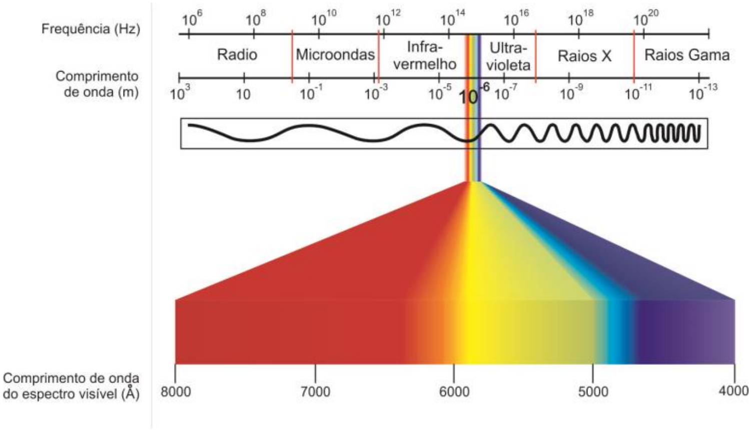
Aula 15: Fotometria

Maria de Fátima Oliveira Saraiva, Kepler de Souza Oliveira Filho & Alexei Machado Müller,



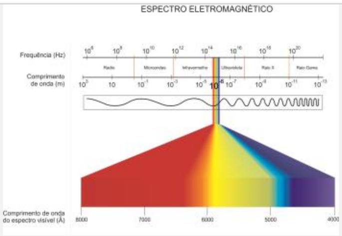
As diferentes faixas do espectro eletromagnético, em frequência e em comprimento de onda. A faixa visível, que está ampliada na parte inferior da figura, é uma pequena porção do espectro total.

Introdução

Prezados alunos,

Toda a informação que temos das estrelas é obtida através da luz que recebemos delas. Coletando e analisando a luz das estrelas, podemos conhecer não apenas suas propriedades mais básicas, como brilho e cor, mas também sua composição química, sua temperatura, sua densidade, sua estrutura interna e muitas coisas mais. A luz traz a história de objetos distantes até nós; é a verdadeira mensageira cósmica.

Bom estudo!



Objetivos da aula

- definir luminosidade e fluxo, e estabelecer a relação entre luminosidade, fluxo e distância;
- entender a relação de magnitude e fluxo;
- distinguir entre magnitude aparente e magnitude absoluta, usando suas definições para deduzir o módulo da distância;
- relacionar os sistemas de magnitudes e o Índice de Cor;

O que a luz nos informa sobre as propriedades das estrelas?

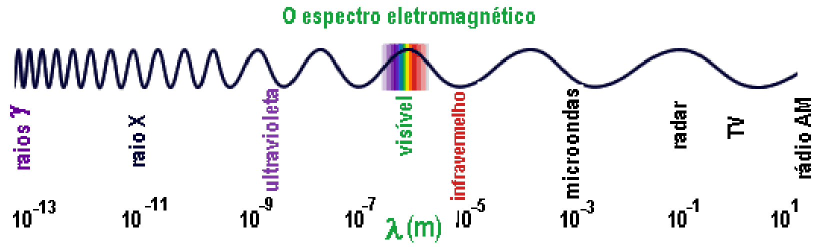


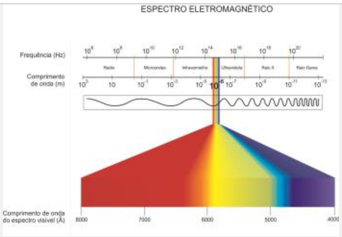
Figura 15.01: O espectro eletromagnético com seus comprimentos de onda (λ) em metros.

Fotometria

Fotometria é a medida da luz proveniente de um objeto. Até o fim da Idade Média, o meio mais importante de observação astronômica era o olho humano, ajudado por vários aparatos mecânicos para medir a posição dos corpos celestes. Depois veio a invenção do telescópio, no começo do século XVII, e as observações astronômicas de Galileo. A fotografia astronômica iniciou no fim do século XIX e durante as últimas décadas muitos tipos de detectores eletrônicos são usados para estudar a radiação eletromagnética do espaço. Todo o espectro eletromagnético, desde a radiação gama até as ondas de rádio são atualmente usadas para observações astronômicas.

Apesar de que observações com satélites, balões e espaçonaves podem ser feitas fora da atmosfera, a grande maioria das observações é obtida da superfície da Terra.

Como a maioria das observações utiliza radiação eletromagnética, e podemos obter informações sobre a natureza física da fonte estudando a distribuição de



energia desta radiação, introduziremos algumas grandezas para a caracterização desta radiação.

$$\lambda = \frac{c}{\nu}; \quad \nu = \frac{c}{\lambda}; \quad c = \lambda \nu ,$$

onde,

λ = comprimento de onda,

ν = frequência,

c $\cong$ 300 000 km/s = velocidade da luz no vácuo.

Localização no espectro

O comprimento de onda da radiação visível vai aproximadamente de 3.900 Å (violeta) até cerca 7.800 Å (vermelho).

Radiação visível (luz):

Comprimento de onda de aproximadamente 3.900 Å até 7.800 Å.

Relação Å x m:

1 Å =10^{-10}m.

Tabela 15.01: Características das radiações componentes do espectro visível. Como as cores são subjetivas, pois dependem da sensibilidade de cada olho humano, a definição é um pouco arbitrária.

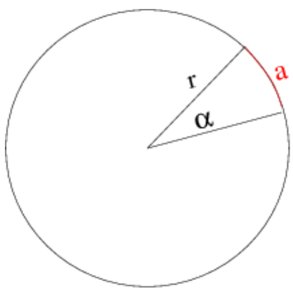
Cor	Comprimento de onda (Å)	Freqüência (10^{12} Hz)
violeta	3900 - 4550	659 - 769
azul	4550 - 4920	610 - 659
verde	4920 - 5770	520 - 610
amarelo	5770 - 5970	503 - 520
laranja	5970 - 6220	482 - 503
vermelho	6220 - 7800	384 - 482

Grandezas Típicas do Campo de Radiação

A grandeza mais característica de um campo de radiação é uma constante chamada *intensidade específica monocromática* I_ν. Para melhor entender esse conceito, vamos antes revisar o conceito de ângulo sólido.

Ângulo Sólido (ω)

Assim como podemos entender um ângulo plano como um setor de um círculo, definido como a razão entre o arco e o raio do círculo (o ângulo α da Fig. 15.02), podemos entender um ângulo sólido como um "setor" de uma esfera, definido pela razão entre o elemento de área na superfície da esfera e o seu raio ao quadrado (o ângulo ω na Fig. 15.03).



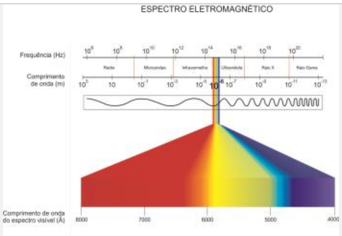


Figura 15.02: O ângulo plano α é definido como $\alpha = \dfrac{a}{r}$.

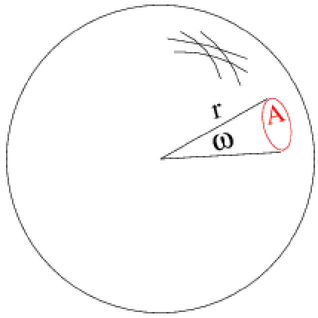


Figura 15.03: O ângulo sólido ω é definido como $\omega = \dfrac{A}{r^2}$.

Ângulo plano:

É a razão entre o arco e o raio do círculo.

Ângulo sólido:

É a razão entre o elemento de área na superfície da esfera e o quadrado de seu raio.

Maior ângulo sólido:

Toda área superficial da esfera: 4π sr.

O maior ângulo plano é aquele que subentende toda a circunferência do círculo, e vale 2π radianos; o maior ângulo sólido subtende toda a área superficial da esfera, e vale 4π esferorradianos (sr).

Intensidade específica

A intensidade específica monocromática I_ν é a quantidade de energia *dE* que emitida pela fonte, por unidade de área *dA*, por unidade de tempo *dt*, por unidade de ângulo sólido $d\omega$, em um intervalo de frequências $d\nu$, ao longo de uma certa direção θ .

$$I_\upsilon = \frac{dE\cos\theta}{dt\,dA\,d\omega\,d\upsilon}.$$

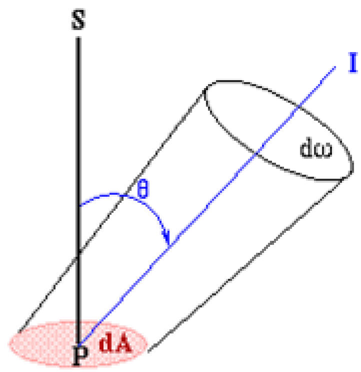


Figura 15.04: A intensidade específica depende da direção: a intensidade emitida através da superfície *dA* na direção normal a ela (S) é diferente da intensidade emitida na direção do ângulo sólido *dω*..

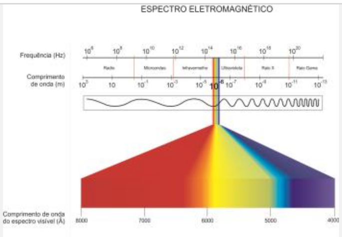
Intensidade específica monocromática:

É a quantidade de energia (*dE*) emitida pela fonte, por unidade de área (*dA*), por unidade de tempo (*dt*), por unidade de ângulo sólido ($d\omega$), em um intervalo de frequências ($d\nu$). ao longo de uma certa direção (θ).

A intensidade específica, por sua definição, **não depende da distância da fonte emissora**, se não houver fontes ou absorsores de radiação ao longo da linha de visada.

Fluxo

Quando observamos uma fonte de radiação, o que medimos não é a intensidade específica, e sim o fluxo de radiação que chega ao detector. O **fluxo monocromático** F_ν é a energia por unidade de tempo, por unidade de intervalo de frequência e por unidade de área que chega ao detector.



$$F_\nu = dE/(dt\, d\nu\, dA).$$

Comparando a definição de fluxo monocromático com a de intensidade específica monocromática I dada acima, vemos que os dois se relacionam pela expressão

$$F_\nu = \int I_\nu \cos\theta\, d\omega.$$

O fluxo integrado no espectro de frequências (ou de comprimentos de onda) será:

$$F = \int_0^\infty F_\nu d\nu = \int_0^\infty F_\lambda d\lambda.$$

Ao contrário da luminosidade e da intensidade específica, que não variam com a distância, o fluxo de radiação cai com o quadrado da distância (r) de forma que o fluxo que chega ao detector é muito menor do que o fluxo na superfície do astro, estando diluído por um fator de $\frac{1}{r^2}$.

Para uma estrela esférica de raio R, o fluxo na sua superfície será:

Fluxo:

É o que medimos quando a radiação chega ao detector.

$$F(R) = \frac{L}{4\pi R^2}.$$

onde:

L é a luminosidade intrínseca, que é a energia total emitida por unidade de tempo (s) em todas as direções. Portanto:

$$L = 4R^2 \int F(\nu) d\nu.$$

O Fluxo diminui com o quadrado da distância:

$$F \alpha \frac{1}{distância^2}.$$

O fluxo a uma distância r da estrela será:

$$F(r) = \frac{L}{4\pi r^2}.$$

Assim, a luminosidade ***L*** da estrela que está a uma distância ***r*** pode ser obtida diretamente multiplicando o fluxo dela proveniente (medido por nós), pela área esférica sobre a qual o fluxo se distribui:

$$L = 4\pi r^2 F(r).$$

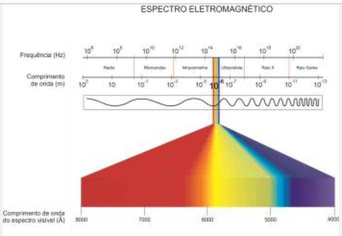
A luminosidade é a potência luminosa da estrela, e é expressa em watts. O fluxo é potência luminosa que atravessa uma superfície, e tem unidades de W/m² no sistema internacional.

Magnitudes

O brilho aparente de um astro é o fluxo medido na Terra e, normalmente, é expresso em termos da *magnitude aparente m*, que por definição é dada por:

$$m = -2{,}5 \log F + const.$$

Por que o brilho de um astro é medido em magnitudes? Há 2 000 anos, o grego Hiparco (160-125 a.C.) dividiu as estrelas visíveis a olho nu de acordo com seu brilho aparente,



atribuindo magnitude 1 às mais brilhante e 6 às mais fracas. Na definição de Hiparco, as de magnitude = 1 são as vinte primeiras estrelas que aparecem após o pôr-do-sol. A olho nu, com boa acuidade e num local escuro, podemos observar até a galáxia Andrômeda (se pudermos observar declinação + 41°), que está a dois milhões de anos-luz de distância.

Em 1856, Norman Robert Pogson (1829-1891), do Observatório Radcliffe, em Oxford, propôs que o sistema de magnitudes, baseado na percepção de brilho do olho humano, é logarítmico, ou seja, a diferença entre as magnitudes de duas estrelas é proporcional ao logaritmo da razão entre seus fluxos (m_1-m_2 = K log $F1/F2$, sendo K uma constante de proporcionalidade); além disso, Pogson tinha notado que o fluxo correspondente a uma estrela de primeira magnitude ($m=1$) era 100 vezes mais brilhante que uma estrela de magnitude 6, de modo que:

$$m_1 - m_2 = K\log\frac{F_1}{F_2} \Rightarrow 1-6 = K\log\left(\frac{F_1}{F_2}\right),$$

$$m = -2,5\log(100) \rightarrow K = -2,5,$$

Luminosidade:

É a potência luminosa da estreladeterminada a partir do fluxo medido, quando se conhece a distância.

Magnitude aparente (m):

É o brilho aparente de um astro , ou seja, o fluxo medido na Terra.

logo:

$$m_2 - m_1 = -2,5\log\frac{F_2}{F_1}.$$

Invertendo essa equação temos a razão de fluxos em função da diferença de magnitudes:

$$F_2/F_1 = 10^{-1/2,5(m_2-m_1)} = 10^{-0,4\,(m_2-m_1)} = 2,512^{-(m_2-m_1)}.$$

Lembre:

Em magnitudes "menos é mais": quanto menor for a magnitude, mais brilhante é a estrela.

Essa equação nos mostra que, para uma diferença de magnitudes igual a 1, a razão de fluxos correspondente será de $2,512^1 = 2,512$; para uma diferença de magnitudes igual a 2, a razão de fluxos será de $2,512^2 = 6,310$; para uma diferença magnitudes igual a 5, a razão de fluxos será de $2,512^5 = 100$, tal como definido por Pogson.

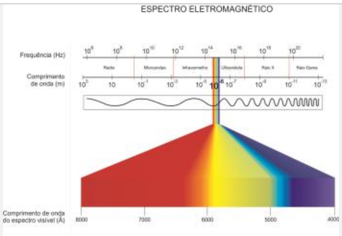
A constante (*const*.) na primeira definição de magnitude define o ponto zero da escala. Normalmente utiliza-se a magnitude aparente da estrela Vega como m = 0. Vega é uma estrela *B 9.5IV-V*, com T_{ef} = *10 105 ±230 K e R = 2,69 ± 0,25* R_{Sol}, *a 7,76 pc*.

Para comparação:

m (Sírius)=*-1,46*, m(Lua cheia)= *-12,8, m* (Sol) = -26,74.

A pupila do olho humano, quando adaptada ao escuro, tem aproximadamente 8 mm. Um telescópio com 8 cm de diâmetro, tem uma área $(80\ mm/8\ mm)^2$ =100 vezes maior e, portanto, capta 100 vezes mais fótons. Desta maneira este telescópio de 8 cm de abertura permite observar 5 magnitudes mais fracas do que o olho humano, ou seja, até magnitude 6+5 = 11.

Como um telescópio tem uma área coletora maior do que um olho, pode coletar mais energia de um objeto com um determinado fluxo, de modo que o objeto parece mais brilhante quando visto pelo telescópio. Se uma estrela tem um fluxo F_o vista a olho nu, então se vista por um telescópio aparecerá com um fluxo F_t dado por:



$$\frac{F_t}{F_o} = \frac{D_t^2}{D_o^2},$$

onde,

D_t = diâmetro do telescópio,

D_o = diâmetro da pupila do olho,

já que toda a energia captada pelo telescópio está sendo transmitida ao olho.

Se m_t e m_o são as magnitudes correspondentes, então:

$$m_t - m_o = -2{,}5 \log_{10} (F_t/F_o) = -5 \log_{10} (D_t/D_o).$$

Portanto, uma estrela de magnitude 6 ao ser observada com um telescópio de 8 cm (área coletora 10 vezes a do olho humano no escuro) vai aparecer com magnitude 1.

Definindo a magnitude limite do olho humano como +6, correspondente a um diâmetro da pupila de 8 mm, a magnitude limite de um telescópio de diâmetro D_t seria

$$m_{limite\text{-}t} - m_{limite\text{-}o} = 5 \log_{10} (D_t/D_o)$$

Note que aqui o segundo membro da equação não tem o sinal (-) porque quanto maior o diâmetro do telescópio maior (mais fraca) é a magnitude limite que ele detecta.

$m_{limite\text{-}t} = 6 + 5 \log_{10} (D_t/D_o) = 16{,}5 + 5 \log D_t$, para D em metros.

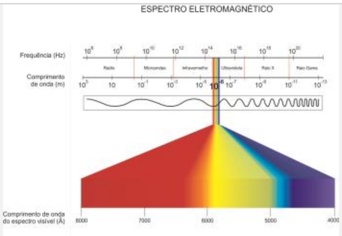
Devido às perdas de luz nos telescópios, a magnitude limite é cerca de meia magnitude menor,

$$m_{limite} = 16 + 5 \log D_t.$$

Mas um telescópio com um detector fotográfico ou eletrônico pode integrar por um tempo maior do que o olho humano. Como o fluxo integrado é proporcional ao tempo,

$$F_{limite}(t) = D^2\, t.$$

Na prática o brilho do céu é que restringe o limite de detecção.



Sistemas de magnitude

Quando medimos uma estrela, o fluxo obtido depende da sensibilidade espectral do equipamento, ou seja, do conjunto (telescópio + filtro + detector). Se chamamos de $\phi(\lambda)$ a eficiência espectral do equipamento, temos:

$$F_{obs} = \int_0^\infty \Phi(\lambda) F(\lambda) d\lambda \cong F(\lambda_0) \int_0^\infty \Phi(\lambda) d\lambda,$$

onde:

$F(\lambda)$ = fluxo no comprimento de onda efetivo do filtro.

Sistema de magnitudes:

O fluxo medido de uma estrela depende da sensibilidade espectral do conjunto telescópio+ filtro + detector.

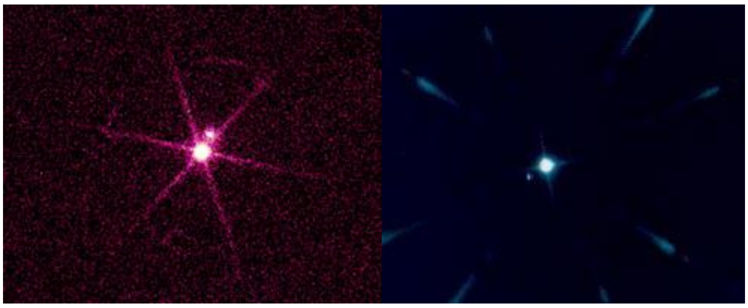


Figura 15.05: À esquerda, imagem de Sírius A e B obtida com o telescópio de raio-X do satélite Chandra. Enquanto no visível (direita) Sírius A é 10 000 (10 magnitudes) mais brilhante do que Sírius B, no raio-X Sírius B é a mais brilhante. Nas imagens, as raias são reflexo na estrutura de sustentação do equipamento.

Sistema UBV:

U: magnitude aparente na banda ultravioleta,
B: magnitude aparente na banda azul,
V: magnitude aparente na banda amarela (visual).

Um **sistema de magnitudes** é definido pela sua eficiência $\phi(\lambda)$ e por sua constante (*const.*). Um sistema muito usado é o **sistema UBV**, desenvolvido por Harold Lester Johnson (1921-1980) e William Wilson Morgan (1906-1994) em 1951. U, B e V indicam as magnitudes aparentes nas bandas espectrais ultravioleta, azul e amarelo, respectivamente, e têm seus comprimentos de onda efetivos em 3.600 Å, 4.200 Å e 5.500 Å.

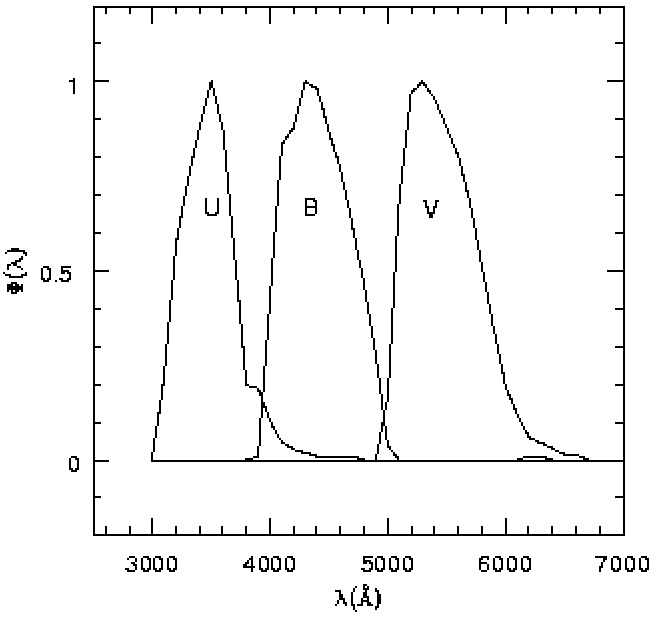
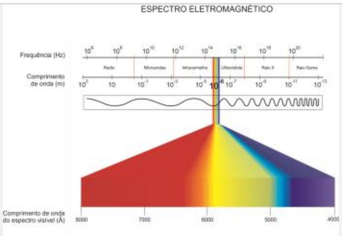


Figura 15.06: Curvas de transmissão dos filtros UBV.



Para determinar a constante (const.) do sistema, usamos estrelas padrões, ou seja, estrelas que têm magnitudes bem determinadas. No caso das magnitudes U, B e V, as respectivas constantes foram escolhidas de tal modo que U=B=V=0 para a estrela Vega. Vega é a estrela Alfa Lyrae, a uma distância de d = 25 anos-luz, a 5a estrela mais brilhante no céu e tem fluxo medido aqui na Terra:

$$F_\lambda \text{ (V=0)} = 3{,}44 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ µm}^{-1},$$

que corresponde a cerca de 1.000 fótons cm^{-2} s^{-1} $Å^{-1}$.

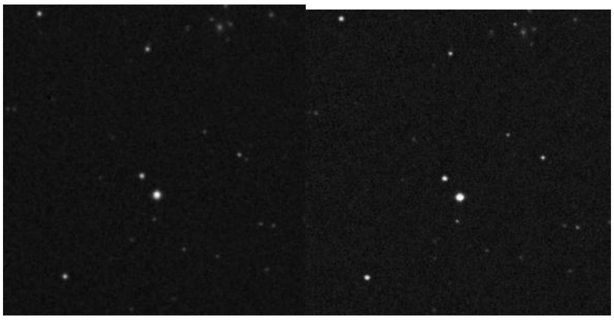


Figura 15.07: Imagem de um mesmo campo no céu no vermelho e no azul., mostrando como o brilho das estrelas fica mais fraco ou mais brilhante dependendo da banda espectral em que é medido.

Tabela 15.02: Magnitude do fundo do céu, à noite, por segundo de arco ao quadrado.

Cor	Comprimento de onda	Do espaço	Lua Nova	Lua Cheia
U	3 700 Å	23,2	22,0	17,0
B	4 400 Å	23,4	22,7	19,5
V	5 500 Å	22,7	21,8	20,0
R	6 400 Å	22,2	20,9	19,9
I	8 000 Å	22,2	19,9	19,2
J	1,2µm	20,7	15,0	15,0
H	1,6µm	20,9	13,7	13,7
K	2,2 μ m	21,3	12,5	12,5

De dia, o limite de visibilidade do olho humano é da ordem de magnitude -3,4 e à noite aproximadamente magnitude +6.

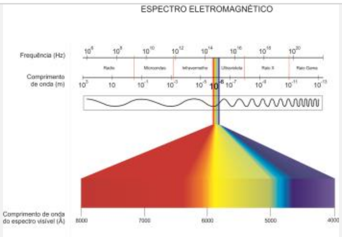
Índice de cor

Índice de cor:

Diferença entre as magnitudes de uma estrelaem duas bandas espectrais diferentes . Está associado à temperatura da estrela.

Em qualquer sistema de magnitudes multicor definem-se os índices de cor como a razão entre os fluxos em duas bandas (filtros) diferentes, ou equivalentemente, como a diferença entre duas magnitudes do sistema. Por exemplo,

- subtraindo a magnitude V da magnitude B temos o índice de cor B-V,
- subtraindo a magnitude B da magnitude U temos o índice de cor U-B.



Como veremos adiante, os índices de cor U-B são importantes para determinar a temperatura das estrelas. Vega, uma estrela branca (T_{ef} = 10.105 ± 230 K), tem (U-B) = (B-V) = 0. O Sol, uma estrela amarela (T_{ef} = 5.778 ±1K), tem (U-B) = 0,17 e (B-V) = + 0,68.

Magnitude Absoluta

A magnitude aparente de uma estrela é uma medida de brilho aparente, que depende de sua distância ao observador. Por exemplo, qual estrela é intrinsecamente mais brilhante, Sírius, com m = -1,42 ou Vega, com m = 0? Claro que visto aqui da Terra, Sírius é mais brilhante. Para podermos comparar os brilhos intrínsecos de duas estrelas, precisamos usar uma medida de brilho que independa da distância.

Para isso, definimos como magnitude absoluta (M) a magnitude teórica que a estrela teria se estivesse a *10 parsecs* de nós.

$$F\,\alpha\,\frac{1}{distância^2}.\; M=-2,5\log\left[F(10pc)\right]+const.$$

Magnitude Absoluta:

A magnitude teórica que a estrela teria se estivesse à distância de 10 pc do observador.
Está relacionada à luminosidade

A diferença entre a magnitude aparente (m) e a absoluta (M) é dada por:

$$m-M=-2,5\log\left[F(r)\right]+2,5\log\left[F(10pc)\right]=-2,5\log\frac{F(r)}{F(10pc)}.$$

Como:

$$\frac{F(r)}{F(10pc)}=\frac{\dfrac{F(R)4\pi R^2}{4\pi r^2}}{\dfrac{F(R)4\pi R^2}{4\pi(10pc)^2}}=\frac{(10pc)^2}{r^2}=\frac{100pc^2}{r^2},$$

onde R é o raio da estrela, ou seja,

$$m-M=-2,5\log\frac{100pc^2}{r^2},$$

ou

$$m-M=5\log r-5,$$

o chamado módulo de distância.

Nesta fórmula, a distância da estrela, r, tem que ser medida em *parsecs*.

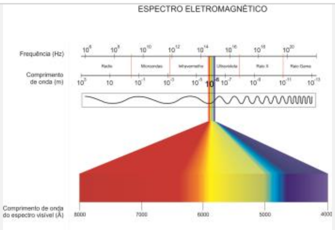
Logo,

$$r(pc)=10^{\frac{m-M+5}{5}}.$$

Exemplo 1:

Spica tem magnitude visual aparente m_v= 0,98 , e está a uma distância de 800 pc da Terra. Quanto medem o módulo de distância e a magnitude visual absoluta de Spica?

Solução:



O módulo de distância é a diferença entre a magnitude aparente e a absoluta, e é definido como:

$$m_V - M_V = -5 + 5 \log r$$

$$= -5 + 5 \log 800$$

$$= 9{,}52.$$

A magnitude absoluta é dada por:

$$M_V = m_V - 9{,}52 = 0{,}98 - 9{,}52 = -8{,}54.$$

Exemplo 2:

Qual é o módulo da distância da estrela Canopus? Qual é a sua distância em parsecs até a Terra?

Solução:

Pela tabela 15.03, vemos que Canopus tem:

$$m_V = -0{,}72 \text{ e } M_V = -2{,}5,$$

como o módulo da distância é dado por:

$$m_V - M_V = -0{,}72 - (-2{,}5) = 1{,}78.$$

E a sua distância é dada por;

$$m_V - M_V = -5 + 5 \log r$$

$$1{,}78 = -5 + 5 \log r$$

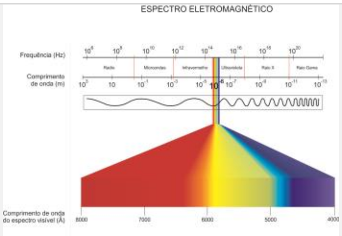
$$5 \log r = 6{,}78$$

$$\log r = 1{,}356$$

$$r = 22{,}7 \text{ pc}$$

Tabela 15.03: Estrelas Brilhantes com suas magnitudes absoluta e aparente. A medida da distância à Terra, seus tipos espectrais e B-V.

Ordem	Estrela	Magnitude Absoluta M_V	Magnitude Aparente m_V	Distância à Terra (anos-luz)	Tipo Espectral	B-V
0	Sol	+4,72	-26,72	8 min	G2 V	0,7
1	Sirius (no Cão Maior)	+1,4	-1,46	8,6	A1 V	0,00
2	Canopus (na Carina)	-2,5	-0,72	74	F0 Ib	0,16
3	Rigel Kentaurus (Alpha Centauri)	+4,4	-0,27	4,3	G2 V	0,7
4	Arcturus (em Boötes)	+0,2	-0,04	34	K2 III	1,23
5	Vega (na Lyra)	+0,6	0,03	25	AO V	0,00
6	Capella (na Auriga)	+0,4	+0,08	41	G2 III	0,79
7	Rigel (no Orion)	-8,1	+0,12	900	B8 Ia	-0,03
8	Procyon (no Cão Menor)	2,8	+0,38	11	F5 IV	0,41
9	Archenar (em Eridanus)	-1,3	+0,46	75	B5 IV	-0,18
10	Betelgeuse (no Orion)	-5,1	+0,58	445	M2 I	1,85
11	Hadar (no Centauro)	-4,3	+0,61	300	B1 II	-0,23
12	Altair (na Aguia)	+2,3	+0,77	17	A7 V	0,22
13	Acrux (no Cruzeiro)	-3,8	+0,79	270	B2 IV	-0,26
14	Aldebaran (em Touro)	-0,2	+0,87	65	K5 III	1,54
15	Spica (em Virgem)	-4,7	+0,98	260	B1 V	-0,24
16	Antares (no Escorpião)	-5,2	+1,09	600	M1 Ib	1,87



Magnitude Bolométrica:

É a magnitude absoluta correspondente à energia medida em todas as frequências do intervalo espectral.

Magnitude Bolométrica

Se tivéssemos equipamentos que fossem 100% sensíveis em todos os comprimentos de onda, teoricamente poderíamos medir o fluxo em todo o intervalo espectral. A magnitude correspondente à energia em todas as frequências (desde os raios γ até as ondas de rádio) é chamada de **magnitude bolométrica** (m_{bol} e M_{bol}).

$$L = 4\pi R^2 \int_0^\infty F_\nu d_\nu = 4\pi R^2 F_{bol}.$$

Na prática, a atmosfera da Terra impede a passagem de certos intervalos espectrais, de forma que determinamos a magnitude bolométrica através da magnitude visual, subtraindo dela uma correção bolométrica C.B.

$$m_{bol} = m_v - C.B.$$

Por definição, *C.B.* tem valores próximos de zero para estrelas parecidas com o Sol, e valores maiores para estrelas mais quentes ou mais frias do que o Sol).

Como a magnitude absoluta bolométrica do Sol é $M_{bol}^{\odot} = 4{,}72$, a magnitude absoluta bolométrica de uma estrela qualquer é dada por

$$M_{bol} = 4{,}72 - 2{,}5\log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right),$$

mas precisamos levar em conta o efeito da atmosfera da Terra e do material interestelar.

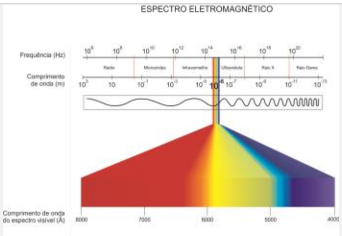
Resumo

Radiação visível (luz): radiação com comprimento de onda de aproximadamente 3.900 Å até 7.800 Å.

Ângulo sólido: razão entre o elemento de área na superfície da esfera e o quadrado de seu raio. O maior ângulo sólido é a área superficial da esfera: 4π *sr.*

Intensidade específica monocromática: é uma propriedade intrínseca do campo de radiação, definida com o a quantidade de energia dE que está sendo emitida pela fonte, por unidade de área dA, por unidade de tempo dt, por unidade de ângulo sólido $d\omega$, em um intervalo de frequências $d\nu$, ao longo de uma certa direção θ. É uma quantidade que pode ser calculada, mas não medida diretamente.

Fluxo: é o que medimos quando o fluxo de radiação chega ao detector. O fluxo diminui com o quadrado da distância.



$$F \alpha \frac{1}{distância^2}.$$

Luminosidade: é a energia emitida por unidade de tempo pela estrela (potência luminosa). *Não decai com a distância*. Está relacionada ao fluxo pela equação:

$$F = \frac{L}{4\pi(distância)^2}.$$

Magnitude: é um número associado ao brilho (fluxo) do astro. Quanto maior esse número, menos brilhante é o astro.

Magnitude aparente (m): é um número associado ao fluxo do astro medido na Terra. A diferença de magnitude entre dois astros é inversamente proporcional ao logaritmo da razão entre os seus fluxos.

$$m_2 - m_1 = -2{,}5\log\frac{F_2}{F_1}.$$

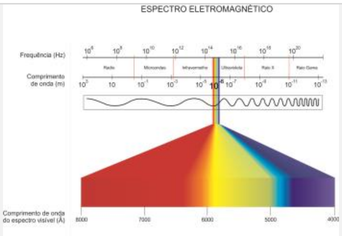
Índice da cor: é a diferença entre as magnitudes medidas em duas regiões espectrais diferentes. Ele não depende da distância do observador até a estrela, portanto é muito importante para a determinação da temperatura da estrela.

Magnitude Absoluta (M): é a magnitude (teórica) que o astro teria se estivesse a 10 pc do observador. Está associada à magnitude aparente pelo módulo de distância:

$$m - M = 5\log r - 5,$$

onde r é a distância medida em parsecs.

Magnitude bolométrica: é a magnitude absoluta, correspondente à energia em todas as frequências do intervalo espectral, ou seja, é o número associado à luminosidade do astro integrada em todo o espectro.



Questões de fixação

1. Considere uma estrela que está localizada a uma certa distância e tem magnitude aparente m = 1.

a) Quantas vezes mais fraca ela ficaria se estivesse ao triplo de sua distância ao observador?

b)Nesse caso, qual seria sua magnitude aparente?

2. A magnitude aparente total de uma estrela tripla (onde o total se refere à magnitude correspondente ao brilho somado de todas as estrelas componentes) é m = 0,0. Uma de suas componentes tem magnitude 1,0 e outra tem magnitude 2,0. Qual é a magnitude da terceira estrela?

3. A magnitude absoluta (M) é definida como a magnitude correspondente a uma distância de 10 pc do observador.

a) Deduza a expressão do módulo da distância, definido como a diferença entre a magnitude aparente e a magnitude absoluta.

b) Qual seria a expressão do módulo de distância se a magnitude absoluta fosse definida como a distância correspondente a 100 pc do observador?

c) Qual seria a magnitude absoluta M_V de uma estrela que tivesse magnitude aparente no visual V = 1,28 e se tivesse a uma distância de 150 pc do observador?

d) Qual é o módulo de distância dessa estrela?

4. Sobre o Sol:

a) qual é a sua distância até a Terra em parsecs?

b) qual é o seu módulo de distância?

c) se sua magnitude aparente é de -26, qual é a sua magnitude absoluta?

d) qual é a magnitude aparente do Sol visto de Saturno, que está a 10 UA de distância do Sol?

5. Para uma certa estrela é medida a magnitude visual aparente V = 12,5 e a magnitude azul aparente B = 13,3.

a) Qual é a razão entre os fluxos B e V dessa estrela?

b) Quanto vale o índice de cor (B-V) dessa estrela?