{ g/cm}^3$	(centro, 300 g/cm^3)
Sirio B	$3,8 \cdot 10^6 \text{ g/cm}^3$	($M = 1,5 M_{\odot}$, $R = 0,0073 R_{\odot}$)
Tierra	$5,5 \text{ g/cm}^3$	
Enanas rojas	$0,1 \text{ a } 6 \text{ g/cm}^3$	
Gigantes	$10^{-4} \text{ a } 10^{-2} \text{ g/cm}^3$	
Supergigantes	$10^{-3} \text{ a } 10^{-8} \text{ g/cm}^3$	

Sirio B es una enana blanca, su densidad es aproximadamente cuatro millones de veces mayor que la del agua. Su estructura interior es muy diferente a la de una estrella normal.

Vida media de las estrellas de la Secuencia Principal

El elevado porcentaje de estrellas que hay en la secuencia principal (90%, aproximadamente), se debe a que las estrellas pasan la mayor parte de su existencia en esa fase de equilibrio cuasi-hidrostático. Sabemos que existe una relación masa - luminosidad que juega un papel muy importante pues al no tratarse de una simple relación de proporcionalidad, nos da elementos teóricos para establecer algunos rasgos de la teoría de evolución estelar.

Tomemos, por ejemplo, una estrella de $2 M_{\odot}$. Es veinte veces más luminosa que el Sol, por tanto consume sus reservas de energía más rápidamente, en consecuencia, envejece unas diez veces más rápido que nuestro Sol. Se ha demostrado que una estrella quema, aproximadamente, el 10% de su masa central en la fase de secuencia principal. Cuando llega a este punto, abandona la secuencia principal. Entonces el tiempo de vida de una estrella en esta fase, referido al Sol, vendrá dado por:

$$\frac{t_*}{t_\odot} = \frac{(L_* / M_*)}{(L_\odot / M_\odot)}$$

suponiendo que el núcleo de ambas estrellas tiene el mismo tamaño relativo, y que la energía producida lo es a costa de la misma cantidad de masa (lo cual en primera aproximación es correcto). Ahora bien, teniendo en cuenta la relación masa - luminosidad que verifican las estrellas de la secuencia principal, se tendrá

$$\frac{t_*}{t_\odot} = \frac{M_\odot}{M_*} \cdot \left[\frac{M_\odot}{M_*} \right]^{3,4} = \left[\frac{M_\odot}{M_*} \right]^{-2,4}$$

es decir, a mayor masa menos tiempo de permanencia. Sabemos que $t_\odot \approx 10^{10}$ años, por tanto para una estrella de $30 M_\odot$, el tiempo de permanencia en la secuencia principal será del orden de $t_* = 10^{10} \cdot 30^{-2,4} \approx 2,9 \cdot 10^6$ años; por ejemplo Rigel ($M \sim 25 M_\odot$) es probable que no brillase aún en el firmamento en la época de los dinosaurios. De igual forma una estrella de $0,1 M_\odot$ tiene un tiempo de permanencia en la secuencia principal dado por $t_* = 10^{10} \cdot 0,1^{-2,4} \approx 2,5 \cdot 10^{12}$ años, mucho mayor que la edad de nuestra galaxia; es decir, las estrellas poco masivas que se formaron al mismo tiempo que la galaxia de la Vía Láctea, aún siguen brillando.

8. CONSTRUCCIÓN DE UN DIAGRAMA H - R

Construir un diagrama H - R requiere disponer de una tabla, o tablas, que nos den las magnitudes físicas que queramos representar. Como ya se ha visto, los valores de algunas

ESTRELLAS MAS BRILLANTES

	<u>L/L_☉</u>	<u>Temperatura Efectiva</u>	<u>Tipo Espectral</u>
Sirius A	19	9.500	A1 V
Canopus	1.200	6.400	F0 IB-II
Arcturus	91	3.900	K2 III
α Centauri A	1,2	5.800	G2 V
Vega	44	9.700	A0 V
Capella A	1,2	5.800	G0 III
Rigel A	36.000	11.000	B8 Ia
Procyon A	5,8	6.500	F5 IV-V
Betelgeuse	11.000	2.700	M2 Iab
Achernar	170	13.500	B5 IV
β Centauri	3.000	20.000	B1 III
Altair	9,1	7.700	A7 IV-V
Aldebaran A	83	3.500	K5 III
Spica	1.900	19.500	B1 V
Antares A	4.400	2.700	M1 IB
Fomalhaut A	11.	8.900	A3 V
Pollux	33	4.100	K0 III
Deneb	4.000	9.400	A2 Ia
α Crucis A	2.800	19.500	B1 IV
Regulus	110	13.000	B7 V
β Crucis	4.800	20.000	B0,5 III
Adhara	8.800	16.000	B2 II
Shaula	1.700	23.000	B1 V

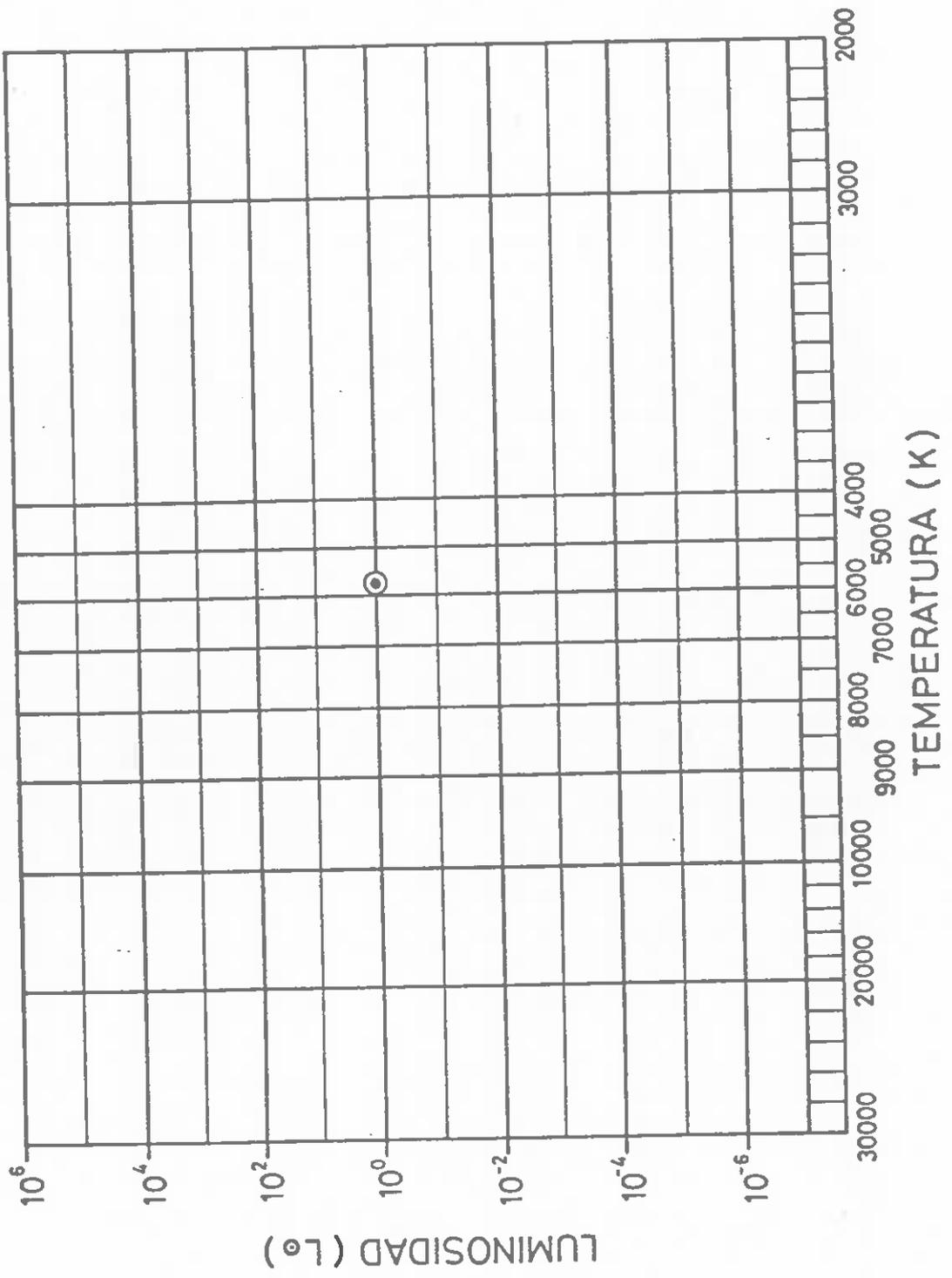
de estas magnitudes físicas han de hallarse de un modo puramente teórico, mientras que otras son medidas directamente. Es por ello que podemos construir dos tipos diferentes de diagramas: el teórico (Luminosidad - Temperatura efectiva) y el observacional (Magnitud aparente visual - Tipo espectral).

En principio se dispone de las tablas de las estrellas más brillantes y de las estrellas más cercanas ($\log L - \log T_{ef}$), y de una tabla con las cien estrellas más brillantes (m_v y M_v - Tipo espectral) para construir los correspondientes diagramas. (Ver las tablas adjuntas). Estas tablas están tomadas de "Veure les estrelles" (CIRIT, 1984) aunque también pueden reconstruirse a partir de otros libros (ver bibliografía), generalmente se hallan en los apéndices.

ESTRELLAS MAS CERCANAS

	<u>L/L_☉</u>	<u>Temperatura efectiva</u>	<u>Distancia (años luz)</u>	<u>Tipo Espectral</u>	
Sol	1,0 x 10 ⁰	5.800 K	-	G2 V	
α Centauri	A	1,2 x 10 ⁰	4,3	G2 V	
	B	3,3 x 10 ⁻¹		K5 V	
	C	6,9 x 10 ⁻⁵		M5 V	
Estrella de Barnard	3,6 x 10 ⁻⁴	2.600	5,9	M5 V	
Wolf 359	1,3 x 10 ⁻⁵	2.400	7,6	M8 V	
Lalande 21185	4,4 x 10 ⁻³	3.100	8,1	M2 V	
Sirius A	1,9 x 10 ¹	9.500	8,6	A1 V	
	B	3,0 x 10 ⁻²	28.000	A5 wd	
Luyten 726-8	A	4,8 x 10 ⁻⁵	2.500	8,9	M5 V
	B	3,3 x 10 ⁻⁵	2.400	M6 V	
Ross 154	3,3 x 10 ⁻⁴	2.650	9,4	M4 V	
Ross 248	9,1 x 10 ⁻⁵	2.500	10,2	M6 V	

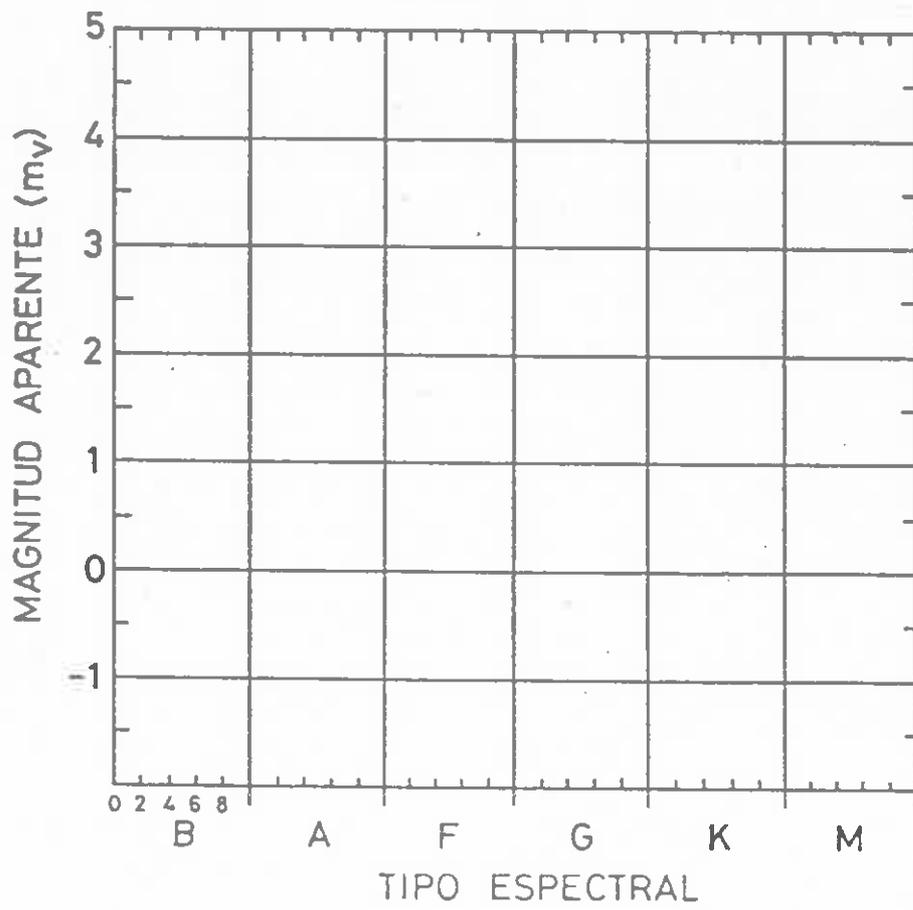
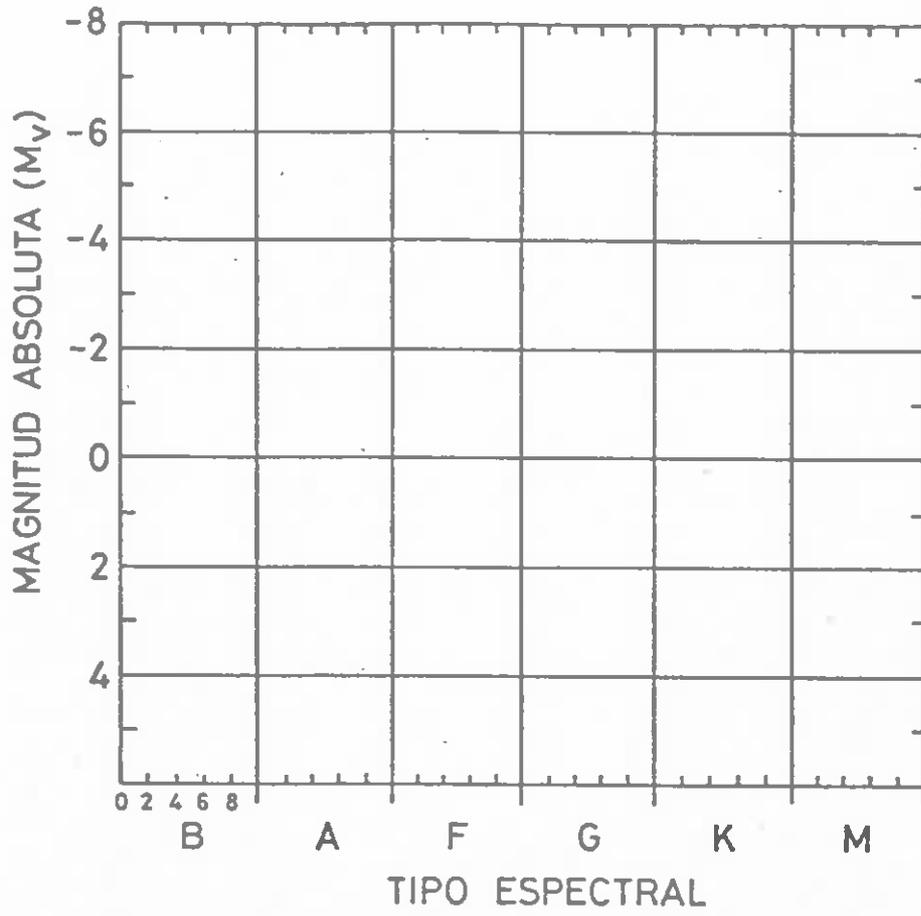
	L/L_{\odot}	Temperatura efectiva	Distancia (años luz)	Tipo Espectral
ϵ Eridani	$2,5 \times 10^{-1}$	4.500	10,7	K2 V
Ross 128	$2,8 \times 10^{-3}$	2.600	10,8	M5 V
Luyten 789-6	$7,6 \times 10^{-5}$	2.500	10,8	M7 V
61 Cygni A	$6,9 \times 10^{-2}$	4.000	11,2	K5 V
B	$3,3 \times 10^{-4}$	3.700		K7 V
ϵ Indi	$1,1 \times 10^{-1}$	4.000	11,2	K5 V
Procyon A	$5,8 \times 10^0$	6.500	11,4	F5 V-IV
B	$4,4 \times 10^{-4}$	7.000		F8 wd
Σ 2398 A	$2,5 \times 10^{-3}$	2.700	11,5	M4 V
B	$1,2 \times 10^{-3}$	2.600		M5 V
Goombridge 34 A	$5,2 \times 10^{-3}$	2.950	11,6	M1 V
B	$3,6 \times 10^{-4}$	2.700		M6 V
Lacaille 9352	$1,0 \times 10^{-2}$	3.100	11,7	M2 V
ζ Ceti	$3,6 \times 10^{-1}$	5.000	11,9	G8 V
Luyten 1159-16	$1,7 \times 10^{-4}$	2.400	11,9	M8 V
BD + 5 $^{\circ}$ 1668	$1,2 \times 10^{-3}$	2.700	12,1	M4 V
CD - 39 $^{\circ}$ 14192	$2,3 \times 10^{-2}$	3.300	12,6	M0 V
Estrella de Kapteyn	$3,3 \times 10^{-3}$	3.300	12,7	M0 V
Ross 614 A	$4,0 \times 10^{-4}$	2.650	12,9	M7 V
B	$2,5 \times 10^{-5}$	-		
Krüger 60 A	$1,3 \times 10^{-3}$	2.900	12,9	M3 V
B	$3,0 \times 10^{-4}$	2.650		M4,5 V
BD - 12 $^{\circ}$ 4523	$1,1 \times 10^{-3}$	2.650	13,1	M5 V
Estrella de van Maanen	$1,3 \times 10^{-4}$	5.800	13,6	F0 wd
BD + 50 $^{\circ}$ 1725	$3,3 \times 10^{-2}$	3.300	14,7	K7 V
CD - 46 $^{\circ}$ 11540	$2,1 \times 10^{-3}$	2.700	15,1	M4 V
CD - 49 $^{\circ}$ 13515	$2,8 \times 10^{-3}$	2.900	15,2	M1 V
CD - 44 $^{\circ}$ 11909	$5,2 \times 10^{-4}$	2.600	15,3	M5 V
BD + 68 $^{\circ}$ 946	$3,6 \times 10^{-3}$	2.900	15,3	M3,5V
Ross 780	$1,3 \times 10^{-3}$	2.600	15,6	M5 V
40 Eridani A	$2,8 \times 10^{-1}$	4.700	15,9	K0 V
B	$1,2 \times 10^{-2}$	17.000		A wd
C	$6,9 \times 10^{-4}$	1.600		M4,5V
BD + 20 $^{\circ}$ 2465	$2,5 \times 10^{-3}$	2.700	16,0	M4,5V
Lalande 25372	$5,8 \times 10^{-3}$	3.100	16,2	M4 V

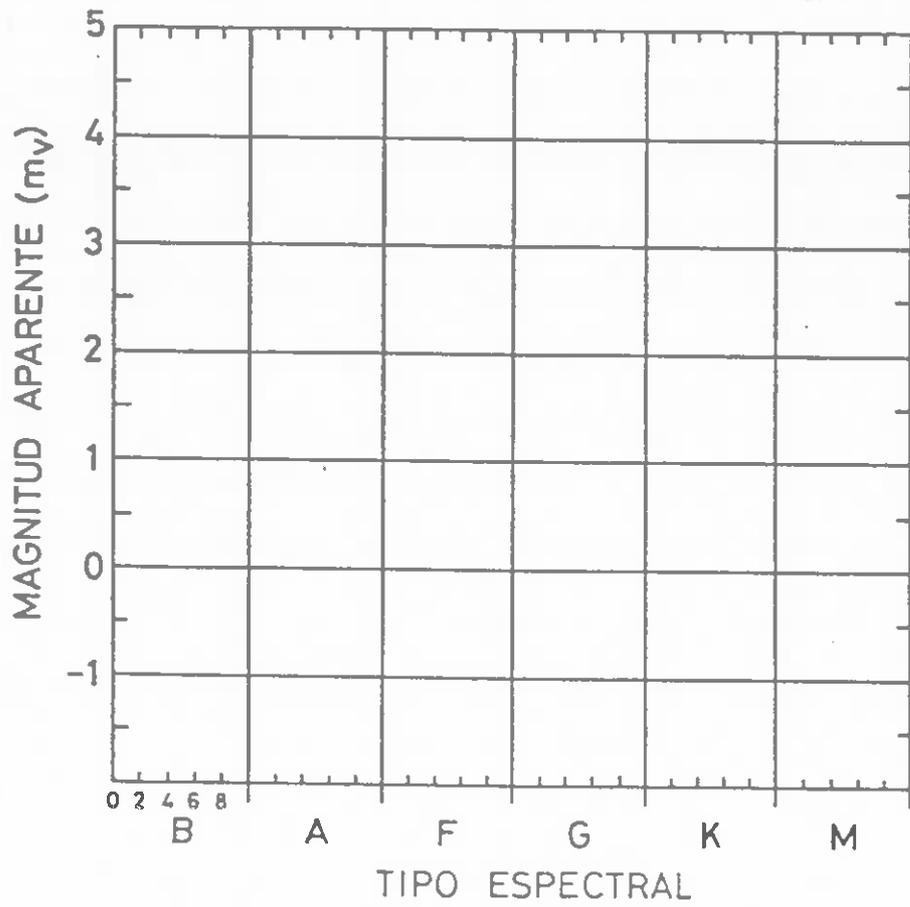
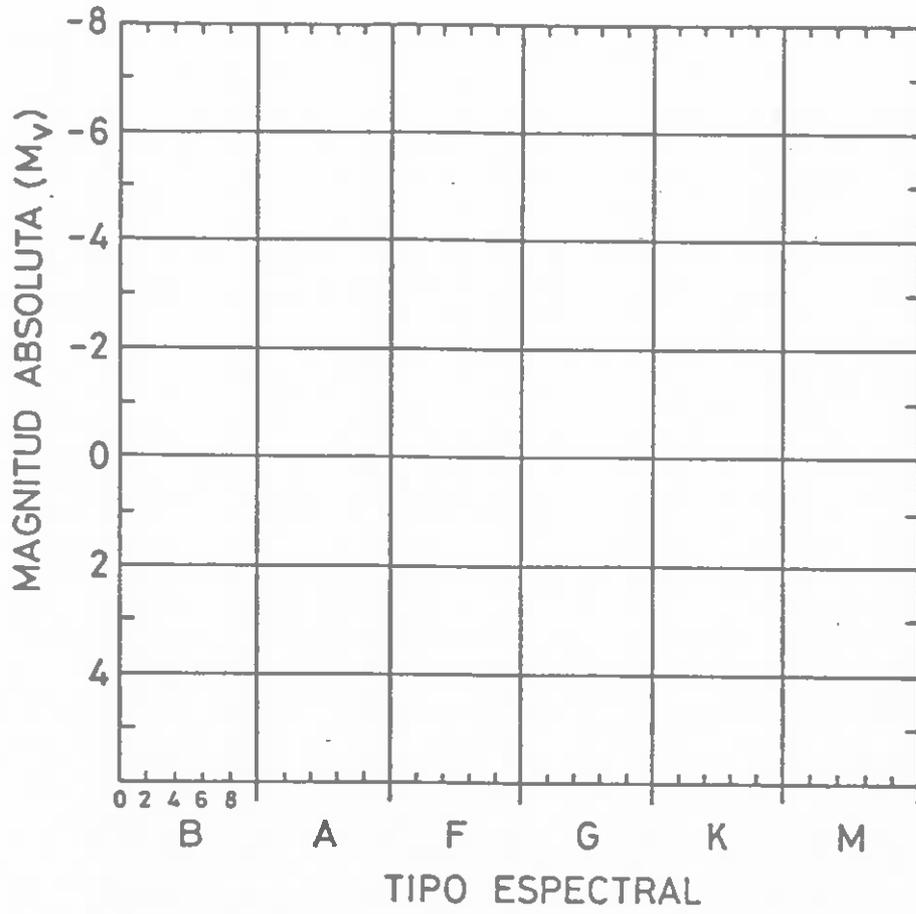


CIEN ESTRELLAS MAS BRILLANTES (ordenadas según su ascensión recta)

Estrella		m_V	M_V	d(pc)	Tipo espectral	
Alpheratz	α And	2,1	-0,5	31	B9	III
Caph	β Cas	2,3	1,5	14	F2	IV
Ankaa	α Phe	2,4	0,2	27	K0	III
Schedar	α Cas	2,2	-1,3	50	K0	II-III
Diphda	β Cet	2,0	0,8	18	K0	III
Cih	γ Cas	2,2	-0,9	40	B0	IV
Mirach	β And	2,1	0,2	24	M0	III
Polaris	α UMi	2,0	-4,5	200	F8	Ib
Achemar	α Eri	0,5	-2,2	35	B5	IV
Almach	γ And	2,2	-2,3	80	K3	II-III
Hamal	α Ari	2,0	0,3	22	K2	III
Mira	ϵ Cet	2,0	-1,0	40	M6	III
Menkar	α Cet	2,5	-1,0	50	M2	III
Algol	β Per	2,1	-0,5	31	B8	V
Mirfak	α Per	1,8	-4,1	150	F5	Ib
Aldebaran	α Tau	0,8	-0,8	21	K5	III
Capella	α Aur	0,1	-0,6	14	G8	V
Rigel	β Ori	0,1	-7,0	270	B8	Ia
Bellatrix	γ Ori	1,6	-4,1	140	B2	III
El Nath	τ Tau	1,7	-2,9	80	B7	III
Mintaka	δ Ori	2,2	-6,0	450	O9,5	II
Arneb	α Lep	2,6	-4,8	300	F0	Ib
Ainilam	ϵ Ori	1,7	-6,8	500	B0	Ia
Alnitak	ζ Ori	1,8	-6,2	400	O9,5	Ib
Saiph	κ Ori	2,1	-7,1	700	B0,5	Ia
Betelgeuse	α Ori	0,4	-5,9	180	M2	Ia
Menkalinan	β Aur	1,9	-0,2	26	A2	V
Mirzam	β CMa	2,0	-4,5	200	B1	II-III
Canopus	α Car	-0,7	-3,1	30	F0	I-II
Alhena	γ Gem	1,9	-0,5	30	A0	IV
Arcturus	α Boo	-0,1	-0,2	11	K1	III
	η Cen	2,4	-3,0	120	B2	V
Rigel Kent	α Cen	-0,3	4,2	1,3	G2	V
	α Lup	2,5	-2,5	100	B1	V
Izar	ϵ Boo	2,4	-0,6	40	K1	III
Kochab	β UMi	2,0	-0,6	33	K4	III
Alphecca	α CrB	2,2	0,5	22	A0	III
Dzuba	δ Sco	2,3	-4,0	180	B0	V
Acrab	β Sco	2,5	-4,0	200	B0,5	V
Antares	α Sco	0,9	-4,7	130	M1	Ib
	α Oph	2,6	-3,4	160	O9,5	V
Atria	α TrA	1,9	-0,4	29	K2	III
	ϵ Sco	2,3	0,6	22	K2	III-IV
Sabik	η Oph	2,4	0,8	21	A2,5	V
Shaula	λ Sco	1,6	-3,2	90	B1	V
	θ Sco	1,9	-4,0	150	F0	Ib
Ras-Alhague	α Oph	2,1	0,9	17	A5	III
	κ Sco	2,4	-3,3	140	B2	IV

Estrella		m_v	M_v	d(pc)	Tipo espectral	
Eltanin	γ Dra	2,2	0,8	40	K5	III
Kaus Australis	ϵ Sgr	1,8	-1,7	50	B9	IV
Vega	α Lyr	0,0	0,5	8,1	A0	V
Nunki	σ Sgr	2,1	-2,4	80	B2	V
	ζ Sgr	2,6	-0,4	40	A2	IV
Altair	α Aql	0,8	2,3	4,9	A7	IV-V
Peacock	α Pav	1,9	-2,9	90	B3	IV
Sadir	γ Cyg	2,2	-4,8	250	F8	Ib
Deneb	α Cyg	1,3	-7,2	500	A2	Ia
Gienah	ϵ Cyg	2,5	0,6	24	K0	III
Alderamin	α Cep	2,4	1,5	15	A7	IV-V
Enif	ϵ Peg	2,4	-4,6	250	K2	Ib
Al Na'ir	α Gru	1,8	-0,2	25	B5	V
	β Gru	2,2	-2,6	90	M3	III
Fomalhaut	α PsA	1,2	1,9	7	A3	V
Scheat	β Peg	2,5	-1,4	60	M2	II-III
Markab	α Peg	2,5	0,0	32	B9,5	III
Sirius	α CMa	-1,4	1,4	2,7	A1	V
Adhara	ϵ CMa	1,5	-5,0	200	B2	II
Wezen	δ CMa	1,8	-7,0	600	F8	Ia
Aludra	η CMa	2,4	-7,1	800	B5	Ia
Castor	α Gem	1,6	0,8	14	A1	III
Procyon	α CMi	0,4	2,7	3,5	F5	IV-V
Pollux	β Gem	1,2	1,0	10,7	K0	III
Naos	ζ Pup	2,2	-7,3	800	O5	V
	γ Vel	1,9	-4,2	160		
Avior	ϵ Car	1,9	-3,1	100	K0	I
	δ Vel	1,9	0,1	23	A0	V
Suhail	λ Vel	2,2	-4,3	200	K5	Ib
Miaplacidus	β Car	1,7	-0,4	26	A0	III
Scutulum	ϵ Car	2,2	-4,2	180	F0	Ib
	κ Vel	2,5	-3,0	120	B2	IV
Alphard	α Hya	2,1	-0,7	35	K4	III
Regulus	α Leo	1,3	-0,8	26	B7	V
Algeiba	γ Leo	2,0	-0,5	32	K0	III
Merak	β UMa	2,4	0,6	23	A1	V
Dubhe	α UMa	1,8	-0,6	30	G9	III
Zosma	δ Leo	2,6	0,8	23	A4	V
Denebola	β Leo	2,1	1,6	13	A3	V
Phecda	γ UMa	2,4	-0,1	32	A0	V
Gienah	γ Crv	2,6	-2,4	100	B8	III
Acrux	α Cru	0,8	-3,7	80	B1	IV
Gracrus	γ Cru	1,7	-2,5	70	M3	III
Muhlifain	γ Cen	2,2	-1,7	60	A0	IV
Mimosa	β Cru	1,3	-4,3	130	B0	III
Alioth	ϵ UMa	1,8	-0,2	25	A0	V
Mizar	ζ UMa	2,1	0,0	26	A2	V
Spica	α Vir	1,0	-3,1	65	B1	V
	ϵ Cen	2,3	-3,6	150	B1	IV
Alcaid	η UMa	1,9	-2,3	70	B3	V
Hadar	β Cen	0,6	-5,0	130	B1	II
Menkent	θ Cen	2,1	0,9	17	K0	III-IV





Las plantillas para construir los diagramas son de hecho dos escalas logarítmicas con el sentido del eje horizontal cambiado ya que las temperaturas decrecen de izquierda a derecha (un ejercicio didáctico interesante es precisamente que los alumnos intenten construir los ejes logarítmicos $\log L - \log T$).

De la construcción de estos tres diagramas podría deducirse erróneamente que la teoría desarrollada anteriormente no se ajusta a las observaciones. Hay que hacer varias consideraciones, de hecho ya vistas, que aclaran esta falsa impresión. El diagrama H-R teórico, que parece ajustarse más al diagrama esquemático de la Figura 12, se ha construido con un grupo seleccionado de estrellas que respeta la proporción de estrellas existentes en las diversas clases de luminosidad. Queda muy clara la secuencia principal, aunque la mayor parte de las estrellas quedan situadas en la parte inferior derecha - luminosidad y temperatura bajas - pues pueden ser observadas por su relativa cercanía a nosotros. De forma similar se explica la posición de las estrellas más brillantes, pero en general más alejadas. El diagrama, o diagramas, construido a partir de la tabla de "las cien estrellas más brillantes", contiene una distribución sesgada de estrellas hacia las más brillantes, aunque aparecen estrellas de todos los tipos. Este grupo no representa de forma proporcionada las poblaciones de las distintas clases de luminosidad.

debajo de unos doscientos kilómetros, se indican también sus capas más significativas. El eje horizontal inferior representa las distintas longitudes de onda para la radiación electromagnética incidente, en el eje superior se dan los diversos dominios comúnmente considerados. Cada una de las dos curvas de la figura representa el nivel para el cual el 50% y el 1%, respectivamente, de la radiación extraterrestre que llega a la atmósfera superior, aún subsiste. Como se ve, la mayor parte de la radiación sólo consigue llegar al suelo si pertenece al dominio radio o al visible. En el infrarrojo, a unos cuantos kilómetros de altura, aún puede detectarse una cantidad importante de radiación; es por ello que los últimos observatorios infrarrojos se han construido en montañas elevadas situadas en regiones secas ya que el vapor de agua es uno de los principales absorbentes de este tipo de radiación. Para observar el firmamento a otras longitudes de onda hay que enviar instrumentos adecuados a bordo de globos estratosféricos (para observar radiación γ , por ejemplo) o de satélites (observación en el ultravioleta o en el infrarrojo lejano). Las moléculas reseñadas son los principales absorbentes de la radiación, a distintas longitudes de onda.

Apéndice

La atmósfera de la Tierra y la radiación electromagnética

Nuestra atmósfera actúa como una pantalla frente a las radiaciones y pequeñas partículas que provienen del espacio exterior. De los diferentes tipos de radiación electromagnética que en ella inciden, sólo pueden llegar hasta la superficie del planeta aquellas cuya longitud de onda queda dentro de las denominadas "ventanas óptica, o visible, y radio". La Figura 16 muestra un corte de la atmósfera de la Tierra por

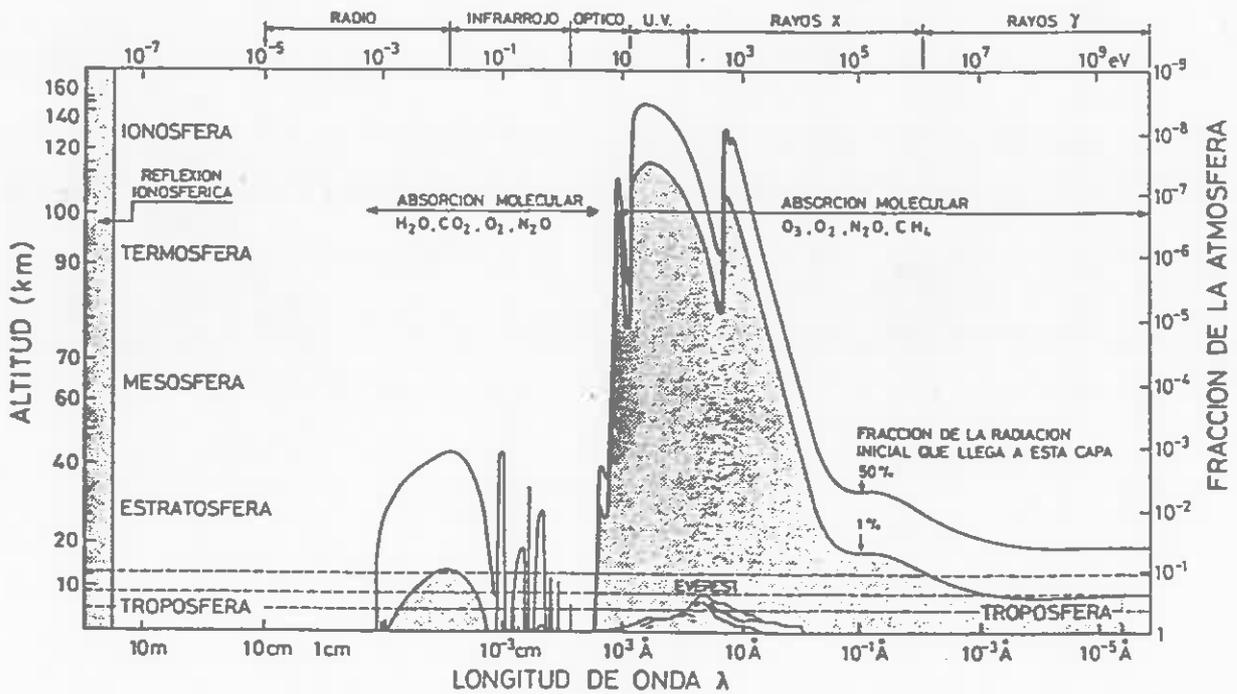


Figura 16

(Energía de la radiación incidente, eje superior, $E = h\lambda/c$)

BIBLIOGRAFIA

- "Veure les estrelles". B. Sanahuja, G. Rosselló, R. Estalella y E. Buchaca. CIRIT, 1984. Generalitat de Catalunya. Barcelona.
- "Discovering Astronomy". H. Jefferys and R.R. Robbins. John Wiley and Sons, 1981. Nueva York.
- "Astronomy, the cosmic perspective". M. Zeilk and J. Gaustad. Haper and Row Publishers, 1983. Nueva York.
- "Introducción a la Astronomía. II. Astrofísica (Guía para profesores de BUP)". B. Sanahuja. Departamento de Física de la Tierra y del Cosmos, Universidad de Barcelona, 1983.
- "Introduction to atmospheres and stellar interiors". E. Novotny. Oxford University Press, 1973. Londres.
- "Astronomy, activities and experiments". L.J. Kesley, D.B. Hoff y J.S. Neff. Kendall/Hunt Publishing Co, 1983. Dubuque, USA).
- "Compte-Rendu de L'école d'été d'astronomie". Sophia Antipolis, 1982.
- "Les étoiles, le système solaire". Encyclopédie Scientifique de l'Univers. Gauthier-Villars, 1981. París.



Generalitat de Catalunya
Departament d'Ensenyament
**Direcció General d'Ensenyaments
Professionals i Artístics**

Gabinet d'Ordenació Educativa

Centre de DOCUMENTACIÓ i Experimentació
de Didàctiques Tecnològiques C.D.E.D.T.

3ª PART : PRACTIQUES DE LABORATORI RELACIONADES AMB ASTRONOMIA.

Professor : Enric Buchaca