

Sterrenkunde Practicum 2

Proef 1: Fotometrie en de kleuren van sterren

Henk Hoekstra & Paul van der Werf

7 januari 2013

1 Inleiding

Deze eerste proef van SP2 is een oefening in de omgang met fluxen, magnitudes, filters en kleuren en natuurlijk het programmeren in `python`. Verder leer je hoe je de onzekerheid bepaalt op een magnitude meting. Dit alles dient vooral als voorbereiding op de waarneemproof, waar je dit soort vaardigheden voor nodig zult hebben.

Bij de colleges *Inleiding Astrofysica* en *Sterren* hebben we al gezien dat er een relatie bestaat tussen de helderheid en kleur van een ster, zowel op de hoofdreeks als op de reuzentak. Dit komt omdat een ster bij benadering als een “zwart lichaam” straalt. In deze proef gaan we de kleur-magnitude relatie van een groep sterren bepalen en deze vergelijken met die van zwarte stralers, om vervolgens de temperatuur te schatten.

2 Python oefening

Tijdens de inleiding computergebruik voor SP2 hebben jullie een introductie over `python` gehad. Deze programmeertaal zul je veel gebruiken bij SP2 (en het BSc onderzoek). Onder het kopje “Nuttig” op de SP2 website kun je een aantal handleidingen over `python` vinden. Je kunt ook veel informatie zelf op het web vinden. Het eerste deel van deze proef is voornamelijk een `python` oefening.

Kopieer de file `spectra.tar.gz` van de website en pak deze uit met het `tar` commando in Linux. Kies nu drie sterren uit, waarvan je met `python` het spectrum plot (fluxdichtheid tegen golflengte), tussen 3000 en 9000 Å. Gebruik hiervoor `matplotlib`. Voeg duidelijke labels toe aan de assen, en ook een titel die aanduidt om welke ster en spectraaltype het gaat. Druk deze drie spectra af en lever ze in bij een van de assistenten.

3 Calibratie van kleuren en filters

De helderheid van astronomische objecten wordt vaak uitgedrukt in magnituden. Het door een telescoop opgevangen licht valt door filters op een gevoelige detector (bv. een CCD). Het door de detector gemeten signaal wordt omgezet in een *instrumentele magnitude*, d.w.z. een magnitude die nog niet gecalibreerd is.

Voor de calibratie wordt de instrumentele magnitude gemeten van *standaardsterren*. Van deze sterren zijn de magnituden nauwkeurig bekend, en zo kunnen we het verschil met de instrumentele magnitude bepalen. Met behulp van het zo berekende verschil wordt dan de magnitude berekend van alle bronnen die zijn waargenomen.

Een algemene formule voor de magnitude m_F in filter F is

$$m_F = -2.5 \log \frac{\int F(\lambda) S(\lambda) d\lambda}{\int S(\lambda) d\lambda} + C_F, \quad (1)$$

waarin $F(\lambda)$ de *monochromatische flux* (of *fluxdichtheid*) van de bron is, $S(\lambda)$ de transmissiefunctie van het filter (de “filtercurve”), en C_F een constante (NB: \log is in deze formule een logaritme met basis 10). We zien dat het argument van het logaritme een soort gewogen gemiddelde is van de monochromatische flux. De gewichtsfunctie is de filtercurve $S(\lambda)$. Het calibreren van fotometrische gegevens komt neer op het bepalen van de constante C_F .

Opgave 1:

1. Hoe groot is een Å?
 2. Geef een eenheid van fluxdichtheid.
-

In het meest gangbare magnitudesysteem zijn magnituden gedefinieerd door alle magnituden van de ster Vega (α Lyrae, in het Engels Vega) op nul te stellen. Met behulp van deze definitie zijn de magnituden van standaardsterren bepaald. Om de gemeten magnituden om te zetten in fysische grootheden, gebruiken we een spectrum van Vega, en een model van de gebruikte filtercurves. Op dezelfde manier kunnen we de magnituden van sterren berekenen op grond van de sterspectra, filtercurves, en het spectrum van Vega.

Opgave 2:

Bereken de kleuren van alle sterren waarvan de spectra gegeven zijn op de website. Het spectrum van Vega is ook te vinden op de website maar let op, dit spectrum is in andere eenheden gegeven. Zoek zelf uit hoe je dit spectrum in geschikte eenheden omzet.

Bereken de magnituden in de banden U , B en V (ultraviolet, blauw en visueel). Deze banden zijn gedefinieerd in Table 1.

Table 1: Definities van filterbanden voor deze opgave

Band	λ_0 [Å]	$\Delta\lambda$ [Å]
U	3659	660
B	4582	940
V	5448	880

We nemen aan dat de filters al het licht doorlaten rond de centrale golflengte λ_0 , plus of minus de halve bandbreedte $\Delta\lambda$, en daarbuiten geheel ondoorzichtig zijn. Bereken de kleuren door deze (blok)filters te simuleren.

[Hint: Gebruik de interpolatiefunctie uit `numpy` om het spectrum van de sterren te bepalen op het begin en einde van deze "blokfilters" en op 100 waarden er tussenin (met gelijke stapgrootte). Bepaal daarna de magnituden in deze filters.]

Plot de $U - B$ kleur tegen de $B - V$ kleur, afzonderlijk voor sterren op de hoofdreeks en voor reuzen. Geef in de plot aan waar de spectraaltypen O5, B0, A0, F0, G0, K0 en M0 liggen. Bereken tevens de $U - B$ en $B - V$ kleuren van zwarte stralers met temperaturen tussen 2000 en 30000 K (kies zelf een geschikte stapgrootte in temperatuur). Geef met een curve in de plot weer welke kleuren deze zwarte stralers hebben. Voeg relevante labels toe.

Zoals is te zien, wijken de kleuren van de sterren soms danig af van de kleuren van een zwarte straler. We zullen nu nader bekijken hoe dat komt.

Opgave 3:

Bereken (met behulp van het voorafgaande) voor de spectraaltypen B0, A0, F0 en G0 wat de temperatuur is van een zwarte straler die dezelfde $B - V$ kleur heeft. Deel voor elk van deze spectraaltypen het gemeten spectrum door het spectrum van de zwarte straler met dezelfde $B - V$ kleur. Plot de resulterende curven, en geef aan waar de U , B en V filters liggen. Geef aan de hand van deze figuur een verklaring voor het feit dat de sterren niet de kleuren hebben van een zwarte straler.

4 Fotometrie en de afstanden van sterren

In het vorige deel van deze proef heb je de kleuren bepaald van een aantal sterren met verschillende spectraaltypen. Nu gaan we van uit twee CCD opnamen de magnituden en kleuren van enkele sterren bepalen. Er zijn twee opnames gemaakt: in het B filter en in het V filter, zoals in Table 1 gedefinieerd. Parameters van deze opnamen zijn gegeven in Table 2.

Table 2: Parameters van de CCD opnamen

Filter	B	V
Belichtingstijd	30 s	10 s
Magnitude nulpunt	16.43	17.40

Het magnitude nulpunt is bepaald met behulp van opnamen van standaardsterren, en is gedefinieerd als de magnitude van een ster met een signaal van 1 ADU/s gemeten door de CCD. ADU (Analog Digital Unit) is de eenheid van “counts” gemeten op de CCD. Verder is gegeven dat de *uitleesruis* (readout noise) RON van de CCD $250 e^-$ is, en dat de gain g gelijk is aan $5 e^-/\text{ADU}$. Dit laatste getal geeft aan hoeveel fotonen (eigenlijk elektronen!) 1 ADU is. We gaan nu in `python` *apertuurfotometrie* doen op de CCD opnamen, waarbij we het totale signaal (in ADU) meten binnen een bepaalde apertuur, in dit geval een apertuur met een straal van 5 pixels. De procedures die je hiervoor nodig hebt zijn door Gilles Otten samengevoegd in de `python` library `sp.py` die je van de SP2 site kunt downloaden. De routine `sp.find` kun je gebruiken om objecten te vinden, en `sp.aper` doet de apertuurfotometriemeting. Om fits files in te lezen heb je de `pyfits` library nodig.

Opgave 4

Wat is het signaal (in ADU) dat binnen een straal van 5 pixels van de sterren in de B en V filters is gedetecteerd, en wat zijn de magnituden en kleuren van deze sterren?

De signaal-ruis verhouding (“Signal-to-noise ratio” of S/N) van een waarneming geeft aan hoe precies we een grootte gemeten hebben. Voor de waarneemproof is het belangrijk dat je vooraf kunt inschatten wat voor S/N een waarneming op gaat leveren, en achteraf wat voor S/N deze opgeleverd heeft. Daarom gaan we nu de onzekerheid en S/N bepalen van de magnituden die we zojuist bepaald hebben.

Statistisch is de fotonenstroom op te vatten als een Poisson-proces, door de willekeurige aankomsttijd van de fotonen (we laten hierbij andere kwantum-fysische eigenschappen van de fotonenstroom, die nog andere effecten van secundair belang opleveren, buiten beschouwing). Poissonstatistiek vertelt ons dan dat als S het aantal fotonen is dat we opgevangen hebben voor onze meting, \sqrt{S} de onzekerheid is op deze meting. In het ideale geval zou de S/N dus S/\sqrt{S} zijn, oftewel \sqrt{S} . Maar er zijn nog meer ruistermen. Er is de uitleesruis van de CCD, en er is een achtergrondsignaal met zijn eigen Poissonruis. Deze 3 ruistermen zijn onafhankelijk van elkaar en moeten daarom kwadratisch bij elkaar opgeteld worden. Let op dat we als eenheden hier het aantal fotonen gebruiken (want de Poisson-statistiek wordt veroorzaakt voor de eigenschappen van de fotonenstroom). Dit is meestal niet gelijk aan het aantal ADUs in een CCD pixel, tenzij de *gain* $g = 1 e^-/\text{ADU}$ is. Als N het aantal ADUs afkomstig van de bron is, geldt dus $S = gN$. Per pixel krijg je ook N_{sky} ADUs binnen van de hemelachtergrond. Ook de RON geldt voor ieder pixel. Dus

$$\sigma_{\text{bron}} = \sqrt{S} = \sqrt{gN_{\text{bron}}} \quad (2)$$

$$\sigma_{\text{achtergrond}} = \sqrt{gN_{\text{achtergrond}}} \quad (3)$$

$$\sigma_{\text{uitlezen}} = \text{RON}. \quad (4)$$

Dus als je sommeert over k pixels wordt de totale ruis

$$\sigma_{\text{totaal}} = \sqrt{gN_{\text{bron}} + k(gN_{\text{achtergrond}} + \text{RON}^2)}. \quad (5)$$

Dus

$$S/N = \frac{gN_{\text{bron}}}{\sqrt{gN_{\text{bron}} + k(gN_{\text{achtergrond}} + \text{RON}^2)}}. \quad (6)$$

Hierin is N_{bron} het *totale* aantal van de bron opgevangen ADUs (dus opgeteld over k pixels), terwijl $N_{\text{achtergrond}}$ het achtergrondsignaal *per pixel* in ADUs is. De S/N kun je nu gemakkelijk omrekenen naar een onzekerheid in magnitude.

Opgave 5

Bepaal de S/N waarden en onzekerheden in de in Opgave 4 bepaalde magnituden.

Wat betekent het nu als je iets met een S/N van bv. 5 hebt waargenomen? Dat houdt in dat je gemeten resultaat $5\times$ groter is dan de onzekerheid in de meting, dus een onzekerheid van 20%. Hoe groter de S/N hoe beter. Een grotere S/N kan bereikt worden door langer te belichten/integreren, want het waargenomen signaal gaat lineair omhoog met de belichtingstijd, terwijl de ruis-factoren met de wortel van die belichtingstijd omhoog gaan (en de uitleesruis is onafhankelijk van de belichtingstijd). Dus S/N *verbetert met de wortel van de belichtingstijd*. Soms hoor je een astronoom horen zeggen dat hij/zij iets op “5 sigma” heeft waargenomen. Hiermee wordt bedoeld een S/N van 5. Een 1 of 2σ resultaat wordt niet als statistisch betrouwbaar gezien. De grens van acceptabele detectie wordt normaal gesteld op 3σ , en met 10σ (een fout van 10%) begin je in de precisie-fotometrie terecht te komen.

Het is belangrijk te beseffen dat vaak niet alle factoren in het ruisbudget worden meegenomen. Bijvoorbeeld, dadelijk wordt m.b.v. de kleur het spectraaltype van een ster bepaald, maar hierbij wordt geen rekening gehouden met mogelijk interstellair stof dat de kleuren kan beïnvloeden. De onzekerheid is daardoor groter dan je zou verwachten op grond van alleen de onzekerheid in de waarneming.

Opgave 6

Bepaal de spectraaltypen van de zojuist gemeten sterren door hun $B - V$ kleuren te vergelijken met die van de sterren in het eerste deel van deze proef.

Opgave 7

Een van de sterren is net als Wega van type A0. Zoek uit welke ster dat is. Wega staat op 7.75 pc afstand. Hoe ver staat onze ster? Hoe zouden we de afstanden tot de andere sterren op de CCD kunnen schatten, en wat voor aannames moeten we daarbij maken?