Imageamento astronômico: fotometria e sistemas de magnitudes I. Pr que fotometria?

- Fotoimetria: medida da energia recebida pelos objetos celestes.
- "Glossário" fotométrico:
 - Luminosidade: energia gerada pelo objeto (Unidade: e.g. : erg/s)
 - Fluxo: energia recebida (na Terra) por uma fonte pontual, e.g. estrelas (Unidade: erg/s/cm²)
 - Fluxo: energia recebida (na Terra) por uma <u>fonte extensa</u> e.g. galáxia (Unidade: erg/s/cm²/steradian)
- A medida do fluxo, combinada com a informação da distância permite determinar a luminosidade de um objeto.
- A luminosidade é ingrediente essencial para determinar outras proriedades físicas como temperatura, massa, tamanho etc.

Adaptados das notas de aula do Dr. C.S.J. Pun da Universidade de Hong-Kong (http://www.physics.hku.hk/~phys2022)

II. Sistema de Magnitude

- Astronomos comparam o brihlo de objetos usando um sistema de magnitude em escala logaritmica
- Porque log. ? O olho humano é logaritmico e nesse caso diferenças iguais de mag. significam razões iguais de brihlo.
- O astrônomo grego Ptolomeu (2nd century A.D.) catalogou 1028 stars, as quais atribuiu magnitudes de 1 a 6:: 1 = mais brihlante; 6 = mais fraca
- Note: Maior a magnitude \rightarrow Mais fraco o objeto
- Em 1850, o astronomo britânico Pogson notou que uma diferença de 5 magnitudes equivalia a uma razão de 100 em brilho 90u fluxo).

II. sistema de Magnitude

- Assim sendo:
 - $\succ \mathbf{x}^5 = 100 \rightarrow \mathbf{x} = \mathbf{100}^{1/5} \rightarrow \mathbf{x} = \mathbf{2.511}$
- Ou seja, uma estrela de mag<u>nitude 1 é</u> 2.511 vezes mais brilhante que uma de magnitude 2, e assim por diante.
- Magnitude Zero: Vega (definição)
- Estrela mais brilhante : Sirius (-1.6), Objeto mais fraco: Pelo telescópio Hubble (~30)

III. Fotometria absoluta e diferencial

- Compare o fluxo de dois objetos no sistema de magnitude
- Dados seus fluxos f_1, f_2 terão magnitudes m_1, m_2 tal que: $m_1 - m_2 = -2.5 \log_{10}(f_1/f_2)$
- **Ou:** $f_1/f_2 = 10^{-0.4(m1-m2)}$
- Na fotometria diferencial apenas a razão de fluxos é considerada
- Para criar uma escala absoluta necessita-se de uma referência.
- Estrela escolhida: Vega (α Lyrae), magnitude = 0 em todos os filtros
- Na banda V (centrada em 5500Å, $m_V = 0$ corresponde a um fluxode 3.6 x 10⁻⁹ erg cm⁻² s⁻¹ A⁻¹)

III. Fotometria absoluta e diferencial

• Magnitude de um objeto: $m_1 = -2.5 \log_{10}(f_1/f_{Vega})$ or

 $m_1 = -2.5 \log_{10} f_1 + const.$

- O valor de *const. será* medido no mesmo filtro usado para medir m₁
- A fotometria absoluta , equivale a fazer fotometria diferencial sempre com a mesma estrela de comparação
- Sistema Alternativo: "AB" onde const. Tem um valor constante em todos os filtros e função de f.



Figure 3.1: Standard photometric systems illustrated.

Standard photometric systems generally use the spectrum of Vega to define magnitude zero. The spectrophotometric magnitudes AB_v and ST_λ refer instead to spectra of constant f_v and f_λ respectively. Magnitude zero in both systems is defined to be the mean flux density of Vega in the Johnson *V* passband. Thus all three of the spectra shown here produce the same count rate in the Johnson *V* passband. The pivot wavelength of Johnson *V* is defined to be the crossing point of the $AB_v = 0$ and $ST_\lambda = 0$ spectra.

IV. Magnitude Aparente e Absoluta

- Magnitude aparente (m) = magnitude observada de um objeto (relaciona-se com o fluxo)
- A magnitude aparente depende a luminosidade e da distância: $f = L/4\pi d^2$



IV. Magnitude Aparente e Absoluta

Magnitude absoluta(M) = magnitude de um objeto colocado a uma distância de 10 parsec (pc) – Relaciona-se com a luminosidade

• Supondo que um objeto de mag. absoluta *M* esteja a uma distância d, sua mag. aparente *m* será:

 $m-M = -2.5 \log_{10}(f_1/f_2)$ $m-M = -2.5 \log_{10}(d_2^2/d_1^2) = -5 \log_{10}(10/d)$ $m-M = 5 \log_{10}d - 5, \text{ onde } d = \text{distância em pc}$

 A diferença entre as magnitudes aparentes e absoluta, m–M é chamada de módulo de distância do objecto.

V. Filtros

- The A energia emitida por todos os objeto varia com a comprimento de onda. Para medir isso precisaríamos mediar desdo os raios gama até as ondas de rádio.
- A potência total gerada por um objeto é chamada de luminosidade bolométrica.
- Essa grandaza é útil para comparar com modelos teóricos, mas mutio difícil de se medir na pratica.
- Geralmente medimos o fluxo num intervalo de comprimento de onda restrico, com o auxílio de filtros.
- Luz de todos os comprimentos de onda alcançam o ponto facal do telescópio, mas apenas os fótons permitidos pelos filtros chegarão ao detector.

Properties dos Filtros

- Two main types of filters:
 - Vidro colorido: banda larga, grande cobertura
 - interferencial: banda estreita
- Curva de transmissão S(λ), ou Curva de resposta, de uma filtro é a fração de luz transmitida em função do comp. de onda.
- Banda passante de um filtro é o intervalo total de comp. de onda transmitidos. Usualmente é representado pelo Full Width Half Maximum (FWHM) da curva de transmissão.



Propriedades dos Filtros

• Fluxo de energia recebido na Tera:

$$f = \int_0^\infty f_0(\lambda) T(\lambda) R(\lambda) S(\lambda) d\lambda$$

where $f_0(\lambda) =$ Flux incidente na atmosferada Terra $T(\lambda) =$ Transmissão pela atmosfera $R(\lambda) =$ Eficiência do sistema (detector, óptica e telescópio)

 $S(\lambda) =$ função de transmissão do filtro

Filtros largos

 Para fazer um filtro largo normalmente usa-se uma combinação de dois vidros coloridos, um que corta comprimentos de onda grandes (cut-off filter), e outro cortando comprimentos de onda menores (cut-on filter).



VI. Sistema de filtros

- A astronomia desenvolveu alguns sistemas fotmétricos de filtros largos e intermediários.
- O sistem de filtros largos mais popular no século XX era o *Johnson – Cousins* UBVRI
 - U (ultraviolet),
 - B (blue),
 - V(visual),
 - R (red),
 - I (infrared).



Courtesy: Observational Astronomy by Birney, et al.

 O sistema da banda intermediária mais popular é o Stromgren uvbyβ.



 Os filtros infravermelhos (*Johnson J,H,K,L,M,N*) foram desenhados para aproveitar ao máximo as janelas de transmissão atmosféricas.



 O conjunto de filtros mais popular da atualidade é o sistema u'g'r'i'z' filter system usado pelo Sloan Digital Sky Survey.



Filter function * Detector QE

Nomenclatura

- Sempre especifique em qual banda uma medida é feita:
- Magnitude aparente com o filtro $V = m_V$ (ou apenas V)
- Magnitude absoluta com o filtro $V = M_V$ (sempre)
- Cores: Suponha medidas de fluxo em dois filtros $m_A = -2.5 \log f_A + c_A$ $m_B = -2.5 \log f_B + c_B$
- A razão de fluxos nesses filtros é o chamada de índice de cor:

$$m_A - m_B = -2.5 \log(f_A/f_B) + (c_A - c_B)$$

- Note: $A B \equiv m_A m_B \equiv M_A M_B$ (porque?)
- Convenção 1: $c_A c_B$ é baseado em Vega (estrela tipo A0V) então sua cor é semre zero, i.e. U - B = B - V = ... = 0
- Convenção 2: O filtro de menor comprimento de onda vem na frente: i.e. cores negativas significa objeto mais azul que Vega

VII Fotometria CCD

Passous para se fazer fotometria astronomia com imagens CCD:

- 1. Faça imagens do ojjeto em vários filtros
- 2. Observe também um campo de estrelas padrão com os mesmos filtros e diferentes massas de ar.
- 3. Reduza as imagen CCD com bias e flat
- 4. Meça a razão de contagens por objeto (ADU/s) (fotometria de abertura ou ajuste de PSF)
- 5. Corrija pela extinção atomsférica
- 6. Converta ao sistema padrão usando as equações de transformação.

VII Fotometria CCD

- 1. Imagem do objeto:
- Para observar em vários filtros é conveniente te-los todos montados dentro da sua câmera numa roda de filtros



Hubble Space Telescope Advanced Camera for Survey filter wheels (NASA/AURA)

2. Image standard star field:

- We need to compare the photometry data we measure with a list of standard stars, of which the photometry has been accurately corrected, to determine the zero-point.
- In 1970s Arno Landolt accurately determined photometry of stars in standard *UBVRI* filter passbands along the celestial equator, arranged in "Selected Areas"
- Observers just need to take images of these standard star fields to do photometry.

THE ASTRONOMICAL JOURNAL

VOLUME 104, NUMBER 1

JULY 1992

UBVRI PHOTOMETRIC STANDARD STARS IN THE MAGNITUDE RANGE 11.5 < V < 16.0 AROUND THE CELESTIAL EQUATOR¹

ARLO U. LANDOLT²

Louisiana State University Observatory, Baton Rouge, Louisiana 70803-4001 Received 7 January 1992; revised 6 March 1992

ABSTRACT

UBVRI photoelectric observations have been made on the Johnson-Kron-Cousins photometric system of 526 stars centered on the celestial equator. The program stars within a 298 number subset have sufficient measures so that they are capable of providing, for telescopes of intermediate and large size in both hemispheres, an internally consistent homogeneous broadband standard photometric system around the sky. The stars average 29 measures each on 19 nights. The majority of the stars in this paper fall in the magnitude range 11.5 < V < 16.0, and in the color range -0.3 < (B-V) < +2.3.

- 2. Image standard star field (cont'd):
- Image a region in the sky which contains one or more of the standard stars in the catalog. Knowledge of field-of-view of telescope will be useful.
- Image the region in the <u>same</u> filters as the ones used for doing photometry (to get transformation equation)
- Image the region in a range of airmass (how do you do that?) to determine the atmospheric extinction correction.

- 3. Reduce CCD data:
- We process the CCD data as outlined in the previous chapter, i.e. with help of bias, dark, and flatfield frames.

4. Measure count rate:

- We just want to measure the total number of counts in the stellar image. And count rate = (# of counts)/time
- Because of atmospheric seeing, light from stars cover more than one pixel in the image.
- The point spread function (PSF) is the shape of the CCD image of a point (unresolved) source of light. *Except a few very nearby and large stars, all stars are point sources.*
- Two main methods: aperture photometry and PSF-fitting photometry

Point Spread Function (PSF)

- A point spread function (PSF; função de espalhamento de um ponto) é a forma da imagem Ccd de um fonte pontual (não resolvida). Excetuando-se umas poucas estrelas muito grandes e próximas, todas as estrelas são fontes pontuais.
- O tamanho angula da PSF é determinado pelo tamanho, óptica, foco e acomapnhamento do telescópio. Se tudo funciona bem a componente principal da PSF é o seeing atmosférico.
- Supondo uma boa óptica a PSF deve ser circularmente simétrica.
- Uma medida comum da PSF é a full width at half maximum (*FWHM*), i.e. o diâmetro onde o fluxo por pixel cai a metade.
- A PSF observada pode ser aproximada por um "caroço" Gaussiano, e uma grande "halo" que pode ser modelado com uma função de potência ($I \propto t^{\alpha}$, where α is the power-law parameter)

Point Spread Function (PSF)



Point Spread Function (PSF)

- Pode ser aproximado por funções analíticas:
 - 1. Gaussian : $I(x, y) = I_0 e^{-r^2/2\sigma^2}, r = \sqrt{(x x_0)^2 + (y y_0)^2}$ where I_o = intensity at maximum, σ = width of the Gaussian, and $x_o, y_o = x, y$ coordinates of the maximum position. 2. Modified Lorentzian: $I(x, y) = I_0 / [1 + (r^2 / a^2)^b], r = \sqrt{(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2}$ 3. Moffet: $I(x, y) = I_0 / [1 + (r^2 / a^2)]^b, r = \sqrt{(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2}$

where *a* and *b* are fitting parameters

- A PSF não tem uma borda, i.e. a intensidade diminui com a distância mas nunca chega a zero.
- Como todas as estrelas são fontes pontuais todas tem a mesma forma e tamanho.

(porque então algumas estrelas parecem maiores do que outras nas imagens?)

NGC 3293, an open star cluster

© Anglo-Australian Observatory

<u>Razão</u>: Imagens são mostradas numa escala onde o brilho é proporcional ao valor de cada pixel. Para cada nível de intensidade o tamanho de uma estrela brilhante será maior do que o de uma estrela fraca.



Courtesy: W. Romanishin (U Okalahoma)

Ideia básica: Integrar todas as contagens perto do centro da estrela.



- 1. Determine o centro (x_0, y_0) da estrela (média ponderada pelo fluxo)
- 2. Integre as contagens (N_{ap}) dentro de uma abertura centrada em (x_0, y_0) , com área = A_{ap}
- 3. Estime o sinal do fundo (céu) por pixel S_{sky} usando uma anel (mediana ou moda), com área = A_{sky} ($\approx 3A_{ap}$)
- 4. Compute a magnitude instrumental onde t_{exp} é o tempo de exposição.

$$m_{I} = -2.5 \log \left(\frac{N_{ap} - A_{ap} S_{sky}}{t_{exp}} \right)$$



do fundo suplanta ao da PSF, levando a uma redução do fluxo total.

Credit: S.B.Howell, Handbook of CCD Astronomy





Nos gráficos, as entrelas diferem 0,3 e 2,0 em mag., respectivamente, comparadas com a primeira. Escala de placa = 0.4"/pix, FWHM seeing = 3 pix

Credit: S.B.Howell, Handbook of CCD Astronomy

- <u>Problema</u>: Os pixeis centrais não contém TODA luz da estrela. Mas aberturas maiores significam menor S/N.
- <u>Solução</u>: Uma técnica chamada correção de abertura, baseada no fato de que *a fração de toda luz numa dada abertura é a mesma para todas asestrelas., de todos os brilhos*.
- 1. Escolha uma estrela brilhante com uma PSF bem amostrada.
- 2. Meça a estrela brilhante usando duas aberturas diferentes, uma pequena (1.4 * FWHM) e uma grande (~ 3-4 * FWHM), resultando em magnitudes instrumentais m_{small} and m_{large} , respectivamente.
- 3. Compute a correção de abertura: $\Delta = m_{large} m_{small}$ (qual deve ser o sinal de Δ ?)
- 4. For faint stars, it is more accurate to estimate the instrumental magnitude as $m_{small} + \Delta$

Fotometria PSF

- Suponhamos que todas as PSFs estelares são Gaussianas, então todas as estrelas terão o mesmo σ , e diferirão $I(x, y) = I_0 e^{-r^2/2\sigma^2}$ apenas em I_{o} .
- Use um program de ajuste para determinar I_0 para as estrelas.
- Magnitude instrumental: $m_I = -2.5 \log I_0 + const$
- Vantagens: (1) Mais preciso porque usa todos os pixels e é menos afetado por pixeis ruins; (2) Funciona melhor em campos densos onde o fundo de céu não é uniforme.
- Desvantagens: (1) O program de ajusta é mais complicado (e.g. DOPHOT ou DAOPHOT); (2) ainda precisa da fotometria de abertura para encontrar o pontozero.

- 5. Correct for extinction: Two sources
- Airmass: $m_0 = m_{\lambda} \Delta m_0 M(\zeta)$, where $M(\zeta) = \sec \zeta$ for $\zeta < 60^\circ$ (Chapter 2), m_0 and m_{λ} are the intrinsic and measured magnitude respectively
- Interstellar dust: Many galaxies (spiral) are dusty!
- Dust absorbs light coming from stars and then emits it in all different directions (scattering).
- Therefore, dust always reduces light of stars received. This effect is the absorption/extinction effect of dust.
- Effect of light absorption: $m_0 = m_{\lambda} A_{\lambda}$, where A_{λ} is the effect due to extinction

Interstellar dust absorption



- In the optical region, A_λ ↓ with ↑ λ (Rayleigh scattering). Therefore, more blue flux of objects is absorbed than in the red. It is called the reddening effect of interstellar dust.
- Usually, express dust absorption by color excess E(B-V)of the star, where $A_{\lambda} = R_{\lambda} \times E(B-V)$, and experimentally, we find $R_{\lambda} = 3.1$ for all λ for interstellar dust.
- Color excess $E(B-V) = (B-V)_{observed} (B-V)_{intrinsic}$ can be measured by comparing the observed spectrum with unreddened stars of the same spectral type (cf Chapter 7)

Reddening Effect of Dust



- 6. Convert to standard photometry:
- Need to convert the instrumental magnitudes obtained to that of standard photometry system.
- Use standard stars to determine the transformation equations from our system to that of the standard.
- After correcting for extinction, the color of a standard star, we obtain the instrumental color $(V-R)_I = m_I(V) m_I(R)$
- The instrumental color of the standard star is compared to that listed in the catalog $(V-R)_{cat}$
- Transformation equation: Generally, we can write $(V-R)_{cat} = a \times (V-R)_{I} + b$, where *a* and *b* are constants.
- If filters similar to that of the standard system are used, then $a \sim 0.8 1.2$. But there is no expected range for b.

- 6. Convert to standard photometry:
- Use a few standard stars to generate enough data points for a linear fit to obtain *a* and *b*.
- We can then use the transformation equation to convert the instrumental colors of the stars we measured, to colors in the standard system.
- Therefore, we need to observe standard stars with colors bracketing the colors of the target stars.

- 6. Convert to standard photometry:
- Similarly, to obtain photometry (e.g. Vfilter), need to correct for the different zero points between our system and that of the standard stars.
- Offset equation: $V_{cat} = V_I + V_{ZP}$, where V_{ZP} is the zeropoint offset for the filter.
- In general, V_{ZP} is not a constant but is a function of the star's color.
- Transformation equation: $V_{ZP} = V_{ZP}^0 + c \times (V R)_{cat}$
- Similarly, use a few standard stars to determine V_{ZP}^0 and c.
- Photometry of our star, $V = V_I + [V_{ZP}^0 + c \times (V R)]$