

Paràmetres d'estels

Elaborat per Joan Miró Ametller

Lluminositat

La brillantor diferent de les estrelles que veiem s'explica per propietats intrínseques relacionades amb l'energia alliberada i per les diferents distàncies relatives a la Terra.

Definim la lluminositat (L) com l'energia radiada per unitat de temps. En el cas del Sol:

$$L_s \approx 4 \cdot 10^{23} \text{ kW}$$

En general, la lluminositat és funció de la mida i el flux d'energia de l'estrella segons l'expressió

$$L = 4\pi r^2 f$$

on r és el radi de l'estel suposat esfèric i f el flux d'energia, és a dir, l'energia radiada per unitat àrea i per unitat de temps.

Brillantor percebuda

El flux lluminós o brillantor percebuda (b) és l'energia rebuda a la Terra, situada a la distància d de l'estrella, per unitat de superfície i de temps. La lluminositat i el flux percebuts estan relacionats per l'expressió

$$L = 4\pi d^2 b$$

que és comparable a l'expressió de la lluminositat. En aquest cas, el flux d'energia percebuda és la quantitat d'energia que arriba per unitat d'àrea al mirall del telescopi cada segon. Si dos estrelles tenen la mateixa lluminositat, aleshores podem deduir una relació flux – distància molt senzilla:

$$\frac{b_1}{b_2} = \frac{d_2^2}{d_1^2}$$

Escala de magnituds aparents (m)

Hiparc de Nicea (160 – 124 aC) va classificar un miler d'estels entre 1 i 6, tot establint grups de brillantor visual decreixent. En aquesta classificació, quan més brillant sembla una estrella més baixa és la magnitud visual (m) que se li atribueix.

A mitjans del segle XIX es va establir la llei biològica de Weber – Fechner¹ que estableix que l'increment d'estímul o llindar diferencial que es pot percebre com la variació més petita distingible correspon a una reacció constant del valor de l'estímul inicial. Aquest principi es va desenvolupar en forma de sèries de manera que l'increment en forma de progressió aritmètica de la intensitat d'una sensació correspon a l'increment en forma de progressió geomètrica de l'estímul. N el cas de la lluminositat, relacions iguals de lluminositat impliquen intervals iguals de brillantor percebuda i la resposta és logarítmica.

L'any 1856, N. Pogson (1829 – 1891) va establir que una variació de flux d'energia $\Delta I = 100$ correspon a una diferència de magnitud visual $\Delta m = 5$.

¹ Enunciada per Ernst H. Weber (1795 – 1878) i desenvolupada en forma de progressions aritmètica i geomètrica per Gustav T. Fechner (1801 – 1887).

Aleshores, si acceptem que la magnitud de Vega en el zenit és, convencionalment, $m = 0$ amb un flux de $2'52 \cdot 10^{-8} \text{ W} \cdot \text{m}^{-2}$, podem establir el valor del flux per a altres estrelles de magnitud visual coneguda.

Magnituds absolutes

La determinació de la magnitud aparent es pot fer amb precisió mitjançant bolòmetres. La magnitud aparent ens informa sobre *com són les estrelles vistes des de la Terra*. Això no és suficient. Ens cal saber com són les estrelles independentment de l'afebliment de llur lluminositat per la distància. Per aquesta raó, es defineix la magnitud absoluta (M) com la magnitud aparent de les estrelles si totes estiguessin a la mateixa distància², 10 parsecs (uns 32'616 anys llum o $3 \cdot 10^{14}$ km). La relació entre les magnituds bolomètriques³ aparents (m), les magnituds absolutes (M) i la distància és prou senzilla

$$m - M = 5 \log d - 5$$

Aquesta relació requereix correccions quan augmenta la distància per compensar l'efecte de l'absorció del medi còsmic.

La taula següent compara les magnituds aparent i absoluta d'algunes estrelles (s'indica el tipus espectral).

Taula 1. Magnituds d'estrelles			
Estrella	m	M	Distància (en anys llum)
Sírius (A0A5) α -Canis Major	-1'45 mult	1'41	8'7
Sol (G2)	-26'7	4'86	
α -Centauri (G2K1)	-0'27 mult		4'3
Rigel (B8) β -Orionis	0'15	-7'6	900
Vega (A0) α -Lyrae	0'04	0'4	26'5
Aldebaran (K5) α -Tauri	0'86 v	-0'7	68
Betelgeuse (M2) α -Orionis	0'41 v	-5'7	520
Antares (M1) α -Scorpii	0'92 v	-5'1	520
v: variable; mult: múltiple			

La relació entre magnitud aparent i la lluminositat o el flux, si s'expressa la distància en parsecs, té la forma

$$m = -2'5 \log f - 14'1 = -2'5 \log L + 5 \log D + 81'1$$

I la relació amb la magnitud absoluta és

$$M = -2'5 \log L + 5 \log 10 + 81'1$$

² En realitat, per definir la magnitud absoluta cal especificar el tipus de radiació electromagnètica per a la qual es fa la mesura.

³ La mesura bolomètrica es refereix a la totalitat de la radiació emesa, mesura que no es pot fer directament.

Determinació de distàncies

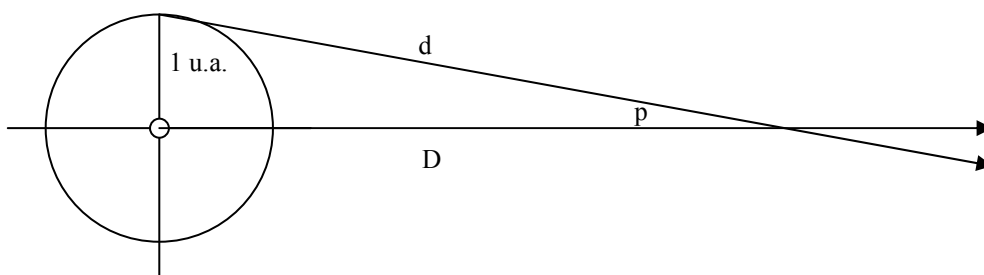
La determinació de la distància que ens separa d'un objecte lluminós es fa aplicant mètodes diferents segons la magnitud d'aquesta distància.

El paral·laxi trigonomètric és el resultat d'una triangulació obtinguda mesurant els angles formats per la visual a l'estrella des de dos punts relacionats amb l'òrbita terrestre (el triangle Terra – Sol – estrella o el format per l'estrella amb dues posicions extremes de l'òrbita terrestre i l'estrella), tot utilitzant de referència altres estrelles més llunyanes. Es defineix formalment el paral·laxi com el desplaçament angular aparent d'una estrella (o un altre objecte) degut al moviment de la Terra en la seva òrbita. La distància que l'angle de la Terra al Sol (el paral·laxi) és d'un segon d'arc és el parsec ($3'262$ anys llum o $3'09 \cdot 10^{13}$ km, ja que 1 any llum són uns $9'5 \cdot 10^{12}$ km; per tant, el parsec equival a 206265 u.a.). Si fem la mesura de l'angle Sol – Terra – estrella des de dos extrems oposats de l'òrbita de la Terra al voltant del Sol i obtenim els valors p_1 i p_2 , la paral·laxi referida al radi de l'òrbita terrestre complirà

$$2p = 180 - (p_1 + p_2)$$

Per al triangle rectangle, el costat d , que correspon a la distància a l'estrella, pot obtenir-se, si es coneix el radi de l'òrbita terrestre (r_T), mitjançant l'expressió

$$\frac{r_T}{d} = \sin p$$



Podem expressar p en radiants. Sabem que $1 \text{ rad} \approx 57'29'' \approx 206265''$ i les distàncies en unitats astronòmiques ($1 \text{ u.a.} = 1'5 \cdot 10^8$ km, la longitud del radi de l'òrbita terrestre). Aleshores

$$\sin p(\text{rad}) = \frac{1 \text{ u.a.}}{d \text{ u.a.}} \qquad \tan p(\text{rad}) = \frac{1 \text{ u.a.}}{D \text{ u.a.}}$$

Les paral·laxis mesurades són inferiors a $1''$. Els primers intents de mesura va fer-los J. Bradley (segona meitat del segle XVIII). Els problemes tècnics que presentaven aquestes mesures no es van resoldre fins avançat el segle XIX. La primera paral·laxi mesurada va ser la de 61-Cygni, obtinguda per F.W. Bessel l'any 1838 amb un heliògraf.

Per a estrelles més llunyanes, es pot utilitzar la paral·laxi espectral. El diagrama elaborat per E. Hertzsprung i H.N. Russell (1905), conegut com diagrama HR, correspon a una relació entre la temperatura superficial (el color, la classe espectral), la mida i la lluminositat de l'estrella. L'energia radiada per unitat de temps i per unitat d'àrea depèn de la temperatura (T) i la lluminositat de l'energia radiada i de la superfície, de manera que

$$L = 4\pi r^2 \sigma T^4$$

on σ és una constant. Si prenem la massa del Sol (M_S) com a referència i comparem la lluminositat d'una estrella amb la lluminositat (L_S), el radi (r_S) i la temperatura (T_S) del Sol obtenim fàcilment

$$\log \frac{L}{L_S} = 2 \log \frac{r}{r_S} + 4 \log \frac{T}{T_S}$$

La majoria de les estrelles del diagrama s'agrupen en una corba anomenada seqüència principal. Per a les estrelles de la seqüència principal, quan tenen una massa $0.05M_S \leq M \leq 60M_S$, la relació entre massa i lluminositat, comparades amb les del Sol (M_S i L_S , respectivament) compleix

$$\log \frac{L}{L_S} \approx 3.5 \log \frac{M}{M_S}$$

Un cop determinats el tipus espectral i el flux (lluminositat aparent) f de l'estrella, mitjançant un objecte (un calibrador) de lluminositat i distància conegudes, com ara el conglomerat de les Hyades (constel·lació de Taure) situat a la distància d_H i amb un flux lluminós f_H , tenim que

$$d = d_H \sqrt{\frac{f_H}{f}}$$

H. S. Leavitt (1868-1921) va trobar una relació entre la magnitud aparent i el període de les variables anomenades cefeïdes estudiant el Núvol petit de Magallanes. Les cefeïdes són estrelles variables intrínseques de període molt regular. Existeixen dos tipus de cefeïdes: les de període molt curt (inferior a 0.8 dies, com les RR Lyrae, les clàssiques, com δ -Cephei (amb un període de 5.36 dies i una variació de magnitud de 4.4 a 3.6) i les de període molt llarg (superior als dos mesos), com Mira-Ceti (o-Ceti, amb un període de 332 dies i una variació de magnitud aparent entre 2 i 10)⁴. La relació període – lluminositat implica que dues cefeïdes amb el mateix període han de tenir la mateixa lluminositat i la mateixa magnitud absoluta i, per tant, es podrà calcular la distància a la qual es troben de nosaltres comparant les lluminositats aparents respectives si hem determinat, mitjançant un altre mètode, la distància que correspon a la que serveix de referència. Hertzsprung determinà per paral·laxi espectral la distància de tretze cefeïdes i així les cefeïdes van convertir-se en calibrador (que ha experimentat diverses rectificacions) per a distàncies més grans. L'abast dels nous telescopis ha permès estudiar les cefeïdes de galàxies pròximes i determinar aleshores a quina distància es troben.

Un procediment semblant, basat en adoptar com a calibrador les dimensions de les galàxies en espiral i la galàxia més brillant d'un grup, tot assumint les equivalències corresponents, ha propiciat el càlcul de distàncies encara més grans.

⁴ Actualment, Mira i δ -Cephei no es recomanen com a referències astromètriques.

La taula 2 resumeix aquests mètodes.

Taula 2. Mètodes de determinació de distàncies		
Mètode	Objecte	Ordre de distàncies/anys llum
Paral·laxi terrestre	Planeta	1 hora llum
Paral·laxi òrbita terrestre	Estrelles pròximes	50
Conglomerat mòbil	Hyades	120
Paral·laxi estadístic i efecte Doppler	Cúmuls galàctics	300
Relació color – magnitud	Cúmuls galàctics	10^3 a 10^5
Relació període – lluminositat	Cefeides	10^7
Diàmetre H II	Galàxies espirals	10^8
Galàxia (el·líptica) més brillant d'un cúmulo	Galàxies llunyanes	10^{10}