

Astronomi fra observation til vidensformidling

Fotometri

Karsten Brogaard

Astronomi fra observation til vidensformidling

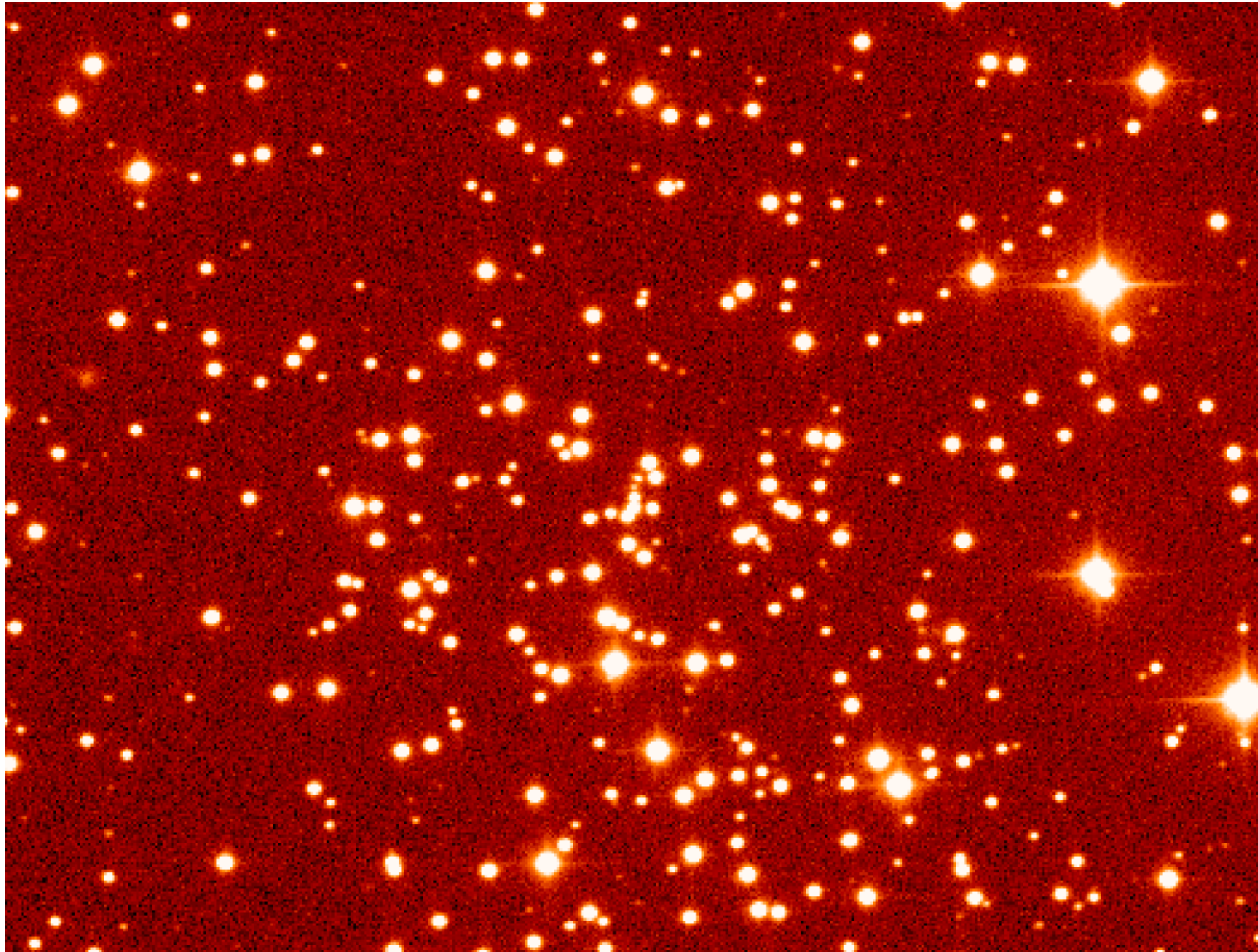
Opfølgning fra sidst!

- Opgaverne (word dokument)

Astronomi fra observation til
vidensformidling

Personpræsentationer

Fotometri

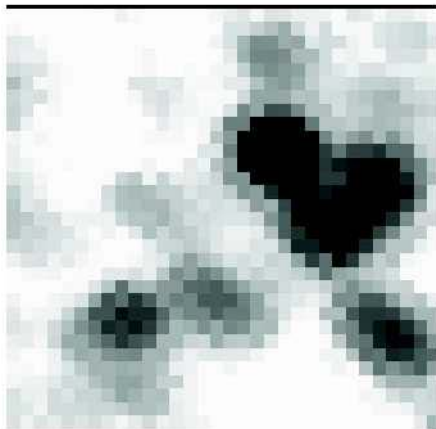


Hvorfor?

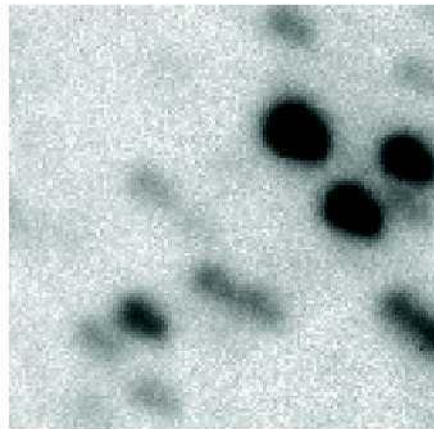
Vi vil vide noget om det objekt vi observerer!

Måleinstrumenter

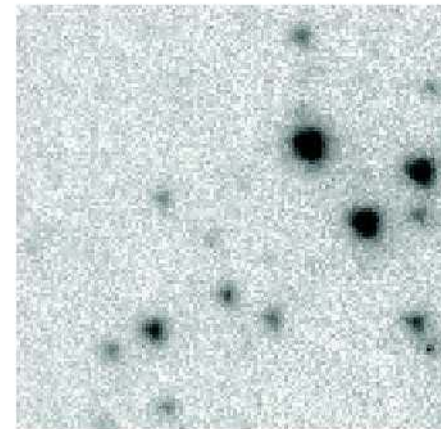
- Positions u-følsomme detektorer (fotomultiplikator, proportional counter)
- Positions følsomme detektorer (fotografisk film, **CCD**)



(a) *DFOSC image*



(b) *Andor 100%*



(c) *Andor 5% selection*

Foto-multiplikator: Tidligere et meget anvendt redskab, nu kun i begrænset Omfang, til specielle projekter.

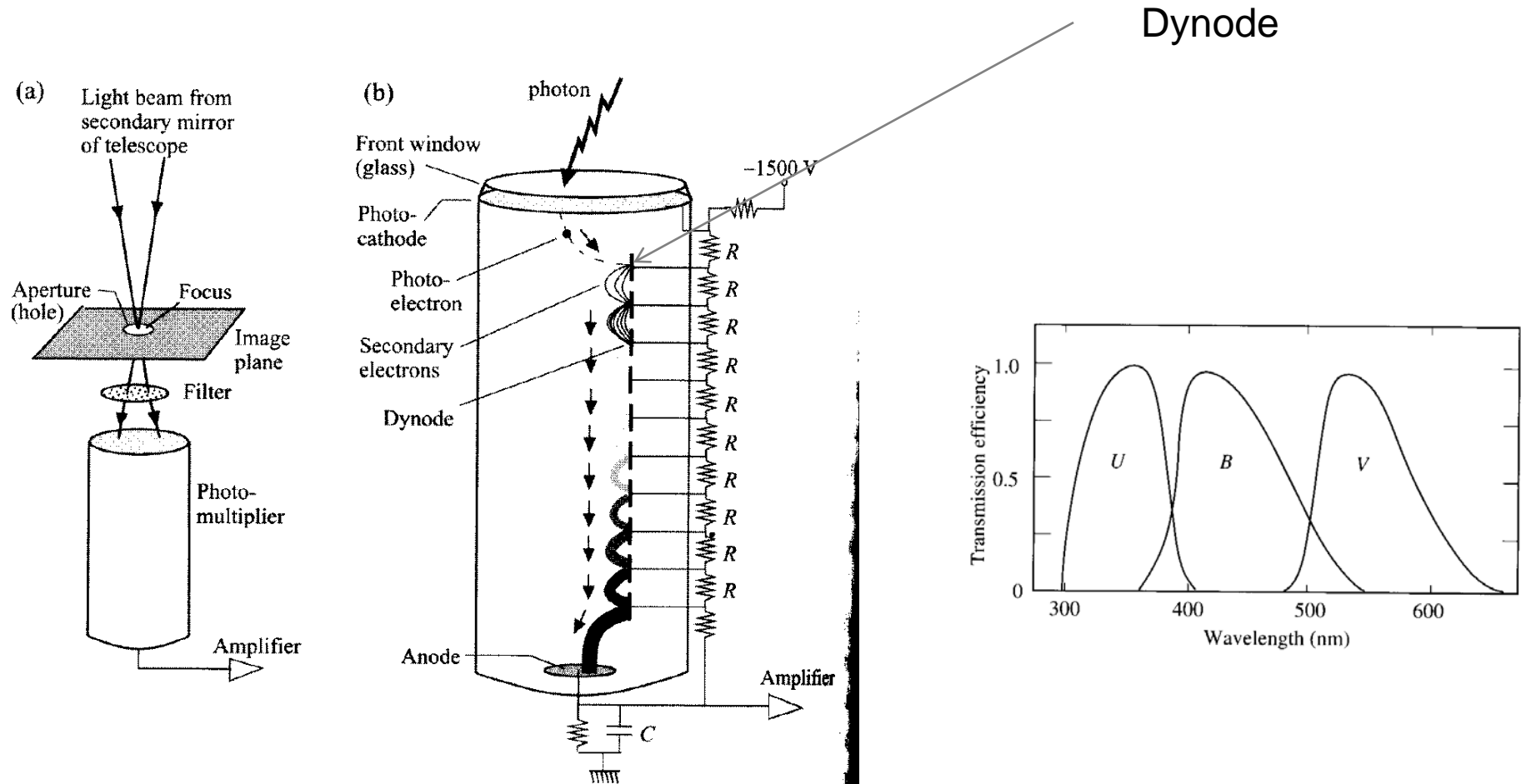


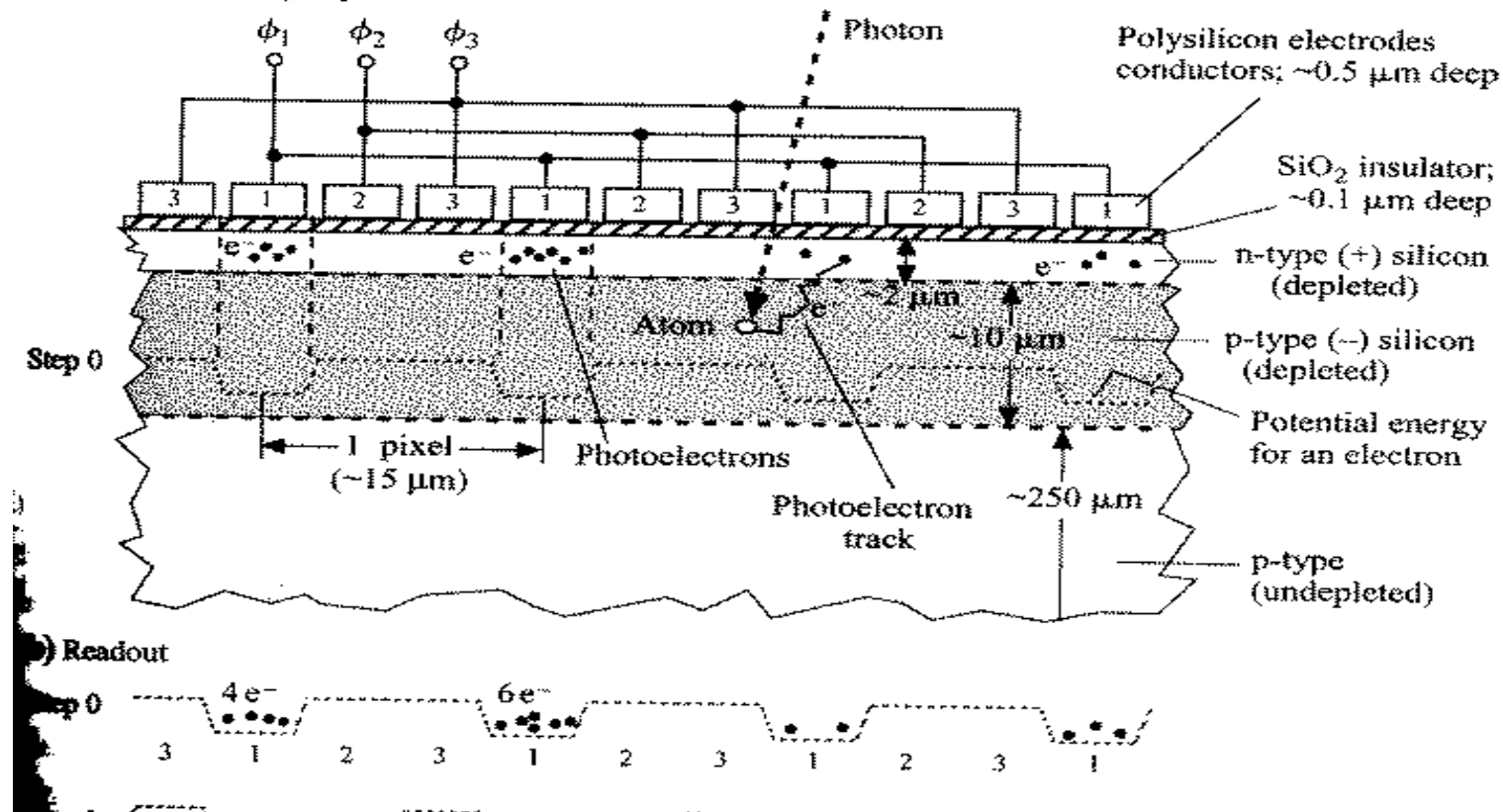
Figure 6.1. (a) Classic arrangement for quantitative measurement of flux of light

The MAGIC telescope on La Palma... Fotomultiplikatorer bruges til detektion af Cerenkov stråling.



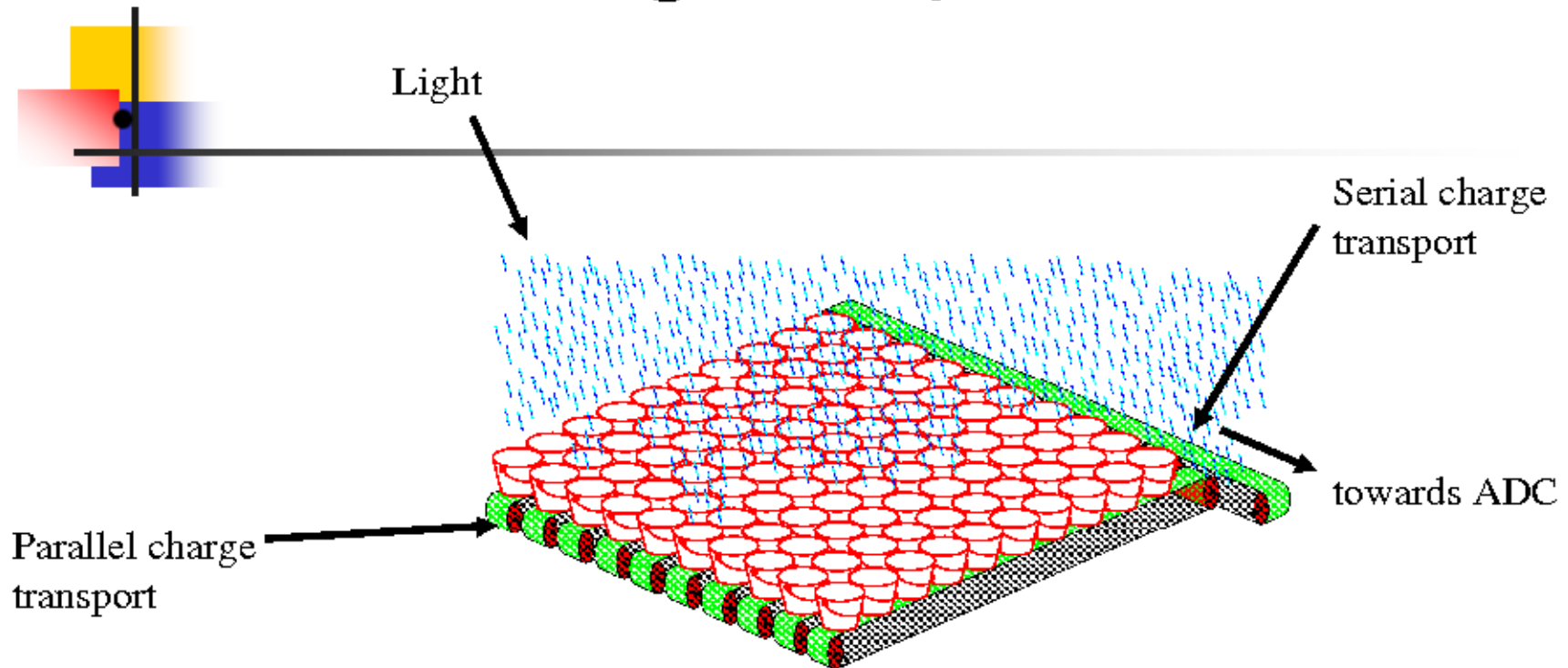
Charge Coupled Device (CCD)

(a) Side view during exposure

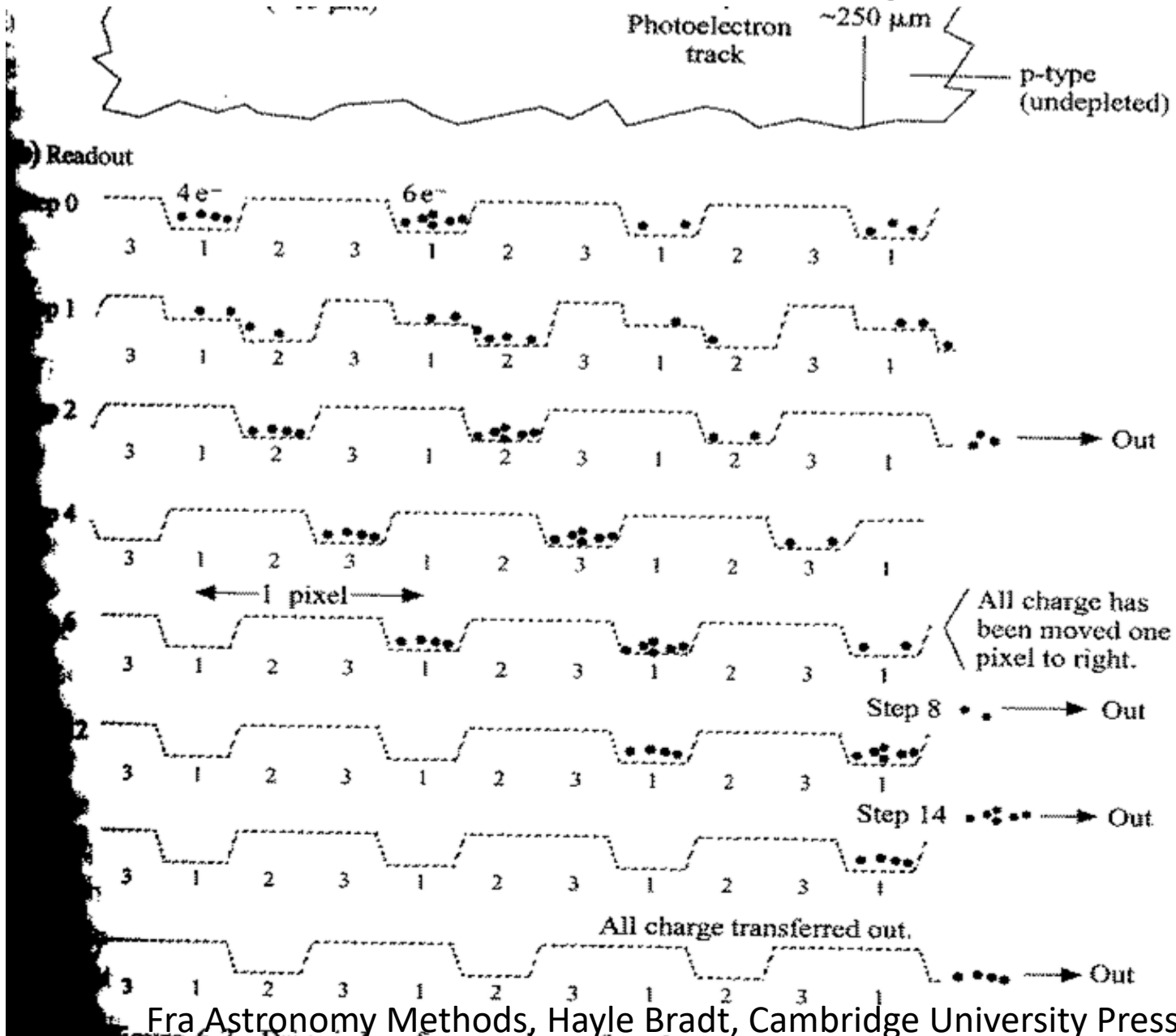


CCD'er for optisk/uv er baseret på Silicium.

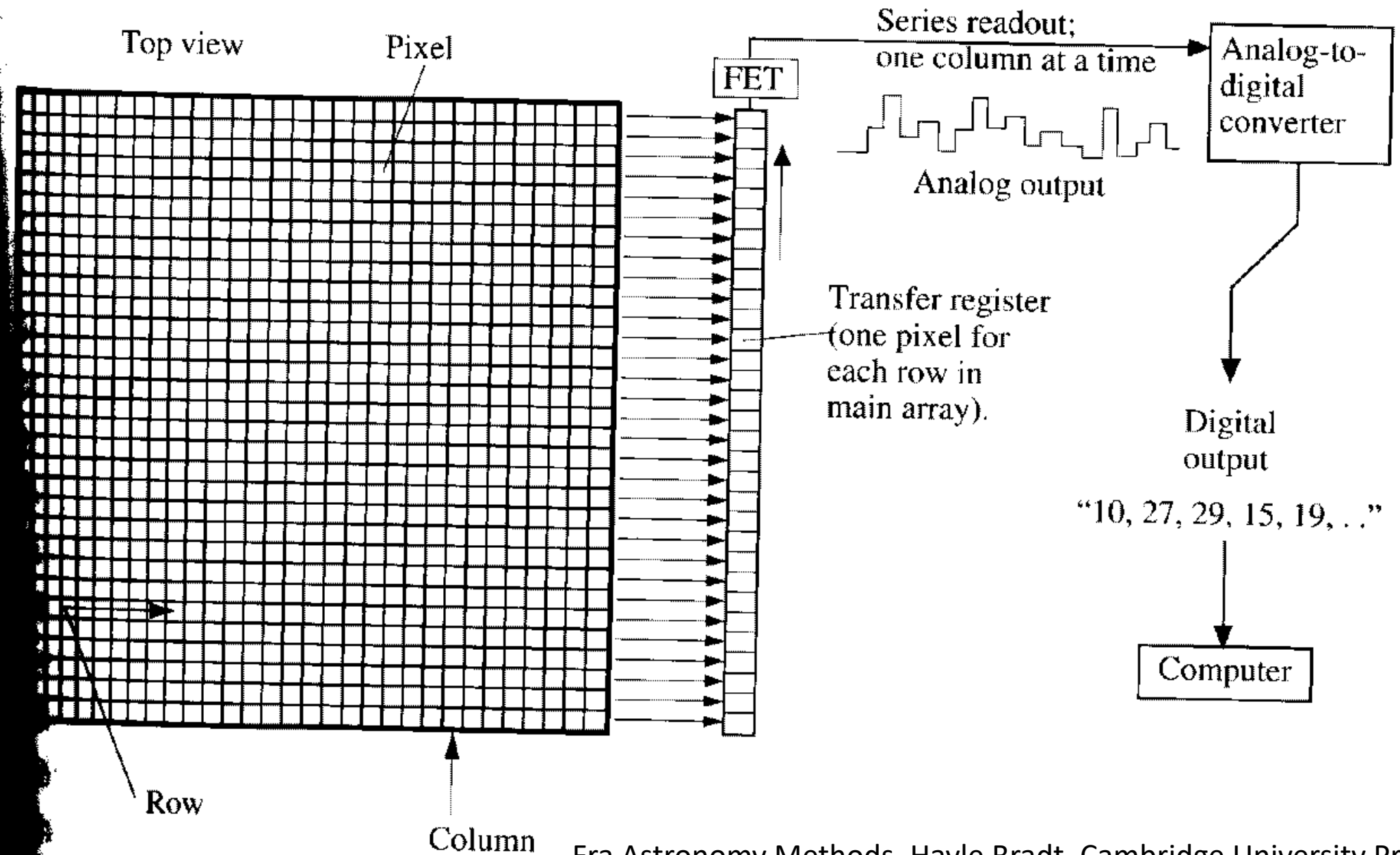
Charge Coupled Device



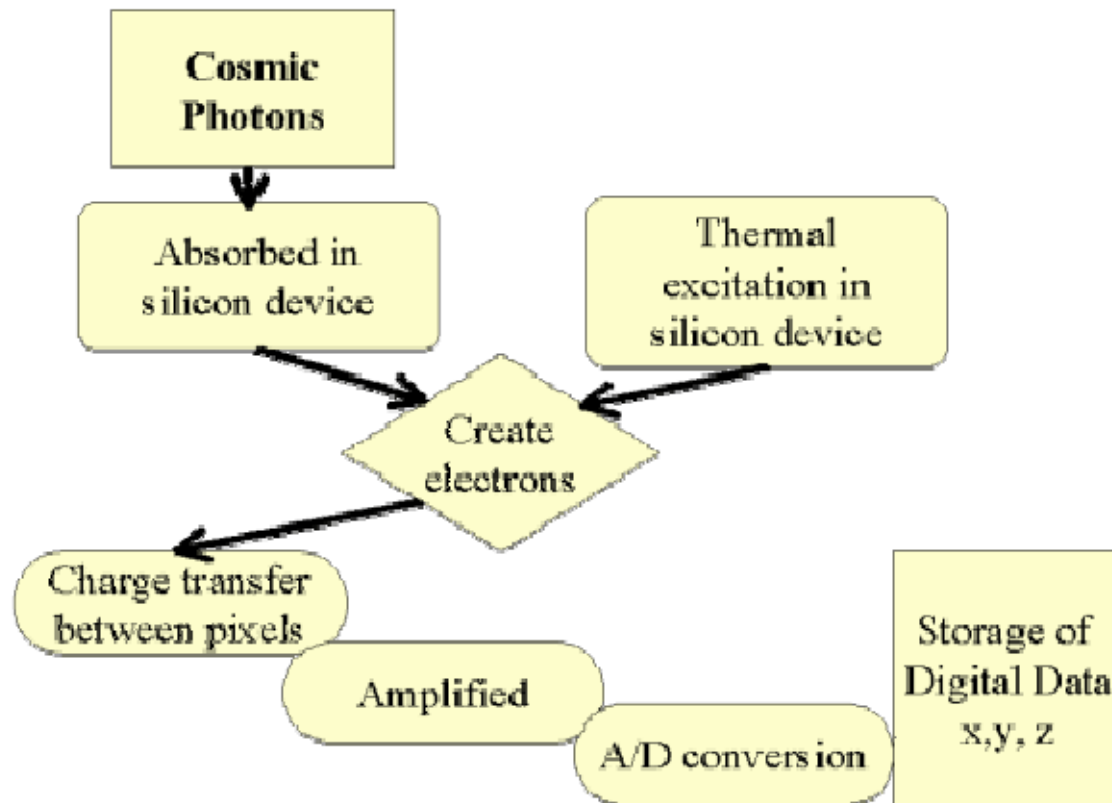
CCD udlæsning



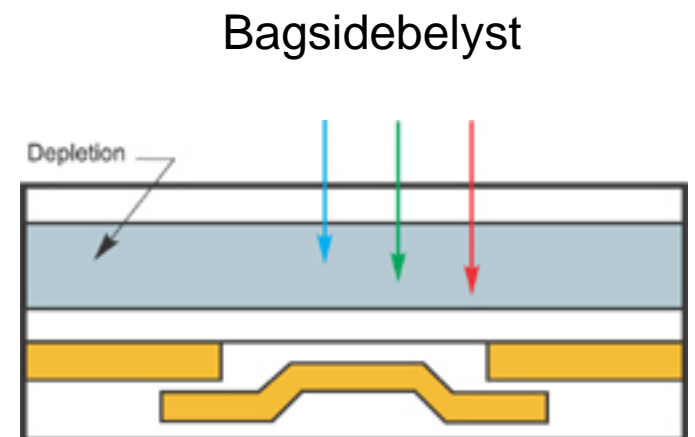
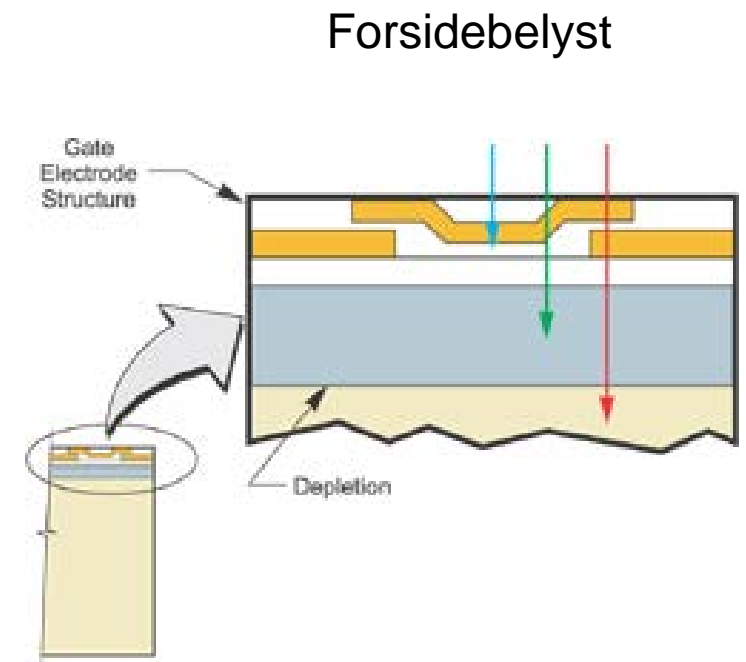
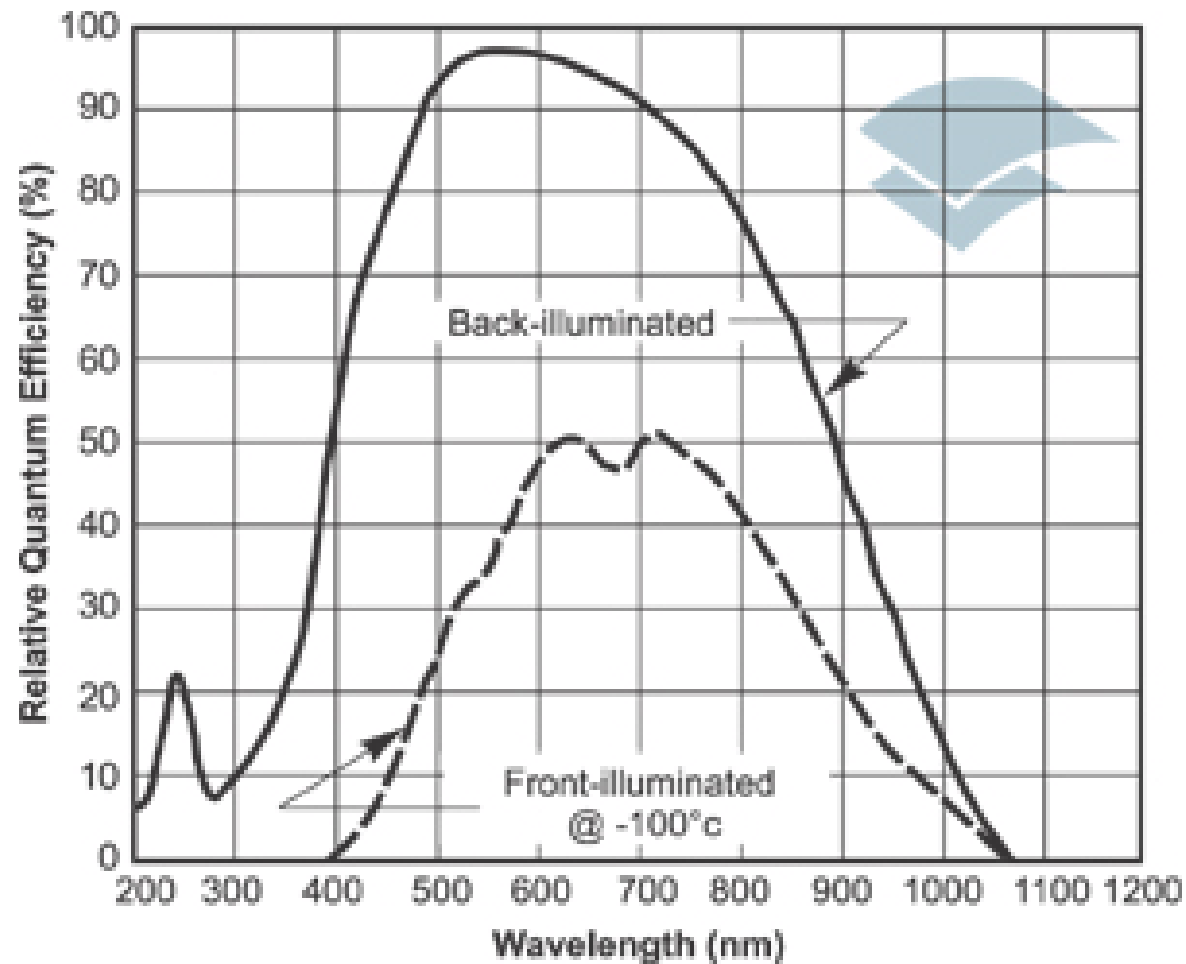
CCD udlæsning



“Elektron-flow” for CCD kameraer:



CCD'en producerer en x,y position samt et tælleantal for hver pixel – dette gemmes



Fotografisk film: ca. 1% QE.

Linearitet, højt dynamisk område.

CCD datareduktion

CCD billeder har (mindst) disse komponenter:

Bias + Mørkestrøm + Signal (flux fra instrument)

PRE- eller OVER-SCAN!

Alle billeder har udlæsestøj!

Alle billeder skal have bias trukket fra.

- Bias billedet kan have struktur, derfor fratrækkes oftest et billede, men overvej lige udlæse-støjen!....

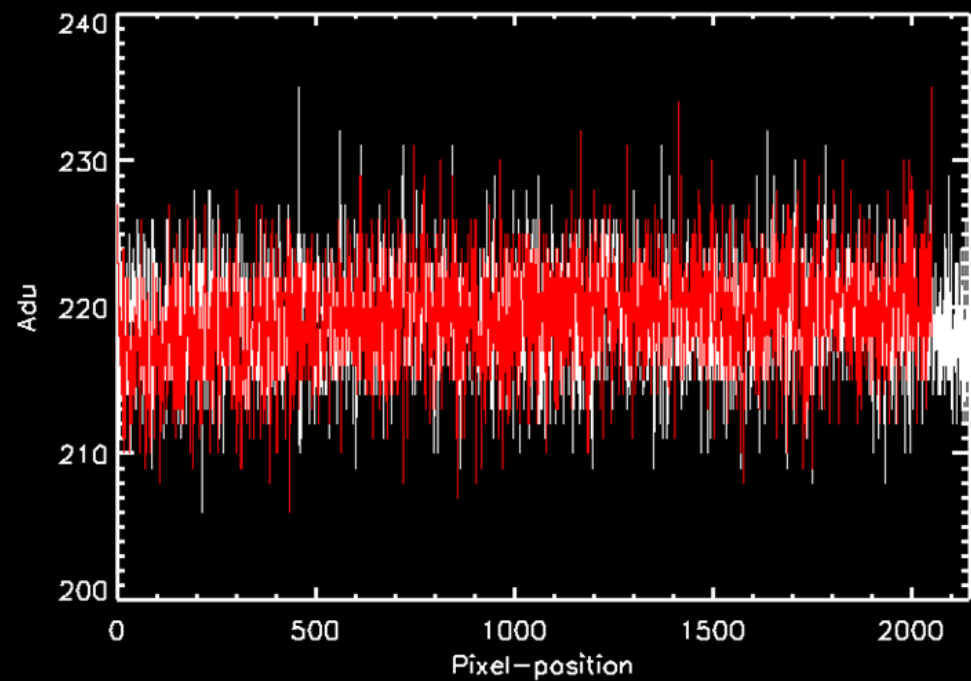
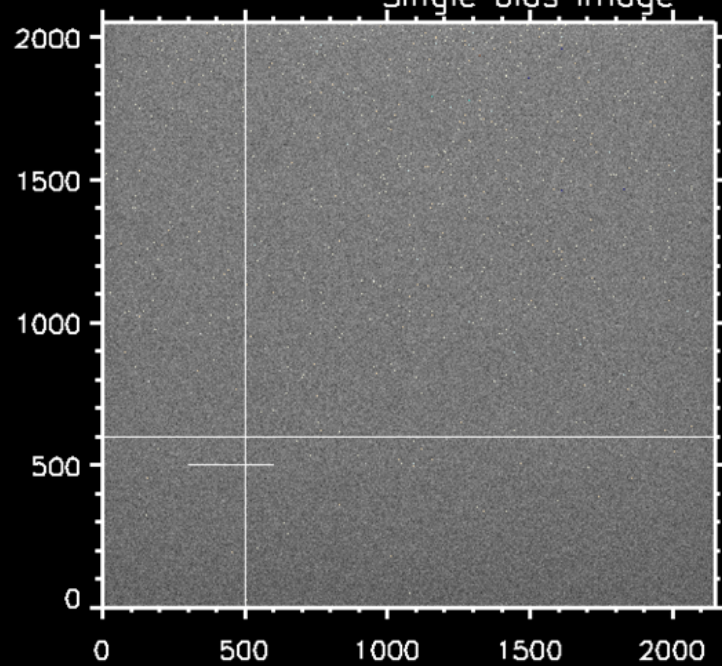
Hvis flux-niveauet i 'science' billederne er lavt, bliver støjen i bias-billedet (pga. udlæsestøj) sammenlignelig med signalet! det er ikke godt!

DERFOR: fratræk en konstant (men check først at bias billederne ikke har struktur)

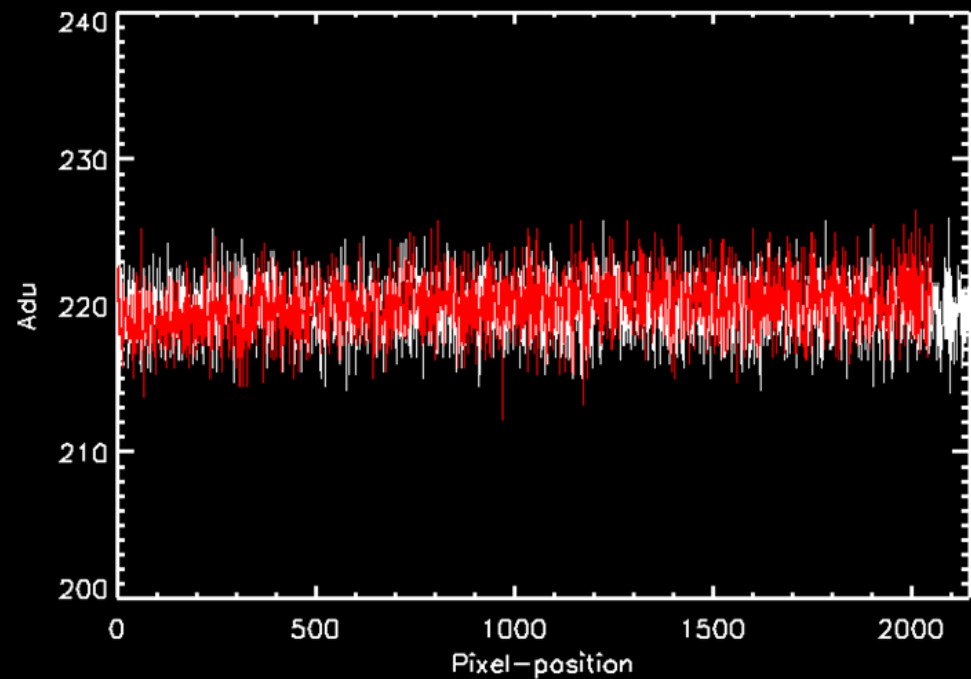
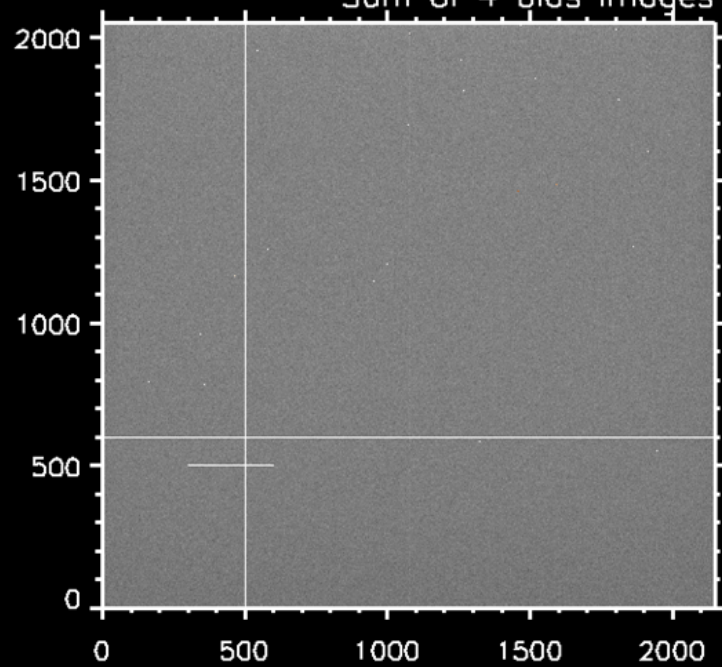
HVIS de har struktur: så fratrækkes kombinationen af **mange** biasbilleder.

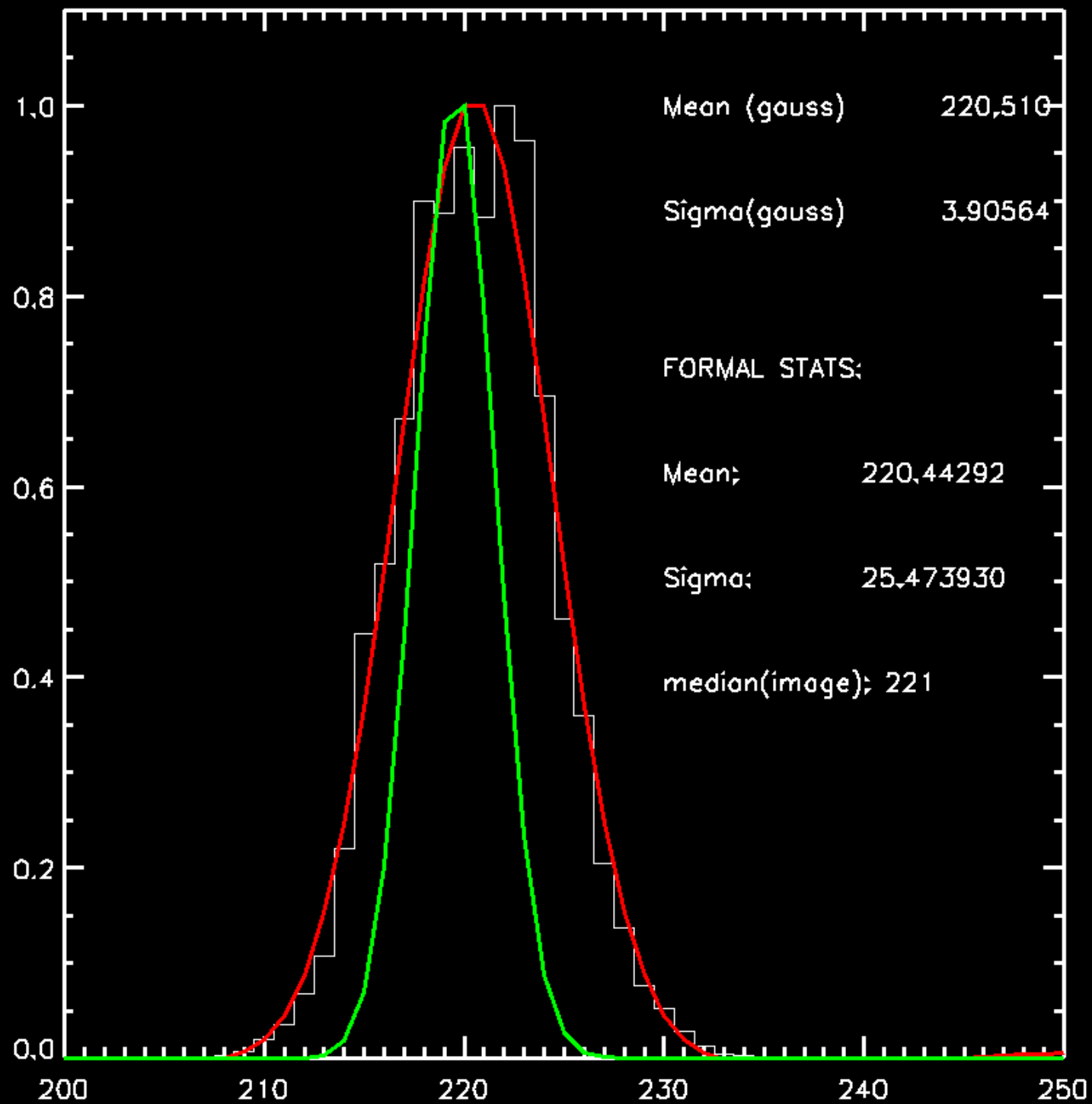
Bias billeder fra kameraet på FIES spektrografen på NOT

Single bias image



Sum of 4 bias images





Robust estimering

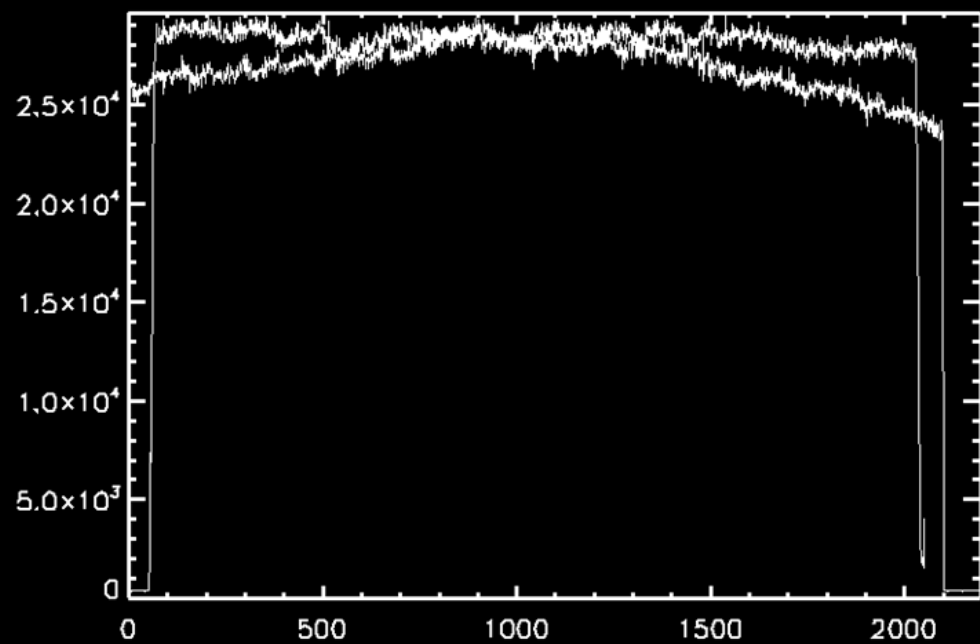
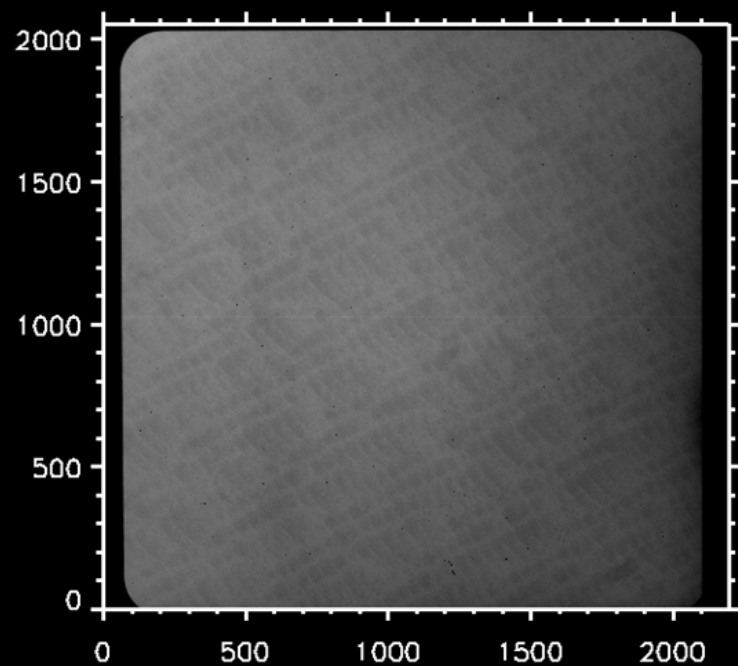
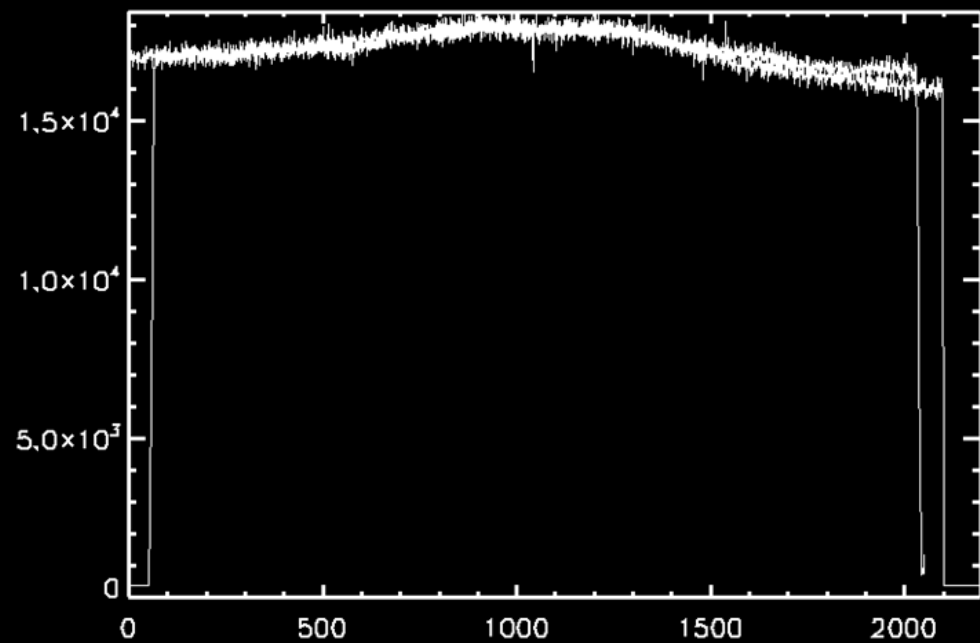
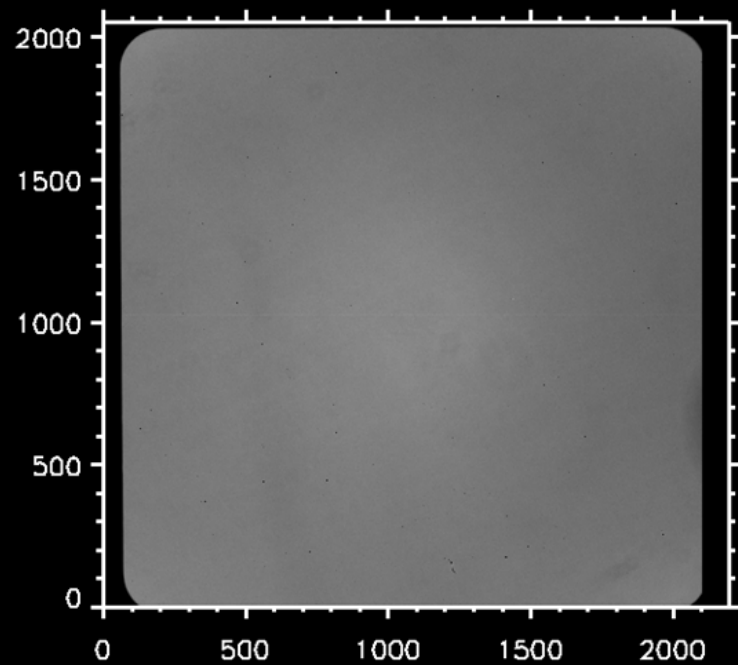
Flat-fields:

Formål: at fjerne følsomhedsvariationen hen over CCD'en (intrinsic, Støv.... osv.).

Hvordan: billeder af en helt ensartet belysning.

- **Dome:** indersiden af kuppel
- **Sky:** himlen under tusmørket.

Bemærk: der er stor forskel på hvordan flat felter ser ud til alm. CCD billeder (imaging) eller spektroskopi!



CCD datareduktion procedure

- Konstruer et kombineret **bias** billede fra mange enkelte bias billeder
- Fratræk **master-bias** billedet fra alle **dark** og **science** billeder før videre behandling.
- For konstruktionen af et **master-flatfelt** gælder lignende overvejelser:

Præcisionen af følsomhedsbestemmelsen er jo ikke bedre end kvadratroden af det opnåede tælleantal (poisson) – så hvis man vil lave fotometri med en præcision på 0.1% skal man altså have (MINDST) 1million tællinger i sit flat-felt.

Til slut normeres flat-feltet, dvs, divideres med middelværdien. Dette for ikke at ændre på fluxen i 'science' billederne.

- Alle science billeder divideres med master-flat for at korrigere for den rumlige følsomhedsvariation

For typiske CCD'er gælder at det dynamiske område er $16\text{bit} = 2^{16} = 65536 \text{ ADU}$, og der er typisk 1-2 elektroner per ADU. Det kaldes *gain*.

CCD blændefotometri

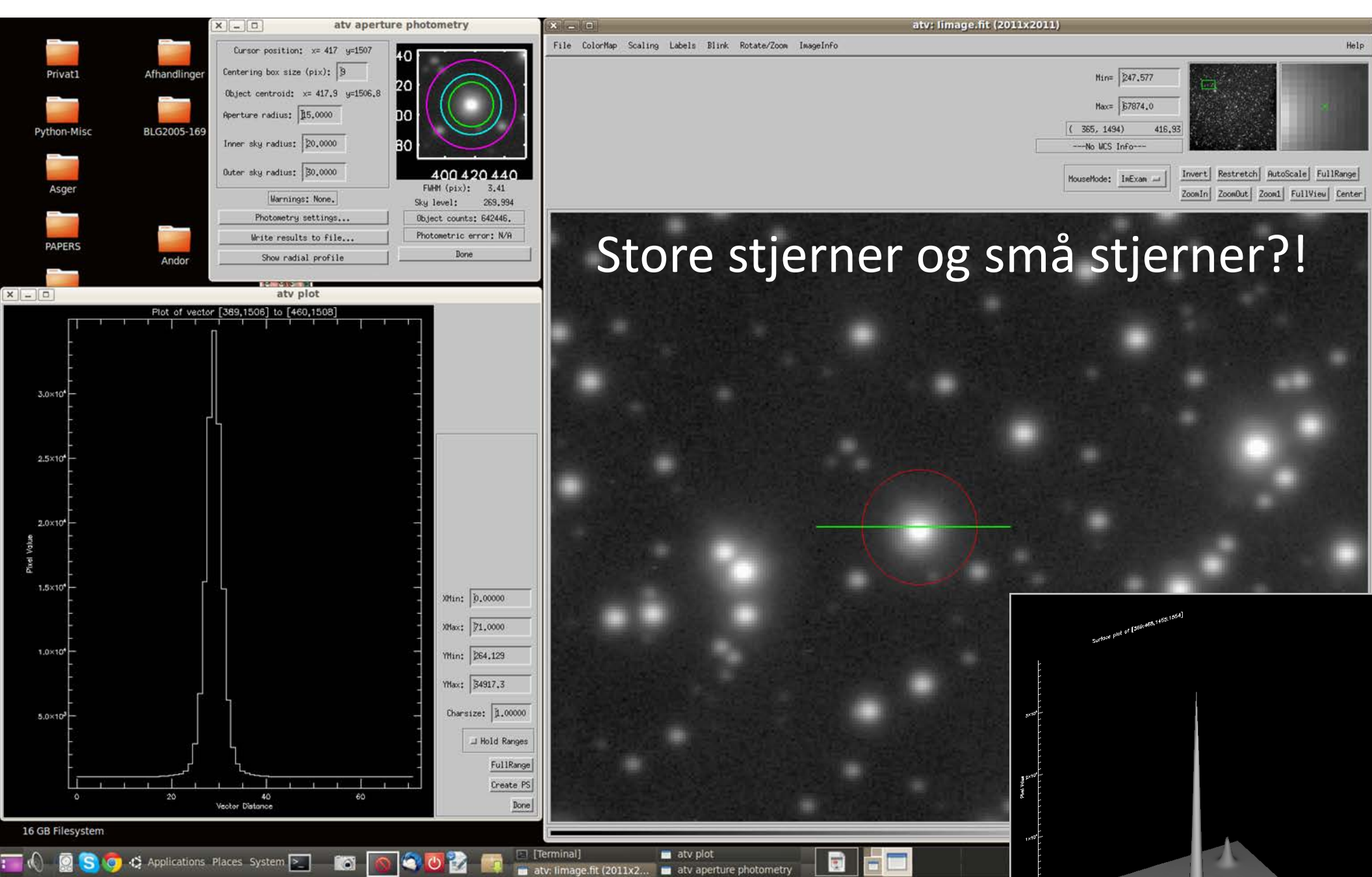
Simplest mulige form for fotometri.... man tæller simpelthen hvor meget signal der er ophobet inden for et aperture (på dansk: blænde).... under skyldig hensyntagen til himmelbaggrunden.... og eventuelt andre stjerner!

På den måde findes de relative størrelsesklasser af stjernerne på CCD billedet – og det er det I skal til øvelserne. Absolutte størrelsesklasser er mere komplicerede...

Derfor vil vi i første omgang kun arbejde med RELATIV fotometri, hvor vi måler størrelsesklasseforskellen mellem den stjerne vi er interesseret i og en referencestjerne. Dermed behøver vi ikke forholde os til nulpunktet.

Overvejelser:

- Bestemmelse af himmelbaggrund (nabo-stjerner mm)
- hvilke(n) blænde-radius skal bruges (hvordan ser en stjerne egentlig ud)....
- hvordan optimeres S/N forholdet... hvordan beregnes S/N



Statistik og usikkerhed

- Alle instrumenter har støj

Systematisk (svært/umuligt at kontrollere/kvantificere)

Tilfældig – foton ankomsttider

Målinger/detektioner er ikke meget værd hvis man ikke kender præcisionen eller nøjagtigheden af dem.

Statistik og usikkerhed

Poisson fordeling:

$$P_x = \frac{m^x e^{-m}}{x!}$$

Sandsynligheden for **x** diskrete events med middelværdien **m**.
Foton-ankomsttider.

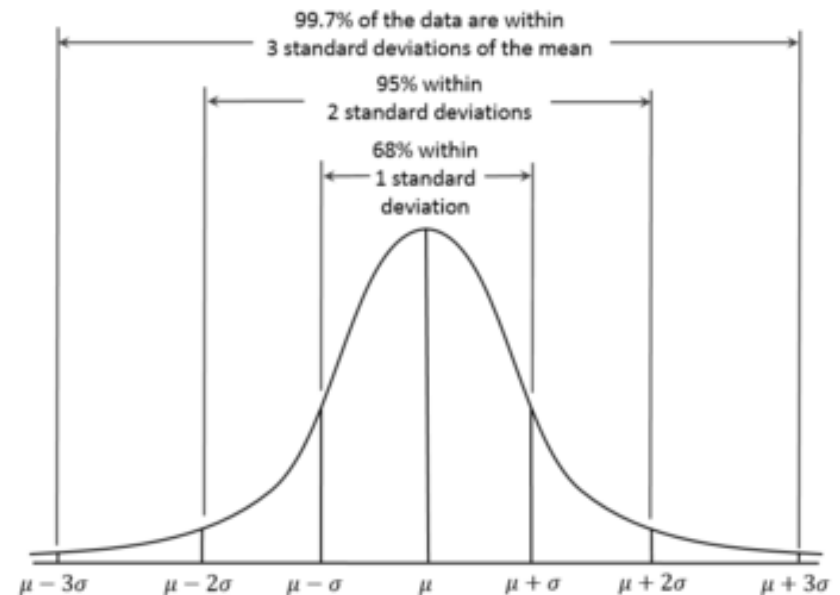
Normal (Gauss) fordeling:

$$dP_x = \frac{1}{\sigma_w \sqrt{(2\pi)}} \exp \left[\frac{-(x - m)^2}{2\sigma_w^2} \right] dx$$

For store *m* ligner Poisson fordelingen Gauss fordelingen med:

$$\sigma_w = \sqrt{m}$$

Bemærk: FWHM(gauss) = $2.35 \times \sigma_w$
(eftersis evt. selv dette!)



Varians = standard afvigelse ² (**def.**): $\sigma^2 = \frac{1}{n} \sum (x_i - m)^2$

For Poisson fordelingen gælder:

Varians = $\sigma^2 = m$:

Std. Afvigelse = $\sigma = m^{0.5}$:

Så for poisson-fordelingen (tællinger... f.eks fotoner) gælder at usikkerheden på N tællinger er \sqrt{N} .

Eksempel: $N = 100 \rightarrow \sqrt{N} = 10$

Relativ usikkerhed: $10 / 100 = 10\%$

Signal-støj forholdet: $N/\sqrt{N} = \sqrt{N} = 10$

Hvad hvis $N = 10000$?

Propagation of errors:

Sum / differens: $\sigma_z^2 = \sigma_x^2 + \sigma_y^2$

Produkt / kvotient: $\left(\frac{\sigma_z}{z}\right)^2 = \left(\frac{\sigma_x}{x}\right)^2 + \left(\frac{\sigma_y}{y}\right)^2$

GENERELT: ophobningsloven

$$q = f(x_1, \dots, x_n)$$

$$\delta q = \sqrt{\left(\left(\frac{dq}{dx_1}\delta x_1\right)^2 + \dots + \left(\frac{dq}{dx_n}\delta x_n\right)^2\right)}$$

Fratrækning af baggrundssignal

I målinger forekommer ofte et 'baggrundssignal'. For CCD observationer er der et signal fra himmelbaggrunden (spredt lys og andre, svage objekter). For at måle den korrekte flux fra et objekt skal baggrundssignalet trækkes fra.

$$S = (S+B) - B \quad (S \text{ og } B \text{ er antal tællinger i et givet tidsinterval}).$$

Den totale støj er: $\sigma_S^2 = \sigma_{(S+B)}^2 + \sigma_B^2$; S+B og B er uafhængige

Poisson-støj: $\sigma_{(S+B)} = \sqrt{(S+B)}$ og $\sigma_B = \sqrt{B}$

$$\sigma_S^2 = \sigma_{(S+B)}^2 + \sigma_B^2 = S + B + B = S + 2B$$

$$\text{Signal - støj forhold} = \frac{S}{\sigma_S} = \frac{S}{\sqrt{(S + 2B)}}$$

Indfør: $r_s = \frac{S}{\Delta t} \pm \frac{\sigma_s}{\Delta t}$

Husk: $\frac{S}{\sigma_s} = \frac{S}{\sqrt{(S + 2B)}}$

$B \ll S$: $S/N = \frac{S}{\sqrt{S}} = \sqrt{S} = \sqrt{(r_s \Delta t)}$

Signal-støjforhold vokser med \sqrt{t}

$B \gg S$: $S/N = \frac{S}{\sqrt{2B}} = \frac{r_s \Delta t}{\sqrt{(2r_B \Delta t)}} = \frac{r_s}{\sqrt{(2r_B)}} \sqrt{\Delta t}$

Sammenlign de to tilfælde (med r_s identisk):

$\left(\frac{S}{N}\right)_{B \gg S} = \sqrt{\frac{r_s}{2r_B}} \left(\frac{S}{N}\right)_{B \ll S}$ Her er: $r_B \gg r_s$

Programmer til data-behandling:

Daophot! - helt fra CCD'ernes ungdom, skrevet i Fortran .. robust, godt!

IRAF (Image Reduction and Analysis Facility): <http://iraf.noao.edu/>

Meget anvendt programpakke til data-reduktion/analyse. Gratis.

IDL (Interactive Data Language): Et meget anvendt program a'la Matlab, med mange astronomi-pakker. ... Licens-baseret ... og dyrt.

Python: Generelt programmeringssprog med mange astronomi-pakker. Gratis.
'Det nye sort'...

En usædvanlig CCD observation!

| | | | | | | |
|---|-----|-----|----|----|---|---|
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 259 | 259 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 259 | 259 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 34 | 34 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 34 | 34 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |

Opgave

Hvad er usædvanligt?

Hvilken blændestørrelse skal benyttes til fotometri?

Hvad er fluxforholdet mellem de to stjerner?

Hvad er størrelsesklasseforskellen?

| | | | | | | |
|---|-----|-----|----|----|---|---|
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 259 | 259 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 259 | 259 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 34 | 34 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 34 | 34 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |
| 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 | 9 |

Astronomi fra observation til vidensformidling

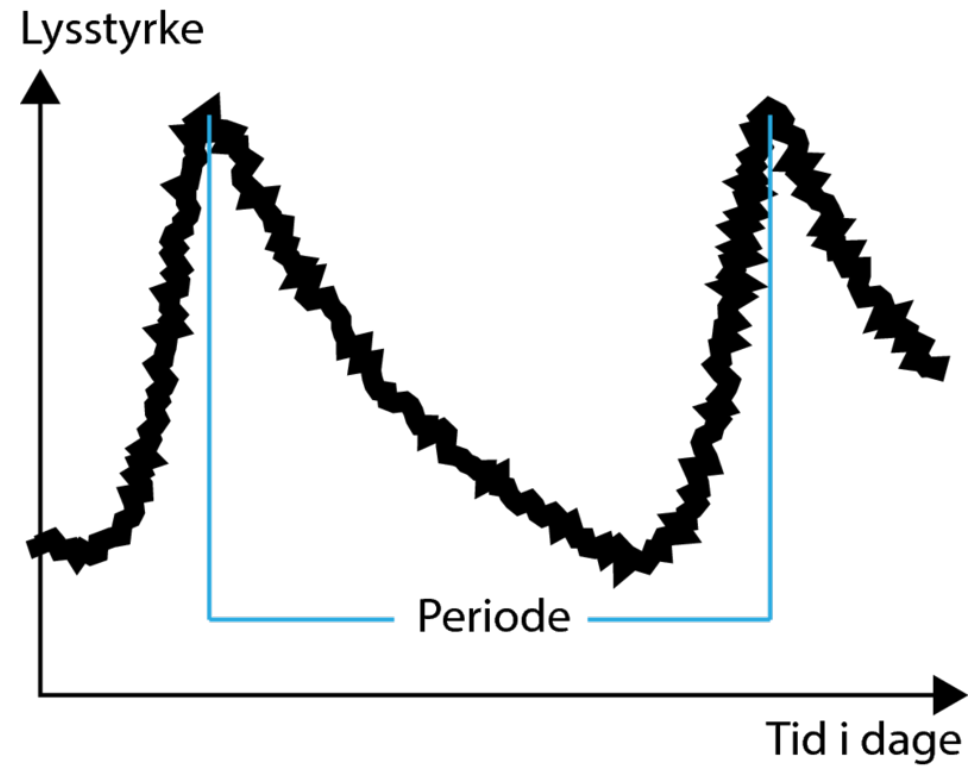
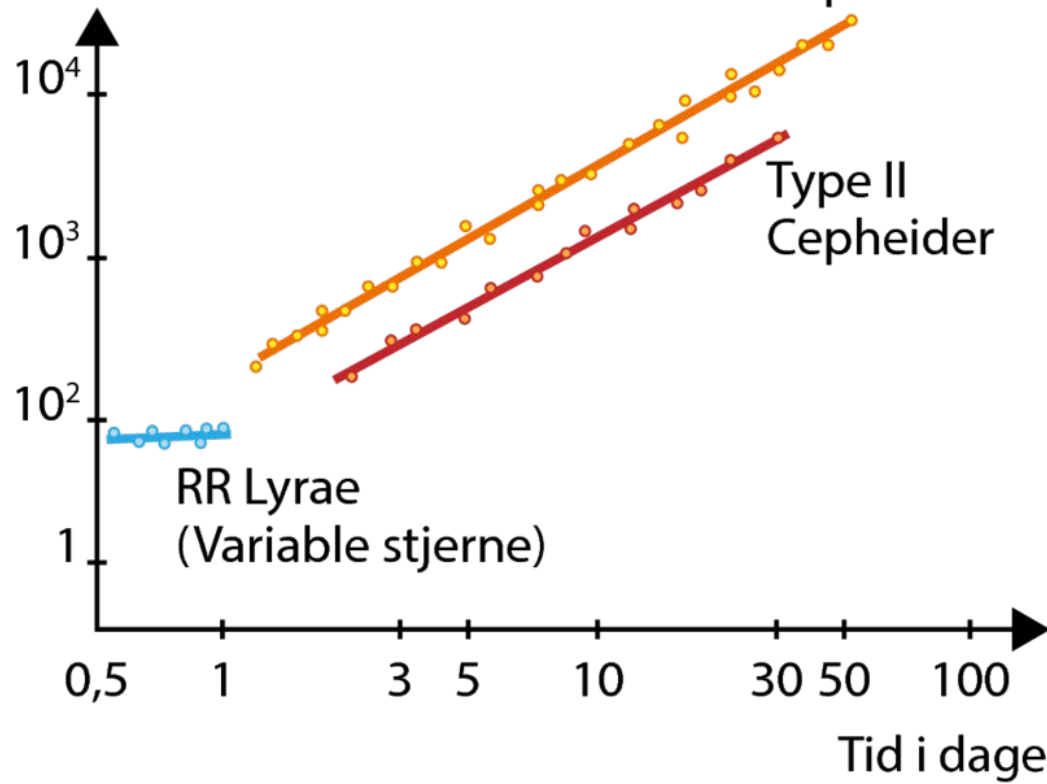
Opgave

Fotometri-projektet i "Astronomi"

"Projekt 4: Afstanden til en Cepheide"

Men først lige en introduktion...

Lysstyrke i enheder
af Solens lysstyrke

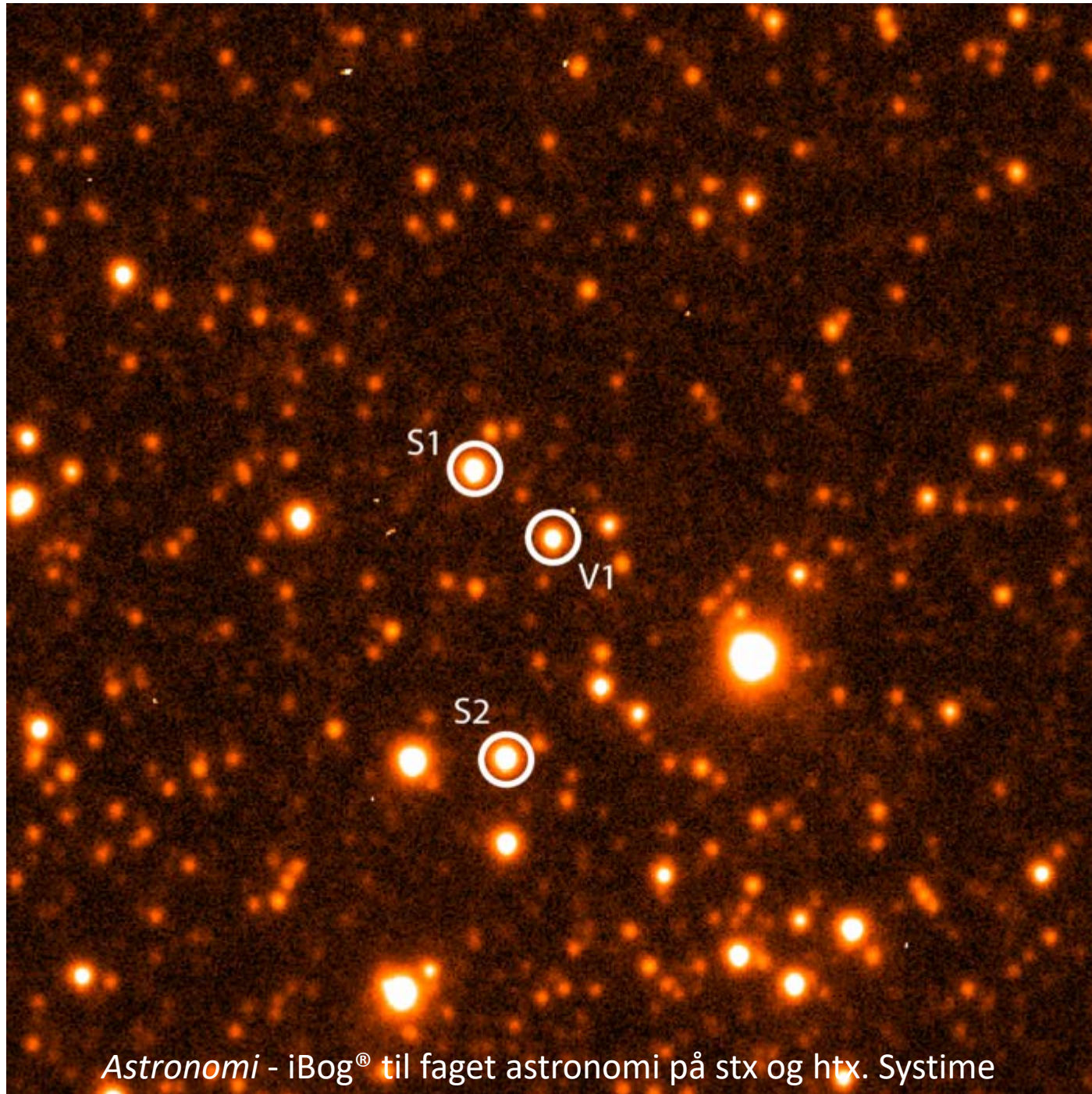


$$F = L / 4\pi d^2$$

$$F = 1,36 \cdot 10^{-14} \text{ W/m}^2$$

Find d!

OGLE Project (Optical Gravitational Lensing Experiment), University of Warsaw.



Astronomi - iBog® til faget astronomi på stx og htx. Systime

Demo af fotometri-redskabet i ibogen.

Demo af regnearket.

V1/S1 !

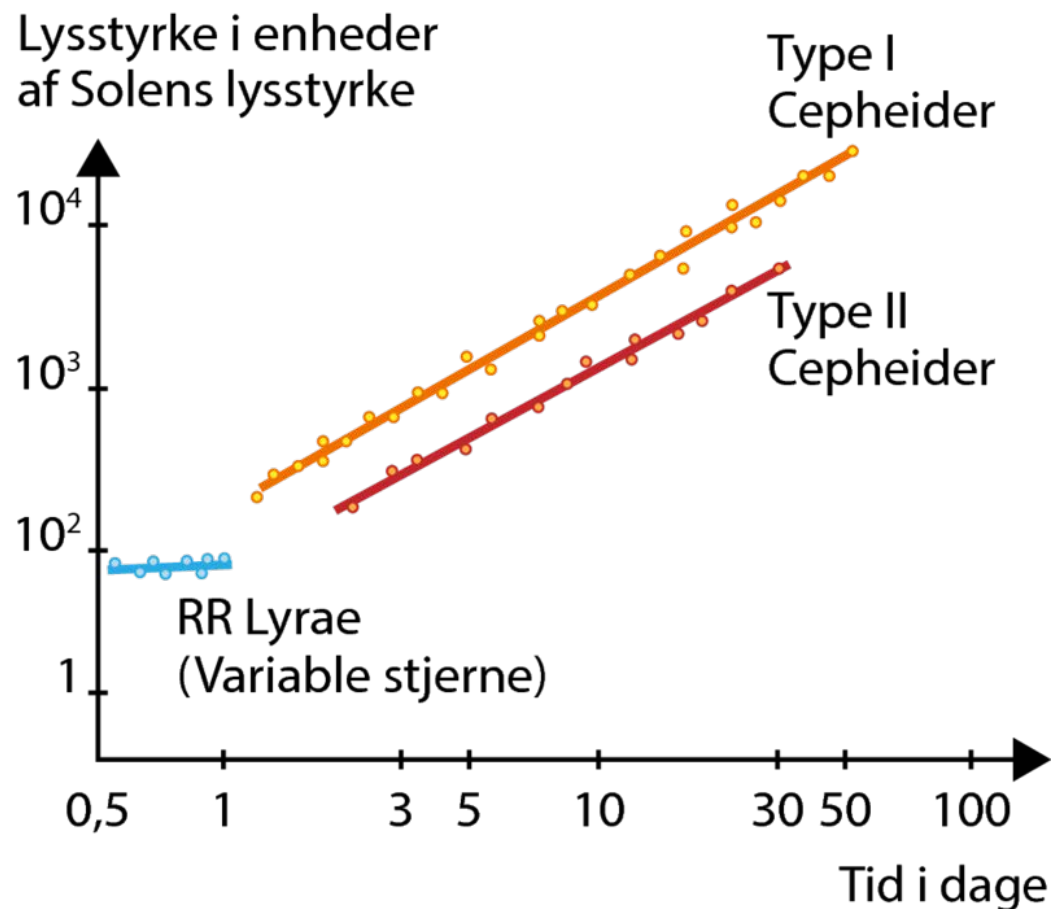
Lav kolonne til S/N !

$$\frac{S}{\sigma_S} = \frac{S}{\sqrt{(S + 2B)}}$$

Når I har fundet en periode

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}$$

$$F = 1,36 \cdot 10^{-14} \text{ W/m}^2$$



$$d = \sqrt{\frac{\frac{L}{L_{\odot}} \cdot 3,828 \cdot 10^{26} \text{ W}}{4\pi \cdot 1,36 \cdot 10^{-14} \text{ W/m}^2}} \cdot \frac{1 \text{ lysår}}{9,4606 \cdot 10^{15} \text{ m}}$$

$$d = \sqrt{\frac{\frac{L}{L_{\odot}} \cdot 3,828 \cdot 10^{26} \text{ W}}{4\pi \cdot 1,36 \cdot 10^{-14} \text{ W/m}^2}} \cdot \frac{1 \text{ pc}}{3,0857 \cdot 10^{16} \text{ m}}$$

Astronomi fra observation til vidensformidling

FITS fil-formatet

Astronomiske billeder

Astronomiske data udveksles ofte (men absolut ikke altid!) i FITS format (**F**lexible **I**mage **T**ransport **S**ystem):

Et standard format som kan håndtere:

- billeder
- spektre
- tabeller

Indeholder normalt en HEADER og DATA sektion.

Eksempel på FITS header fra SONG spektrografen

SIMPLE = T / conforms to FITS standard
BITPIX = -64 / array data type
NAXIS = 3 / number of array dimensions
NAXIS1 = 2048
NAXIS2 = 51
NAXIS3 = 4
IMFORM = 'FITS ' / Image format (Flexible Image Transport System)
DATATYPE= 'Counts ' / Type of data
IMAGETYP= 'STAR ' / Image type: flat, bias, star, etc.
FILE = 's1_2015-03-31T20-39-02.fits' / Path/filename
---C-----= '-----CCD-----' / Detector parameters for specific exposure
HEAD = 'DZ936_BV' / CCD camera model name
SERNO = 10536 / System serial number
CCD_TEMP= -74.70399999999999 / The temperature of the CCD in degrees
EXPTIME = 300.0 / The exposure time in seconds
PRE_GAIN= 4.0 / The pre amplifier gain value

KEYWORD = VALUE / TEKST

---M---= '-----MIXED-----' / -----
OBSERVER= 'Mads Fredslund Andersen' / The SONG robot developer
OBS-PI = 'Frank Grundahl' / The PI of the observations
OBS-MODE = 'iodine ' / The observing mode
OBSERVAT = 'Observatorio del Teide' / The observatory
SITELONG = '-16.5094' / The longitude of the location (west).
SITELAT = '28.2983 ' / The latitude of the specific location.
SITELEV = 2400 / The site elevation.
TELESCOP = 'Node 1 ' / The telescope used
DETECTOR = 'iKon-L DZ 936 BV' / The CCD detector
INSTRUM = 'Spectrograph' / Instrument for the observations
REQ_NO = 3342 / The observation request number
---O---= '-----OBJECT-----' / -----
OBJECT = 'TYC-3020-2541-1' / The name of the object observed
OBJ-NAME = 'TYC-3020-2541-1' / The name of the object observed
OBJ-RA = '12:33:44.53' / Right Ascension of the object
OBJ-DEC = '41:21:26.92' / Declination of the object
OBJ-ALT = '36:11:20.1' / Altitude of the object
OBJ-AZ = '57:41:45.9' / Azimuth of the object
OBJ-MAG = 4.25 / The V magnitude of the object

Det er rart hvis man kan se billederne... :-)

Hertil anvendes 'FITS viewers' og der findes mange forskellige.

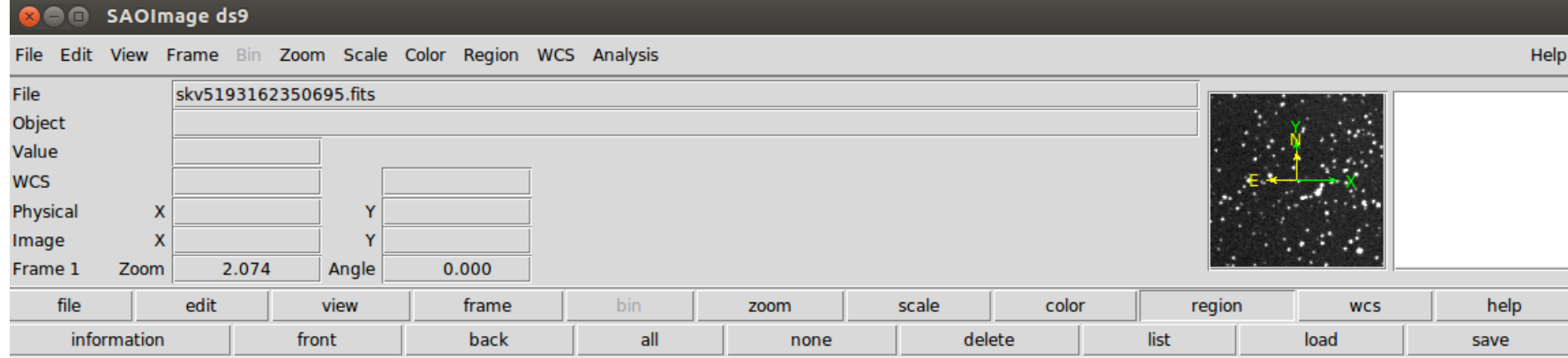
se f.eks her: http://fits.gsfc.nasa.gov/fits_viewer.html

Vi vil bruge programmet '**ds9**' som er meget udbredt.

Der findes programmer til læsning af FITS i f.eks

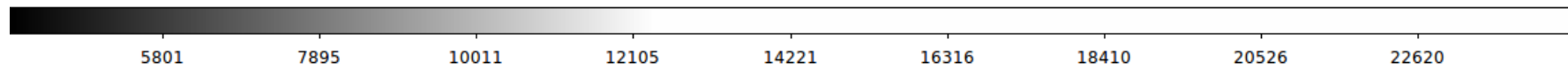
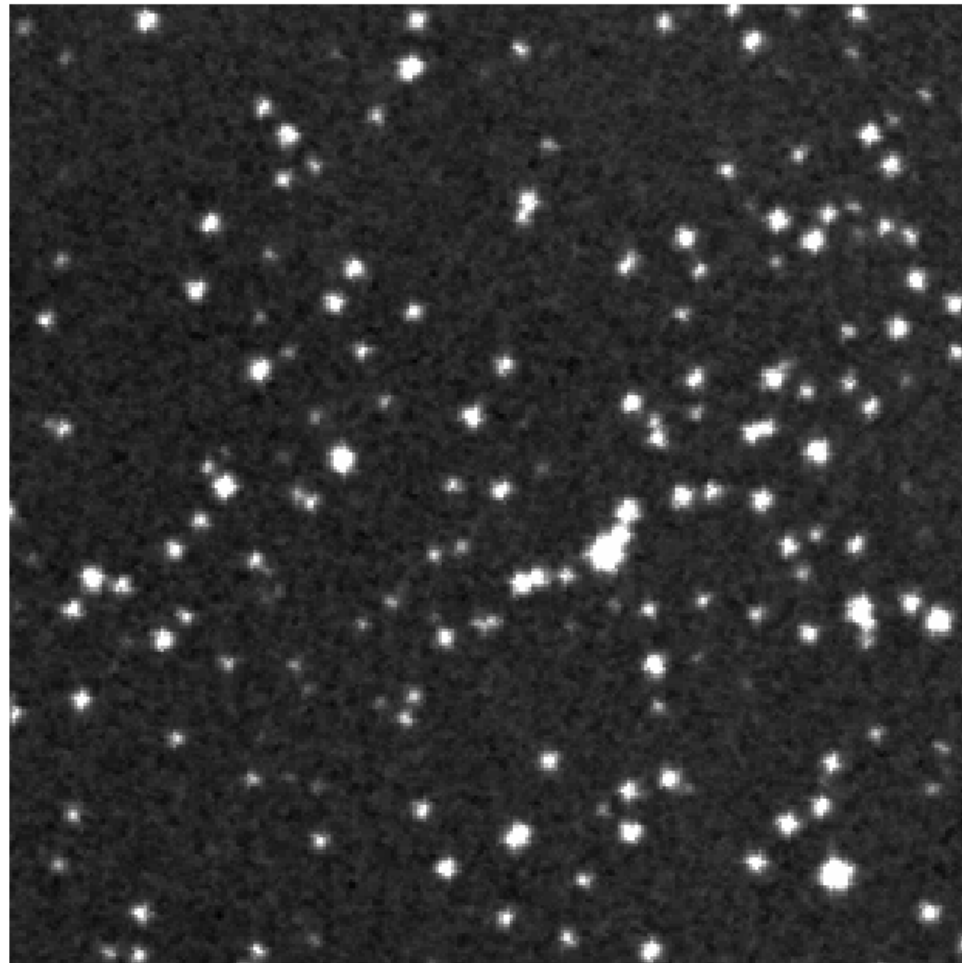
C/C++, MatLab, IDL, python, PhotoShop....

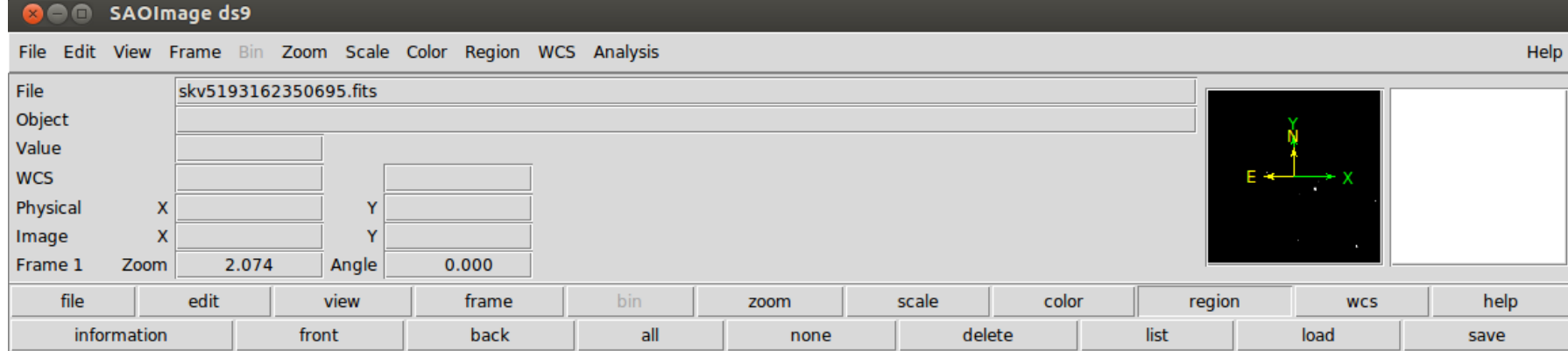
Eksempel med **ds9** :



ds9 anvendes hyppigt til at vise billeder og lave simple analyser af billeder eller spektre.

Der er mange faciliteter i programmet, så gå gerne på 'opdagelse' og tag et hurtigt kig på manualen (når I ikke har andet at lave, eller brug for det!).

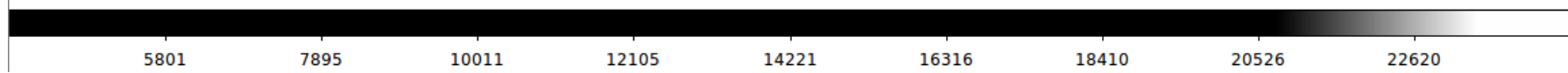




Samme billede, men med
dårlig skalering!

Husk at **I** skal altid vise
den *gode* skalering i
rapporter og foredrag!

Ellers kan man ligeså
godt undvære figuren.



Opgave

Installer nu DS9 og indlæs billedet
o4201193.10.fts som kan hentes på blackboard.

Se om I kan genkende billedet!

Eksperimentér med programmet.
Vælg bla. "File/display header"

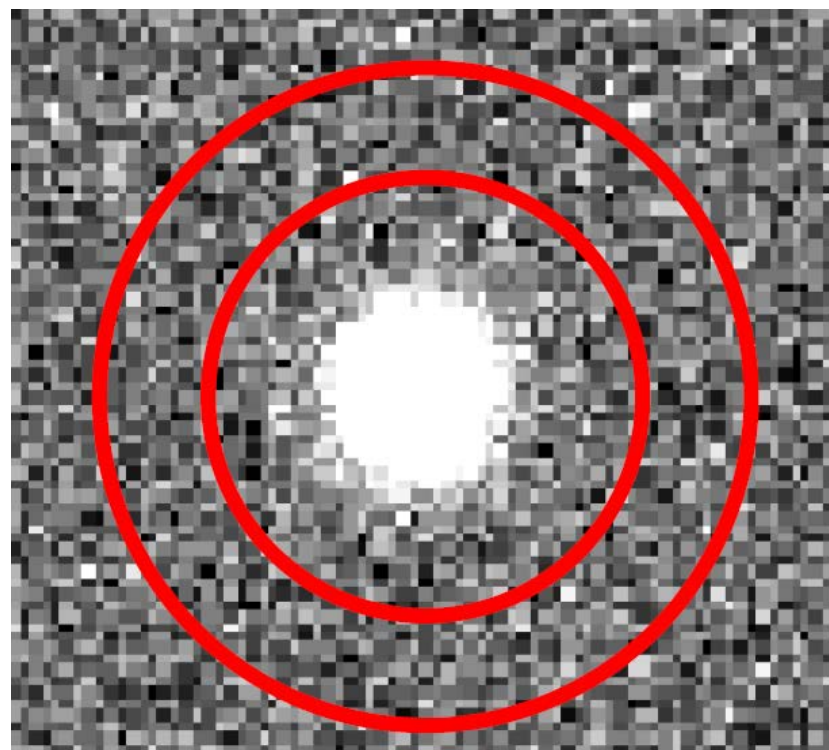
Opgave

Skriv et program der kan lave blændefotometri i Matlab, Octave, Python, eller lign.

Programmet skal i første omgang kunne følgende:

Indlæse FITS billedet o4201193.10.fts

Vise billedet med en passende skalering.



Lave fotometri af V1 og S1 med en variabel blænderadius.

Husk at det er nødvendigt at fratrække bidraget fra himmelbaggrunden til den målte flux. Overvej indflydelsen af nabostjerner – og hvad man kan gøre for at baggrundsbestemmelsen bliver 'robust'.

Når programmet kan lave fotometri, så prøv at måle størrelsesklassen som funktion af den blænde radius der anvendes. F.eks mellem 3 og 16 pixels i step på 1 pixel. Konvergerer fluxen ? Hvis ikke hvorfor? Hvilket område skal bruges til at bestemme himmelbaggrunden ?

Bemærk også at for det billede man måler på skal man bruge den samme blænderadius for alle stjerner – overvej hvorfor! Når der så måles på et andet billede kan man evt. vælge en anden radius.

Lidt Octave/(+Matlab) hjælp (for python, se "An introduction to working with astronomical data")

```
pkg load fits ; Octave  
pkg load signal ; Octave
```

```
image=read_fits_image('o4201193.10.fits') ; Octave. Hedder "fitsread" i Matlab.
```

```
centerX = 269;  
centerY = 184;
```

```
imageSizeX = 461;  
imageSizeY = 461;  
[columnsInImage rowsInImage] = meshgrid(1:imageSizeX, 1:imageSizeY);  
radius = 9;  
circlePixels = (rowsInImage - centerY).^2 ...  
    + (columnsInImage - centerX).^2 <= radius.^2;
```

```
inaper=image.*circlePixels  
imshow(inaper,[10,1000])  
V1counts=sum(sum(inaper,1))  
pixels=sum(sum(circlePixels,1))
```

Hurtigere, hvis man først klipper et lille billede ud og benytter det! :

```
V1image=image(centerY-25:centerY+25, centerX-25:centerX+25)
```


udbredning af stjernelyset på CCDen

Hvorfor afbildes punktkilder ikke i et punkt?

Hvorfor ser nogle stjerner større ud end andre når de alle er punktkilder?

PSF (punkt-sprednings-funktion)

Teleskopets respons til en punktkilde.

En punkt-kilde afbildes ikke i et punkt på vores detektor.

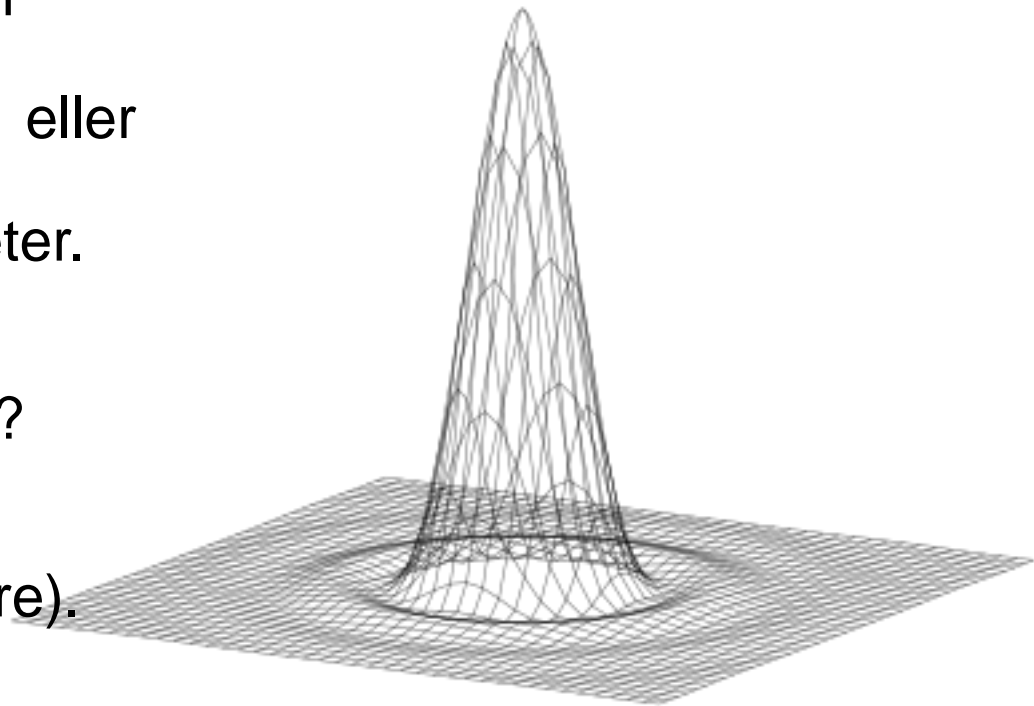
Karakteriseres typisk ved værdien for

FWHM = full width at half maximum eller

EE80 = 80% encircled energy diameter.

Hvorfor er PSF'en ikke smallere.....??

Diffraction, aberrationer (+atmosphere).



Perfekt teleskop: PSF fås som Fourier-transformen af indgangs pupillen.

Diffraktion

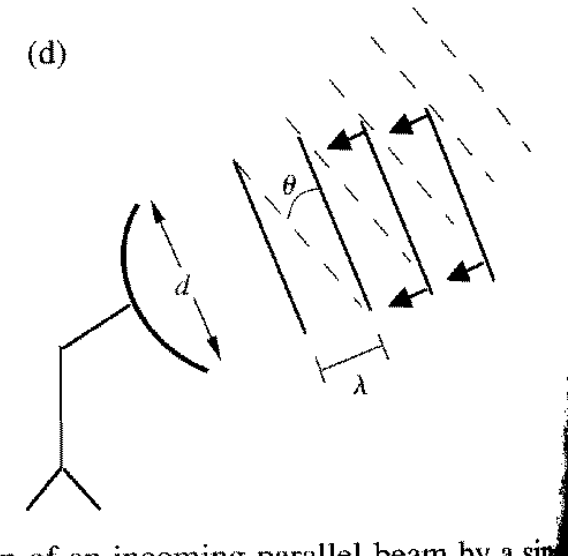
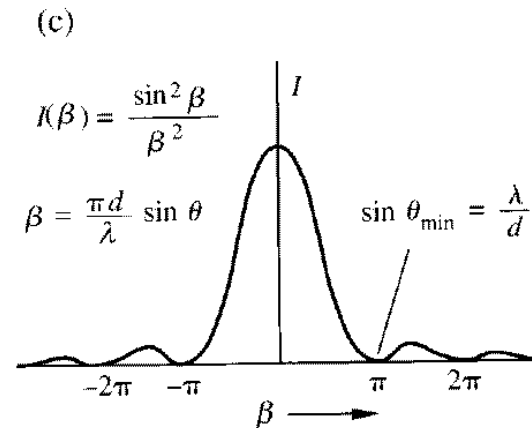
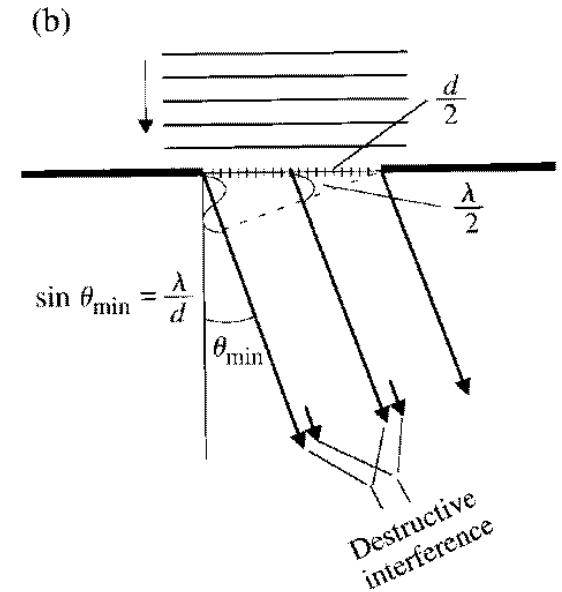
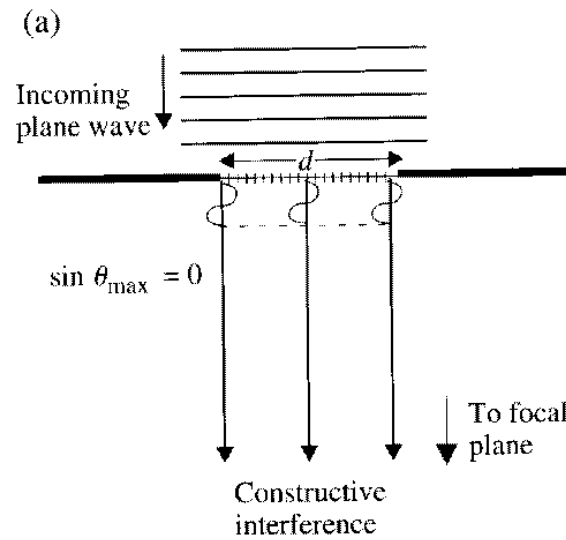
$$\sin \theta_{min} = \lambda / d$$

$$I(\beta) = \frac{\sin^2(\beta)}{\beta^2}$$

$$\beta = \frac{\pi d}{\lambda} \sin(\theta)$$

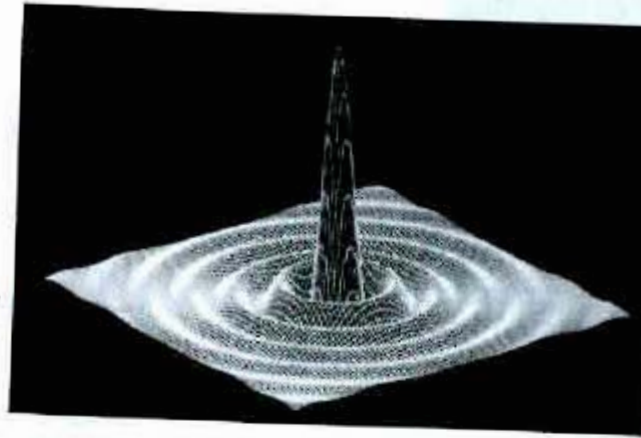
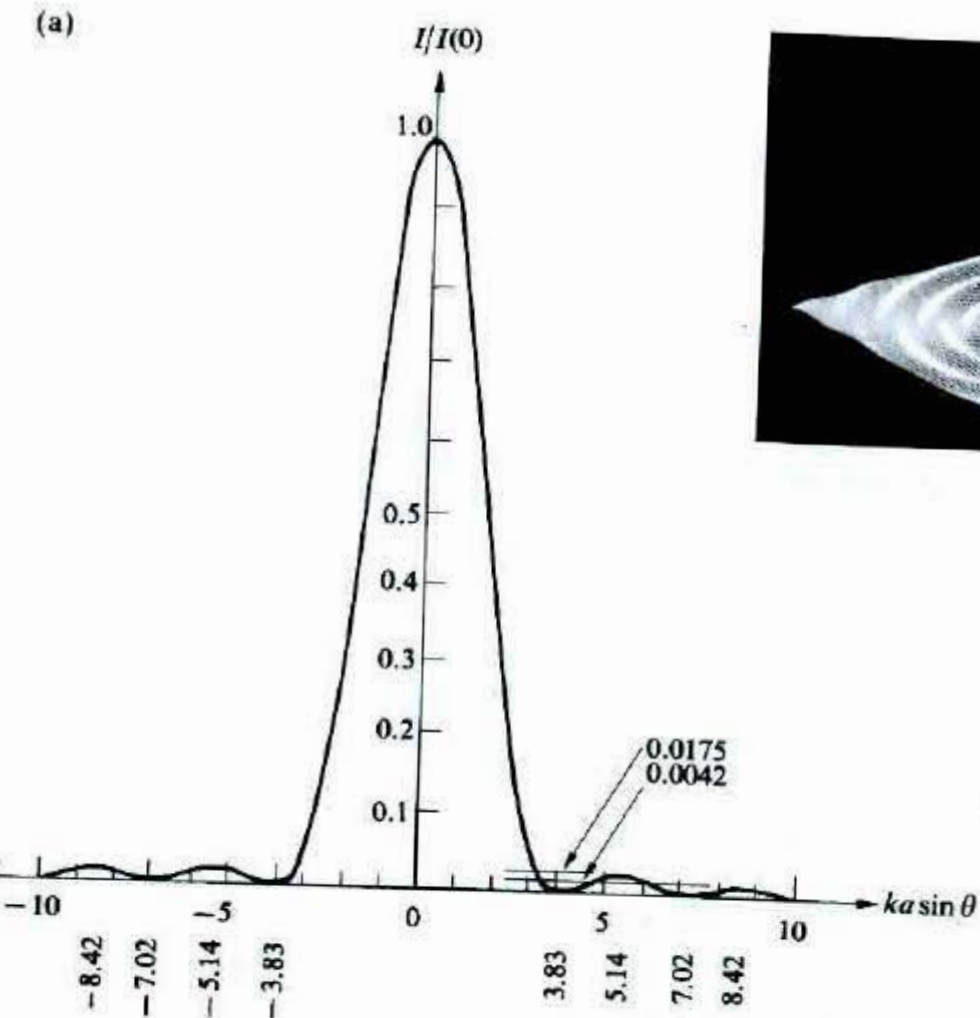
$$\theta_{min} \approx 1.22 \frac{\lambda}{d}$$

Rayleigh Criterion

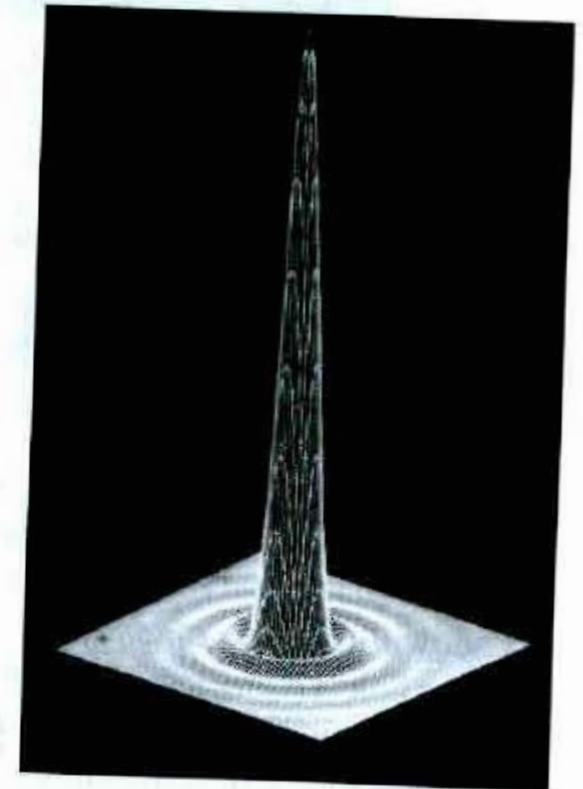


40 cm teleskop, ved 500nm giver: 0."3 men det ser man sjældent. (p.119)
Som regel er det ikke diffraktionen som begrænser opløsningsevnen...

Diffraction



(b)

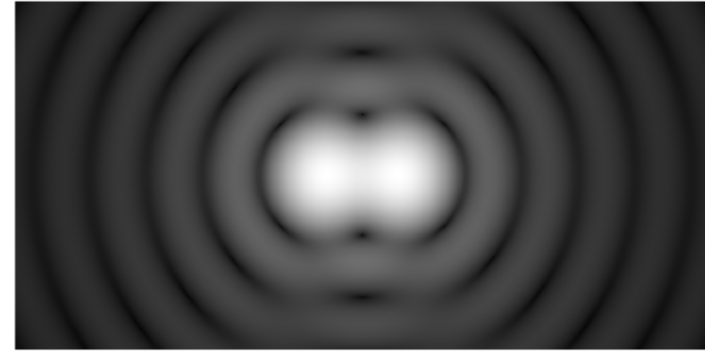
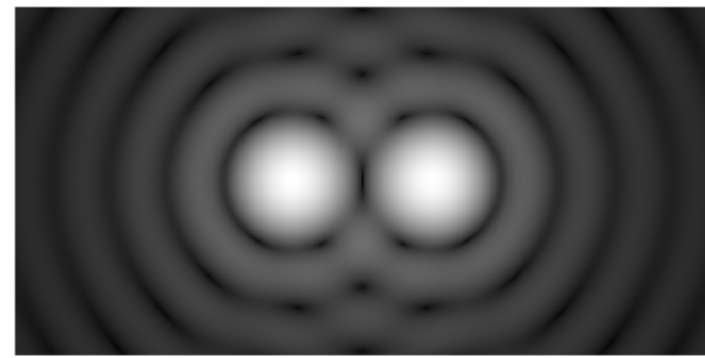


(c)

Figure 10.23 (a) The Airy pattern. (b) Electric field created by Fraunhofer diffraction at a circular aperture. (c) Irradiance resulting from Fraunhofer diffraction at a circular aperture. (Photos courtesy R. G. Wilson, Illinois Wesleyan University.)

Diffractionsmønstre for cirkulær apertur -

Fra Bogen "Optics" af Hecht



Hvorfor sætte teleskoper i rummet ?

ATMOSFÆREN!

- Opløsning
- Bølgelængdeinterval (UV og IR bedre)

... stadig muligheder for jordbaserede teleskoper....



FWHM – Seeing: billedkvaliteten vurderes ofte ved at måle FWHM = Full-Width-Half-Maximum af stjernernes profil på et CCD billede.

Fokusering: Det er vigtigt med skarpe billeder – derfor laves en fokus-sekvens: der tages billeder på hver side af (det forventede) fokus og relationen mellem FWHM og fokus-position bestemmes. Optiske aberrationer minimeres når man er i fokus... men elimineres ikke.

For at ændre fokus skal et af de optiske elementer flyttes. Normalt er det M2 = sekundær-spejlet der flyttes.

Seeing

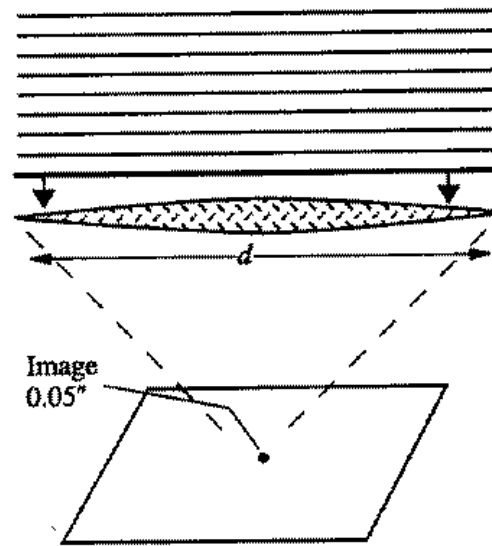
d_0 kaldes normalt for r_0 og er den typiske længde hvor bølgefronten er i fase (isofase).

Typisk hastighed 5 m/s
 Typisk størrelse 0.1 m
 \Rightarrow typisk tidsskala 20 ms

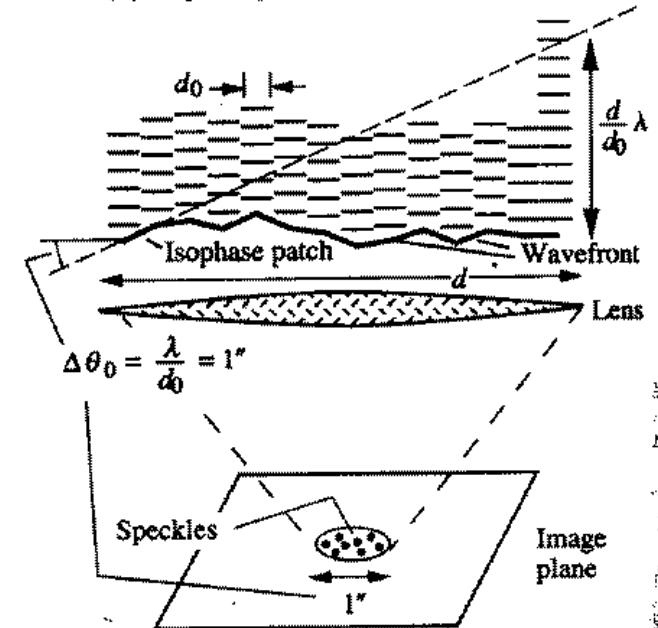
For 2.4m teleskop er opløsningen ca. 0."05, men der er ca. $24^2 \sim 500$ isophase Specles henover teleskopet.

$$\lambda/d_0 \sim 1'' \quad (d = 0.1\text{m})$$

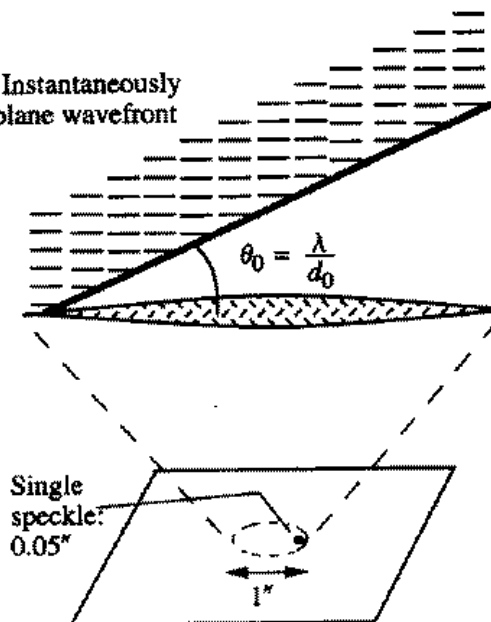
(a) Plane wavefront



(b) Isophase patches



(c) Instantaneously plane wavefront



udbredning af stjernelyset på CCDen

Hvorfor afbildes punktkilder ikke i et punkt?

Hvorfor ser nogle stjerner større ud end andre når de alle er punktkilder?

... mere om fotometri

Eksempel:

hvor mange fotoner modtager vi fra en stjerne med $V=21.5$, når vi observerer med et 1m teleskop ? Hvor lang tid skal vi observere for at nå $S/N = 25$?

Tag hensyn til:

- Atmosfærisk absorption: atmosfæren absorberer lyset
- Lystab i teleskopet: spejle og linser har ikke 100% effektivitet
- Lystab i instrumentet: spejle, linser, filtre....
- Effektivitet af detektor

Alle disse afhænger af bølgelængden!

Atmosfæren

Jordens atmosfære absorberer en del af lyset.

Efter ekstinktion i atmosfæren er fluxen faldet med en faktor $10^{-0.4k_v}$

k_v kaldes ekstinktionskoefficienten (i V)

k_v er typisk 0.15 mag. per airmass for højtliggende observatorier

Airmass - 'tykkelsen' af det luftlag man observerer igennem! **TEGNING!**

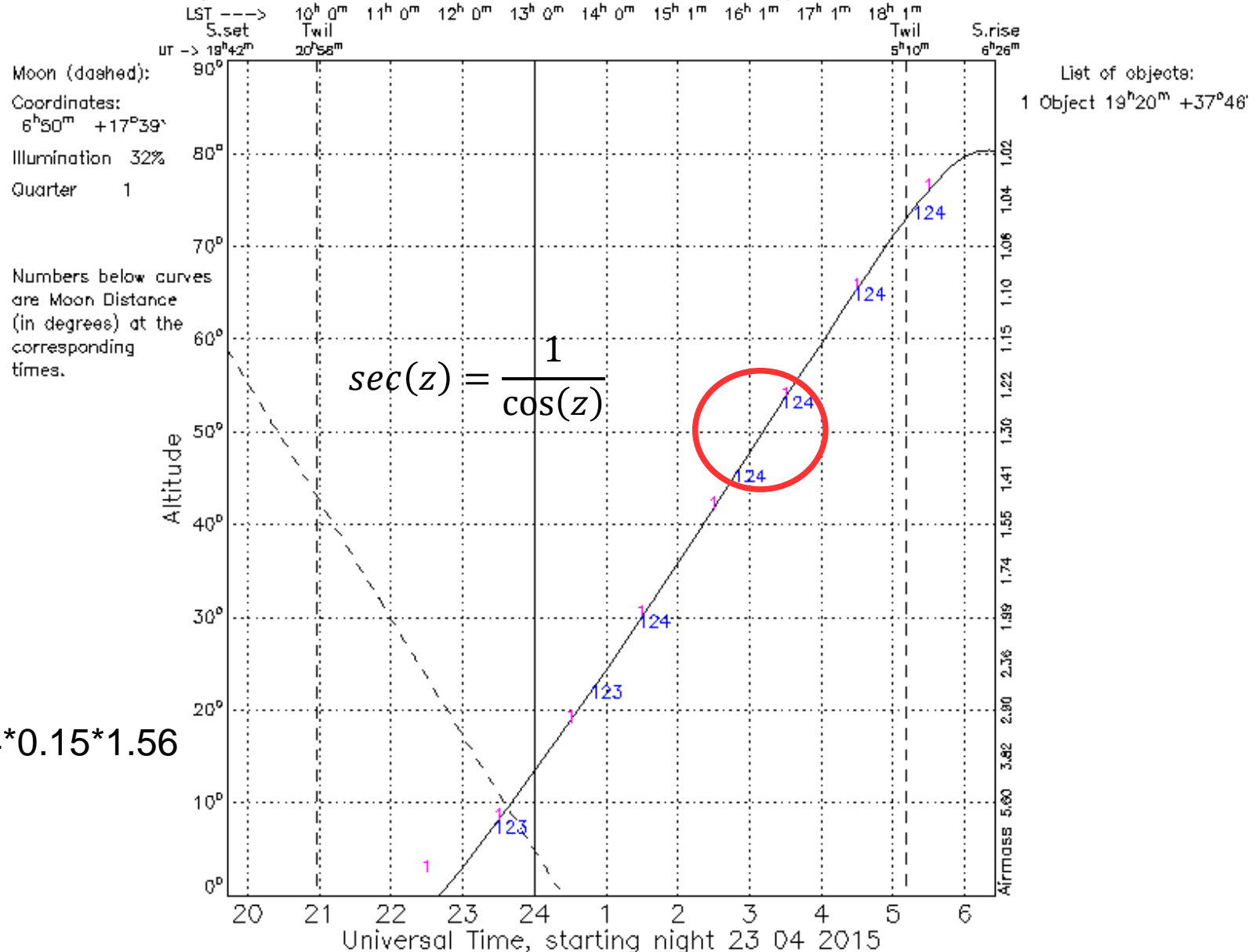
P.E. Noter, afsnit 4.5 for metode til beregning af ekstinktionskoefficienten.

Bemærk, der kommer en opgave

Ved hvilken airmass vil vi helst observere?

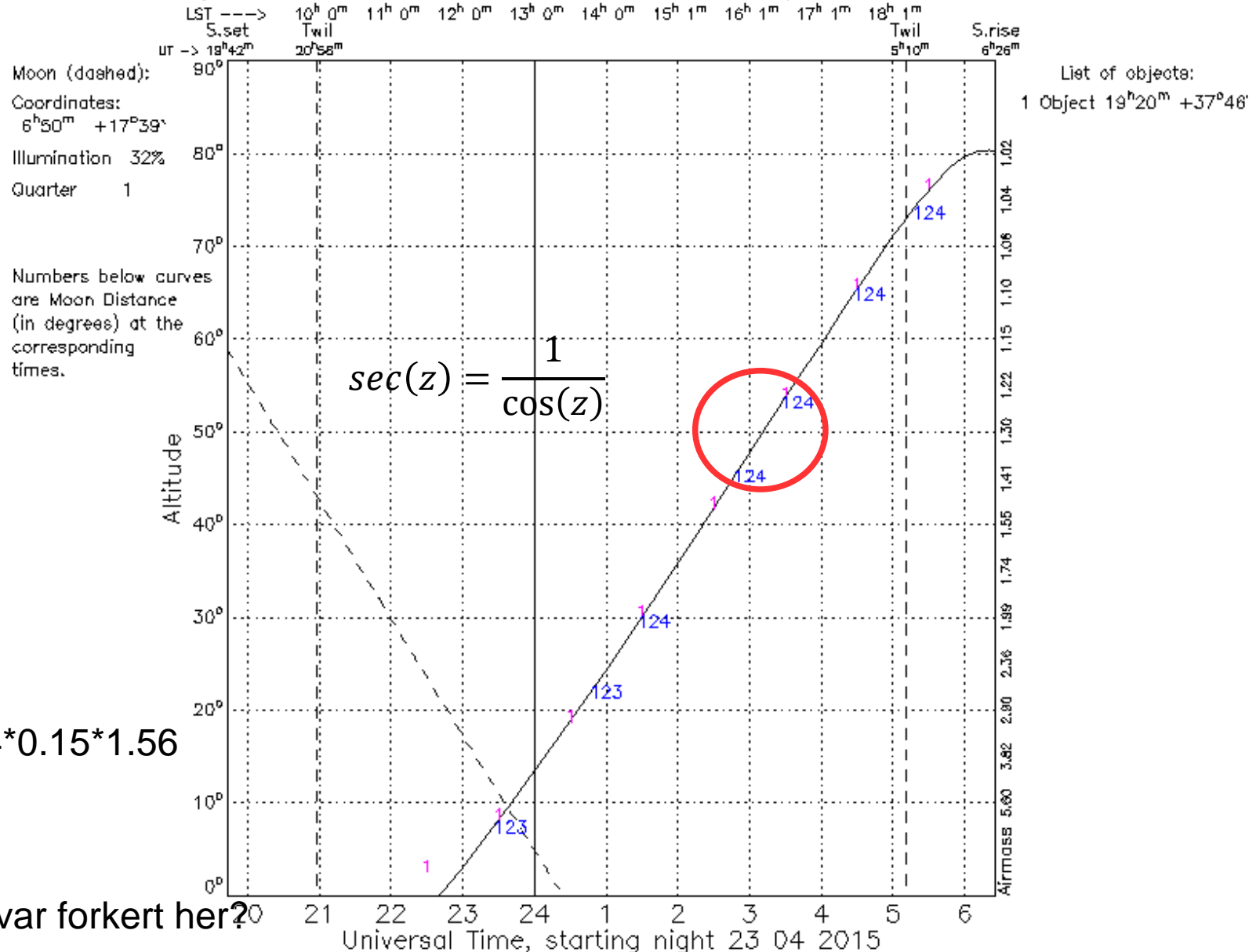
Atmosfæren – hvilken airmass?

Altitudes, Observatorio de Izaña 343.5033E +28.2917, 2395 m above sea level



Atmosfæren – hvilken airmass?

Altitudes, Observatorio de Izaña 343.5033E +28.2917, 2395 m above sea level



Airmass

1/cos(50°)

= 1.56

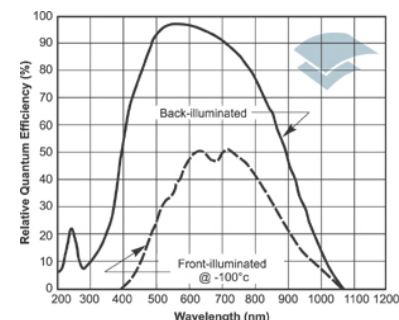
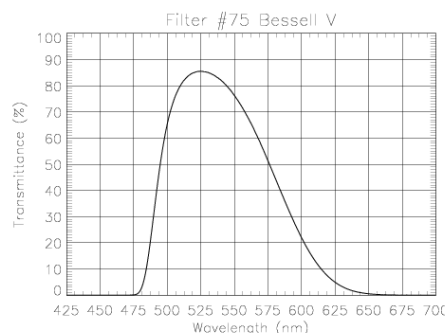
=>

0.4k_v=0.4*0.15*1.56

=0.0936

Hov, hvad var forkert her?

Teleskop og instrument



Spejlene i et teleskop reflekterer typisk 90% af lyset – generelt er reflektiviteten ca. 95% når spejlene har en frisk coating, men efter nogle måneder er den faldet til ca. 90% efter et par år, typisk 85%. Derfor re-aluminiserer man spejlene med jævne mellemrum (ca. hvert 2-3 år).

Vi antager Nasmyth fokus – Hvor mange spejle er der så?

Filtre består ofte af glas – evt. med en special coating pålagt. Transmissionen afhænger bl.a. af bredden (i bølgelængde) og bølgelængden..

Husk CCD'en også..... ups husk også at sekundær spejlet blokerer for lidt af lyset....

Så hvad bliver det til ialt ?

Teleskop og instrument

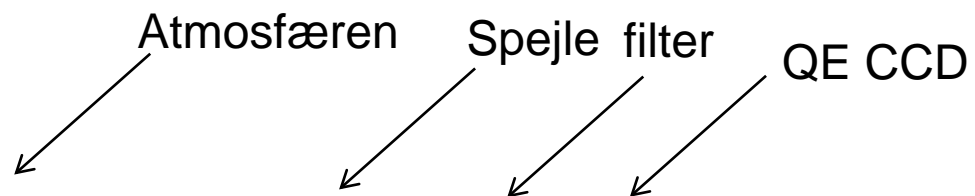
Spejlene i et teleskop reflekterer typisk 90% af lyset – generelt er reflektiviteten ca. 95% når spejlene har en frisk coating, men efter nogle måneder er den faldet til ca. 90% efter et par år, typisk 85%. Derfor re-aluminiserer man spejlene med jævne mellemrum (ca. hvert 2-3 år). Lad os sige 90% i dette tilfælde

Vi antager Nasmyth fokus – Hvor mange spejle er der så? 3!

Filtre består ofte af glas – evt. med en special coating pålagt. Transmissionen afhænger bl.a. af bredden (i bølgelængde) og bølgelængden..

Husk CCD'en også..... ups husk også at sekundær spejlet blokerer for lidt af lyset....

Så hvad bliver det til ialt ??



$$\text{Flux_on_detector} = \text{Flux_star} * (10^{-0.09}) * (0.9 \times 0.9 \times 0.9) \times 0.9 \times 0.9 = 0.48 \sim 50\%$$

Fra Tabel 8.2

Kan vi finde at,

for en stjerne med $V=0$ modtager vi:

1000 fotoner $s^{-1}cm^{-2}\text{\AA}^{-1}$

ved 5500 \AA (check selv!)

Table 8.1. *Solar apparent magnitudes*

| | |
|------------------|--------|
| m_U or U | -25.91 |
| m_B or B | -26.10 |
| m_V or V | -26.75 |
| m_{bol} | -26.83 |

Table 8.2. *Photometry bands: Johnson-Cousins-Glass system^a*

| Filter | Effective wavelength $\lambda_{\text{eff}} (\text{nm})^b$ | Passband $\Delta\lambda(\text{nm})^b$ (FWHM) | Effective frequency $\nu_{\text{eff}}(\text{THz})^c$ | Passband $\Delta\nu$ (THz) ^c (FWHM) | Spectral flux density at $m=0$ $S_0(\nu_{\text{eff}}) (\text{Jy})^d$ |
|----------|--|--|---|--|---|
| <i>U</i> | 367 | 66 | 817 | 147 | 1780 |
| <i>B</i> | 436 | 94 | 688 | 148 | 4000 |
| <i>V</i> | 545 | 88 | 550 | 89 | 3600 |
| <i>R</i> | 638 | 138 | 470 | 102 | 3060 |
| <i>I</i> | 797 | 149 | 376 | 71 | 2420 |
| <i>J</i> | 1220 | 213 | 246 | 43 | 1570 |
| <i>H</i> | 1630 | 307 | 184 | 35 | 1020 |
| <i>K</i> | 2190 | 390 | 137 | 24.4 | 636 |
| <i>L</i> | 3450 | 472 | 87 | 11.9 | 281 |
| <i>M</i> | 4750 | 460 | 63 | 6.1 | 154 |

^a Bessell, M. S. in *Astronomy & Astrophysics Encyclopedia*, ed. S. Maran, Van Nostrand Rienhold, 1992, p. 406. Glass, I. S., *Handbook of Infrared Astronomy*, Cambridge University Press, 1999.

^b 1.0 nm (nanometer) = 1.0×10^{-9} m. The effective wavelength is the average wavelength in the band for the spectrum of a star of type A0V.

^c 1.0 THz (terahertz) = 1.0×10^{12} Hz. The effective frequencies ν_{eff} and passbands $\Delta\nu$ were obtained from columns 2 and 3 by the present author, using $\nu_{\text{eff}} = c/\lambda_{\text{eff}}$ and $\Delta\nu = c(\Delta\lambda)/\lambda^2$. The former could give slightly different results than (18) depending on the spectral shape.

^d 1.0 Jy (jansky) = 1.0×10^{-26} W m⁻² Hz⁻¹. Approximate spectral flux density given for magnitude zero at the "effective frequency". At other magnitudes, m , the spectral flux density is: $S(\nu) = S_0(\nu) 10^{-0.4m}$ (Jy).

Samlet set mister vi ca. 50% for denne (tænkte, men) nogenlunde realistiske situation.

Så for $V=21.5$ finder vi altså:

$$n(\text{foton}) = 10^{(-0.4 \times 21.5)} \times 0.5 \times 1000 \text{ fotoner } s^{-1} cm^{-2} \text{\AA}^{-1} \times 1000 \text{\AA} \times 7540 cm^2$$

~ 10 fotoner per sekund! For 1m teleskop og 1000Å filter.

Hvad er S/N for vores måling ?

Samlet set mister vi ca. 50% for denne (tænkte, men) nogenlunde realistiske situation.

Så for $V=21.5$ finder vi altså:

$$n(\text{foton}) = 10^{(-0.4 \times 21.5)} \times 0.5 \times 1000 \text{ fotoner } s^{-1} cm^{-2} \text{\AA}^{-1} \times 1000 \text{\AA} \times 7540 cm^2$$

~ 10 fotoner per sekund! For 1m teleskop og 1000Å filter.

Hvad er S/N for vores måling ?

Husk:
$$\frac{S}{\sigma_S} = \frac{S}{\sqrt{(S + 2B)}}$$

Så hvad med B ?

Himmelbaggrunden om natten – Afhænger af månen samt mængden af støv og dis i atmosfæren

| Lunar age (days) | U | B | V | R | I |
|------------------|------|------|------|------|------|
| 0 | 22.0 | 22.7 | 21.8 | 20.9 | 19.9 |
| 3 | 21.5 | 22.4 | 21.7 | 20.8 | 19.9 |
| 7 | 19.9 | 21.6 | 21.4 | 20.6 | 19.7 |
| 10 | 18.5 | 20.7 | 20.7 | 20.3 | 19.5 |
| 14 | 17.0 | 19.5 | 20.0 | 19.9 | 19.2 |

Enhed: magnituder per kvadrat-buesekund

I B filteret er himmelbaggrunden ca. 5 magnituder (faktor 100) klarere ved fuldmåne end ved nymåne!

Effekten er mindst ved lange bølgelængder (fordi spredning i atmosfæren er proportional med λ^{-4}).

Himmelbaggrunden om natten – Afhænger af månen samt mængden af støv og dis i atmosfæren

| Lunar age (days) | U | B | V | R | I |
|------------------|------|------|------|------|------|
| 0 | 22.0 | 22.7 | 21.8 | 20.9 | 19.9 |
| 3 | 21.5 | 22.4 | 21.7 | 20.8 | 19.9 |
| 7 | 19.9 | 21.6 | 21.4 | 20.6 | 19.7 |
| 10 | 18.5 | 20.7 | 20.7 | 20.3 | 19.5 |
| 14 | 17.0 | 19.5 | 20.0 | 19.9 | 19.2 |

Enhed: magnituder per kvadrat-buesekund

Vi antager at stjernen "fylder" 1 kvadratbuesekund (det kommer vi tilbage til!) -
og vælger $V=20.5$ for baggrunden

S/N

$$\frac{S}{\sigma_S} = \frac{S}{\sqrt{(S + 2B)}}$$

Vi har altså $V(\text{stjerne}) = 21.5$

$V(\text{baggrund}) = 20.5$

Hvad er B/S ?

$$S/N$$

$$\frac{S}{\sigma_S} = \frac{S}{\sqrt{(S + 2B)}}$$

Vi har altså $V(\text{stjerne}) = 21.5$

$V(\text{baggrund}) = 20.5$

Hvad er B/S ?

$$B = 2.5S!$$

(magnitudeforskel på 1 \sim flux faktor på ca. 2.5)

Husk: $\frac{S}{\sigma_S} = \frac{S}{\sqrt{(S + 2B)}}$

1s: $S/N = 10 / \text{sqrt}(10 + 2 \times 2.5 \times 10) = 1.29$

2s: $= 1.83$

3s: $= 2.24$

....

30s: $= 7.07$

100s: $= ?$

Hvordan vokser S/N med t?

Husk: $\frac{S}{\sigma_S} = \frac{S}{\sqrt{(S + 2B)}}$

1s: $S/N = 10 / \text{sqrt}(10 + 2 \times 2.5 \times 10) = 1.29$

2s: $= 1.83$

3s: $= 2.24$

....

30s: $= 7.07$

100s: $= 12.9$

Hvordan vokser S/N med t? : S/N vokser med med sqrt(t)!

375 s: $S/N = 25$

Vi har ikke taget hensyn til udlæsestøj!

**Beregningen afhænger af
månefase, afstand fra zenit, udbredning af stjernelyset på CCDen**

Kalibrering!?

Hvordan ved vi (eller finder ud af), hvad størrelsesklassen er for en, eller flere stjerner er, når de er observeret ?

Eksempel:

- Med et 1m teleskop får vi f.eks N tællinger pr. sekund fra en given stjerne
- Med et 2m teleskop får vi $4 \times N$

.... osv..... OG:

Et V-filter er ikke nødvendigvis et V-filter!

For lyskurven: størrelsesklassen afhænger af bl.a. airmass!?

Vi har brug for *reference-stjerner* til at *kalibrere* målingerne.

Standard stjerner! En række stjerner på himlen er blevet målt ofte, og meget grundigt og ved hjælp af disse *definerer* man magnitude skalaen.

Så, når man observerer med et instrument skal man også sørge for at observere stjerner med en kendt magnitude så det bliver muligt at lave en fotometrisk kalibrering.

- Lad ***m_inst*** = den observerede magnitude for en stjerne
- Lad ***m_std*** = stjernens magnitude på standard-systemet.
- Lad ***X*** = airmass for observationen
- Lad ***COL*** = farve indekset for den stjerner vi observerer, f.eks. (*B-V*)

$$m_{OBS} = m_{STD} + k_2X + k_1COL + k_0$$

Når vi observerer (kendte) standard-stjerner så *kender vi*:

m_{obs} , m_{std} , X og COL ---- så hvis vi observerer 3 std. stjerner

kan system konstanterne k_2 , k_1 og k_0 bestemmes..... I praksis observeres mange (>20) standard stjerner per observations-nat, for at få et stort område dækket i parameterene (COL , X) så de er velbestemte. **VEJRET: fotometrisk vs. ikke--fotometrisk!**

$$m_{OBS} = m_{STD} + k_2X + k_1COL + k_0 + \dots$$

Skrives op for hver stjerne, og en løsning for k_2 , k_1 og k_0 findes.

MEN: for en ukendt stjerne kender vi ikke COL !

ekstinktions-koefficienten

I praksis observeres i 2 filtre, f.eks B og V , for at bestemme farven:

$$v_{OBS} = V_{STD} + \overset{\swarrow}{k_V} X_V + k_1^V (B - V)_{STD} + k_0^V$$

$$b_{OBS} = B_{STD} + k_B X_B + k_1^B (B - V)_{STD} + k_0^B$$

Observationen af standard-stjernerne bestemmer k 'erne - så for en observation af en ukendt stjerne i 2 filtre er det kun V_{std} og B_{std} som vi ikke kender! 2 ligninger med 2 ubekendte... det kan vi!

I praksis er det lidt besværligt at udføre denne procedure – MEN nødvendig hvis man har brug for kalibrerede magnituder!

Mellem forskellige instrumenter er det muligt at nå en typisk nøjagtighed på ca. 0.02 magnituder – hvis man anstrenger sig kan 0.01 eller lidt bedre nås.

Det er nødvendigt at kalibre når man vil sammenligne med andre!!!!

Notation for filtre (vigtigt når I læser artikler eller skriver rapporter!!):

Kalibrerede magnituder skrives normalt med store bogstaver, og italic: V – magnitude

Instrumentelle magnituder skrives med små bogstaver og italic: v – magnitude

I LaTeX anvend `\it` til at angive filtre eller gå i 'math-mode'.



(der hvor vi har brugt standard stjerner til at bestemme transformationen mellem 'instrument-systemet' og 'standard-systemet')

Det var vel nok besværligt..

Er det virkelig nødvendigt når vi kun vil finde en
variation i lyskurven?

Det var vel nok besværligt..

Er det virkelig nødvendigt når vi kun vil finde en variation i lyskurven?

Nej vi kan lave fotometri relativt til ”konstante” stjerner, som I gjorde i øvelsen med Cepheiden.

CCD fotometri – flere måder

- Aperture (blænde) photometry

Anvendes normalt til felter hvor stjerne-tætheden (crowding) er forholdsvis lav.... dvs. Det er muligt at bestemme himmelbaggrunden uden at nabo-stjerner generer voldsomt.

- PSF photometry

Anvendes som regel i felter med høj stjerne-tæthed eller hvis den eller de stjerner som studeres ligger tæt på hinanden (i forhold til teleskop+detektor opløsning).

Aperture fotometri:

Simplest mulige form for fotometri.... man tæller simpelthen hvormeget signal der er ophobet inden for et aperture (på dansk: blænde).... under skyldig hensyntagen til himmelbaggrunden.... og eventuelt andre stjerner!

Overvejelser:

- Bestemmelse af himmelbaggrund (nabo-stjerner mm)
- hvilke(n) blænde-radius skal bruges (hvordan ser en stjerne egentlig ud)....
- hvordan optimeres S/N forholdes... hvordan beregnes S/N

Fotometri øvelsen.

```
im = readfits( 'mh170110.fit', hdr )  
x0 = 474.0  
y0 = 368.0
```

```
; Billede hvor pixelværdierne er lig med afstanden fra (x0,y0)  
dist_circle, im1, 1024, x0, y0, /double
```

```
nap = 37 ; Antallet af blænder  
ap = findgen( nap ) + 3 ; Tal fra 0 - 36, blænde-radier  
ron = 4.0 ; Udlæse-støjen i elektroner  
g = 0.73 ; Elektroner per ADU  
zpt = 25.0 ; Magnitude nulpunkt ( $m = 25 - 2.5 \log_{10} N$ )  
IS = 40 ; Inner sky-radius  
OS = 50 ; Outer sky-radius
```

```
; Vektorer til at indeholde fluxen, magnituden og signal-støj-forholdet.
```

```
flux = fltarr( nap )  
mag = fltarr( nap )  
sn = fltarr( nap )
```

```
ii = where( im1 ge IS and im1 le OS ) ; Pixlerne til bestemmelse af sky.  
mmm, im[ii], skymod, sigma, skew ; Robust baggrunds-bestemmelse
```

```
; Loop over alle blænde radier
```

```
for i = 0, nap-1 do begin  
  jj = where( im1 le ap[i], npt ) ; find pixlerne inden for  $r < ap[i]$   
  flux[i] = total( im[jj] ) - npt*skymod ; Beregn fluxen, fratræk sky.  
  mag[i] = zpt - 2.5 * alog10( flux[i] ) ; Beregn magnituden  
  sn[i] = g*flux[i] / sqrt( g*flux[i] + npt*g*skymod + ron^2.0 ) ; S/N  
endfor
```