

Data Reduktion med IDL

September 2, 2005

1 CCD Billeder

Til astronomiske observationer bruges i moderne astronomi fortrinsvis en såkaldt CCD-detektor (Charged Coupled Device). En CCD er inddelt i et stort antal billedelementer (pixler), der hver især kan registrere de fotoner, der rammer dem. Man kan finde en let-læst introduktion til CCDer og deres virkemåde i denne on-line artikel (læs den!):

<http://www.jyi.org/volumes/volume3/issue1/features/peterson.html>.

I meget korte træk fungerer en CCD på flg. måde: CCDer består af et halvledermateriale, der pålægges elektrisk spænding. Når en foton rammer en pixel (en veldefineret del af chippen typisk med størrelse omkring 15-30 μm) så kan den frigøre en elektron som man kan opfange i en potentialbrønd dannet af den pålagte spænding. Alle de opsamlede elektroner i brønden kan med en passende manipulering af spændinger “udlæses”, så man kan optælle, hvor mange elektroner, der er i potentialbrønden for hver enkelt pixel, og dermed hvor mange fotoner, der har ramt hver pixel. De primære fordele ved CCD detektorer er, at de *i*) er langt mere følsomme end fotografiske film: mere end 90% af de indkommende fotoner registreres i CCDer (for de fleste optiske bølgelængder), mens fotografiske film kun registrerer 1-3%. *ii*) antallet af elektroner registreret i en pixel er proportional med antallet af indkommende fotoner, således at detektoren er *linear*. Dette er ikke tilfældet for en fotografisk film. De første CCD chips var imidlertid ret små, 256×256 pixler, hvorved det var svært at observere et stort felt. En typisk CCD idag har (mindst) 2048×2048 pixler (se et eksempel i Fig. 1). Hvis man vil dække et meget stor felt må man benytte en mosaik af CCDer. F.eks. har det japanske SUBARU teleskop et kamera med et felt på mere end 30'×30', hvortil der benyttes 10 stk. 2048×4048 pixel CCDer.

Når man bruger CCDen til at optage billeder af himlen foregår det ved, at man eksponerer CCDen et vist tidsrum, hvorefter det opsamlede lys omsættes til et digitalt signal som derefter udgør det rå astronomiske billede. Det kræver naturligvis at CCDen er sat ind i billedplanet på et astronomisk instrument.

Ved udlæsningen (som typisk varer af størrelsesordenen 1 minut for en moderne CCD) omsættes den målte ladning i hver pixel til et antal ADU (Analog to Digital Unit) som er det tælleantal man kan aflæse i det rå billede. Det antal ADU, der tildeles en given pixel er givet ved udtrykket $\text{ADU} = N(e^-)/\text{Gain}$, hvor $N(e^-)$ er antallet af elektroner. Typisk kan man vælge forskellige udlæsemåder (modes) med forskellig *Gain*. *Gain* er typisk i området 0.5-3 elektroner per ADU. Ud over det egentlige signal som kommer fra himlen (stjernerne og galakserne og andre ting) er det udlæste CCD billede påvirket af en række effekter som man er nødt til at være opmærksom på og/eller korrigere for inden man kan foretage den egentlige astrofysiske analyse.

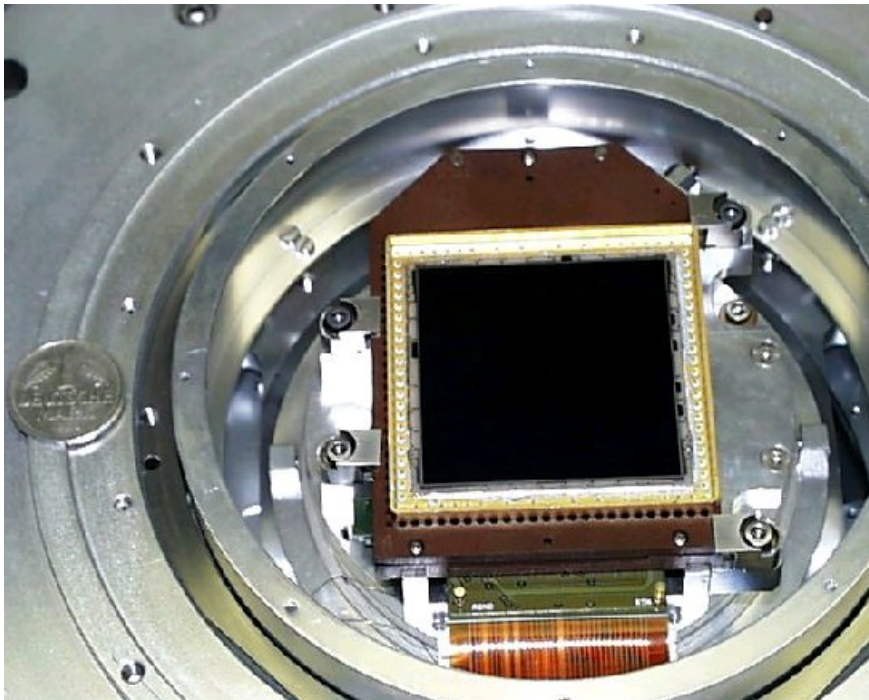


Figure 1: Her ses den CCD, der sidder i FORS1 instrumentet på ESOs *Very Large Telescope*. Du kan finde mere information om FORS1 her <http://www.eso.org/instruments/fors1/>. Bemærk den 1 D-mark mønt, der ligger til venstre for chippen. Den angiver størrelsen. Hver pixel har en størrelse på $24\mu\text{m}$, så hele chippen fylder ca. $5\times 5\text{ cm}^2$.

2 Støj-kilder og data-reduktion

2.1 Udlæsestøj

Udlæsestøjen er den støj som signalet påvirkes af under udlæsningen af CCDen. Konverteringen fra analogt til digitalt signal er ikke perfekt, men er en statistisk fordeling omkring en middelværdi med en vis spredning. Selve udlæse elektronikken bidrager også med støj. Udlæsestøjen i moderne CCD systemer er lille (3-10 elektroner per pixel) og vil ikke være en dominerende fejlkilde for de fleste observationer. Hvis man bruger meget smalle filtre eller spektroskopi med høj opløsning skal man dog tænke over, hvordan man kan undgå, at udlæsestøjen bliver den dominerende støjkilde (man kan *binne* detektoren (udlæse flere pixler af gangen) og/eller øge eksponeringstiden per optagelse).

2.2 Bias og Overscan

Ved starten af hver eksponering bliver CCDen sat til en lille spænding for at undgå negative pixelværdier. Hvis der var negative pixelværdier, så måtte man i den digitale lagring af værdien afsætte en bit til at angive fortegn, og det ville indskrænke detektorens dynamiske område (hvor store tal man kan repræsentere med den givne hukommelse). Denne lille pålagte bias-spænding giver anledning til at man under udlæsningen altid vil måle et signal. Dette signal kaldes bias-niveauet og det har typisk en værdi på nogle få hundrede ADU.

For at bestemme bias niveauet kan man udlæse CCDen uden at have eksponeret den. Et sådant billede kaldes et bias billede. Hvis man bare trak et sådant billede fra sine videnskabelige

billeder, så ville man øge støjen i billedet, fordi man effektivt ville få udlæsestøjen to gange. Derfor tager man en lang række bias optagelser (typisk 10 eller flere). Med disse billeder kan man bestemme biasniveauet i hver pixel ved at beregne et middel eller median bias-billede. Ved at trække dette billede fra de videnskabelige optagelser får man kun det signal, der kommer fra eksponeringen af CCDen. Vi kommer nedenunder tilbage til, hvordan man optimalt bestemmer et kombineret bias billede og hvordan man optimalt fratrækker bias fra de videnskabelige billeder.

En anden metode (hvis man har travlt, eller hvis en præcis bias-betemmelse ikke påvirker de videnskabelige billeder i målbar grad) kan være at bruge det såkaldte *overscan* område. Overscan området er et område som ikke svarer til pixels på CCDen, men blot kunstige ekstra pixels i billedet, hvis værdi er givet ved den pålagte bias-spænding. I dette tilfælde beregner man blot gennemsnittet fra overscan området og trækker det fra. Man skal sikre sig, at overscan området virkelig også svarer til bias-niveauet i bias-billedet, da dette ikke altid er tilfældet. Hensigten med overscan delen af billedet er at kunne foretage en korrekt bias-fratrækning.

Den optimale måde at lave et kombineret bias billede på er flg.: Antag er der er N individuelle bias billeder. Pixel x, y i det kombinerede bias billede beregnes så som:

$$bias.billede_{x,y} = median(bias1_{x,y} - \bar{os1}, bias2_{x,y} - \bar{os2}, \dots, biasN_{x,y} - \bar{osN}), \quad (1)$$

hvor $bias1_{x,y}$ er værdien i pixel x, y i det første bias billede, $\bar{os1}$ er middelværdien i overscan området i det første bias billede, o.s.v. På denne måde slipper man af med cosemics (se afsnit 2.5) i bias billederne og tager højde for at bias niveauet i de individuelle bias billeder kan være forskelligt.

2.3 Dark

Elektroner kan også løsrives blot pga. termiske fluktuationer, særligt hvis detektoren ikke er tilstrækkeligt kølet. Disse termiske elektroner vil også bidrage til det udlæste signal. Antallet af løsrevne elektroner er proportionalt med tiden, så jo længere eksponeringer jo større *mørkestrøm*. Normalt er mørkestrømmen kun nogle få elektroner per time, så den anses som regel for et meget lille problem, som man ofte helt undlader at korrigere for. For at minimere mørkestrøm er CCDer, der bruges i den professionelle astronomi nedkølet med flydende kvælstof til ca. -100 °C. CCDen der bruges i Brorfelde er kun kølet til -40 °C, så her er mørkestrømmen ikke neglicibel.

Man korrigerer for mørkestrøm på næsten samme måde som bias korrektionen. Man laver en serie lange eksponeringer - gerne en time eller mere (for ikke at blive domineret af udlæsestøj) med lukkeren lukket. For hver eksponering fratrækkes biasniveauet. Denne serie af lange eksponeringer bruges til at beregne mørkestrømmen per sekund, og denne skaleres så til eksponeringstiden af hvert enkelt videnskabeligt billede. Mørkestrømmen kan variere fra pixel til pixel på CCDen og derfor trækker man som regel hele mørkestrøms-billedet fra. Hvis der ikke er nogen variationer fra pixel til pixel på CCDen kan man også her gøre brug af en gennemsnitsværdi.

2.4 Mætning

Der kan kun opsamles et endelig antal elektroner i ledningsbåndet for en enkelt pixel. Hvis der kommer flere end dette endelige antal, så begynder elektronerne at flyde over til de nærliggende pixler. Endvidere er der, fordi udlæseren (A/D converteren) repræsenterer signalet med et endeligt antal bits, også et maksimum for det antal ADU, der kan udlæses. Som regel er denne software mætningsgrænse 65536 ADU (2^{16}). Man skal være opmærksom på ikke at eksponere

CCDen så længe, at der opstår mættede pixler i det, eller de, objekter man vil undersøge. Sker dette er informationen om objekternes lysstyrke tabt, eller i hvertfald meget svær at bestemme. Man kan øge det effektive dynamiske område ved at ændre *Gain*. Det er optimalt at observere meget lysstærke objekter med en stor værdi af *Gain* og meget lyssvage objekter med et lille *Gain*.

2.5 Cosmic Rays

Hvis en pixel bliver ramt af en kosmisk partikel (protoner, elektroner eller små atomkerner med stor energi, der kommer fra rummet), så vil det også frigøre (ofte mange) elektroner til og dermed give et signal i den ramte pixel. Specielt for lange eksponeringer kan det være et alvorligt problem (se Fig. 2). Man har også set eksempler på, at partiklerne kan stamme fra radioaktivitet i det materiale, der er brugt til at bygge selve kameraet, men det er næppe et udbredt problem.

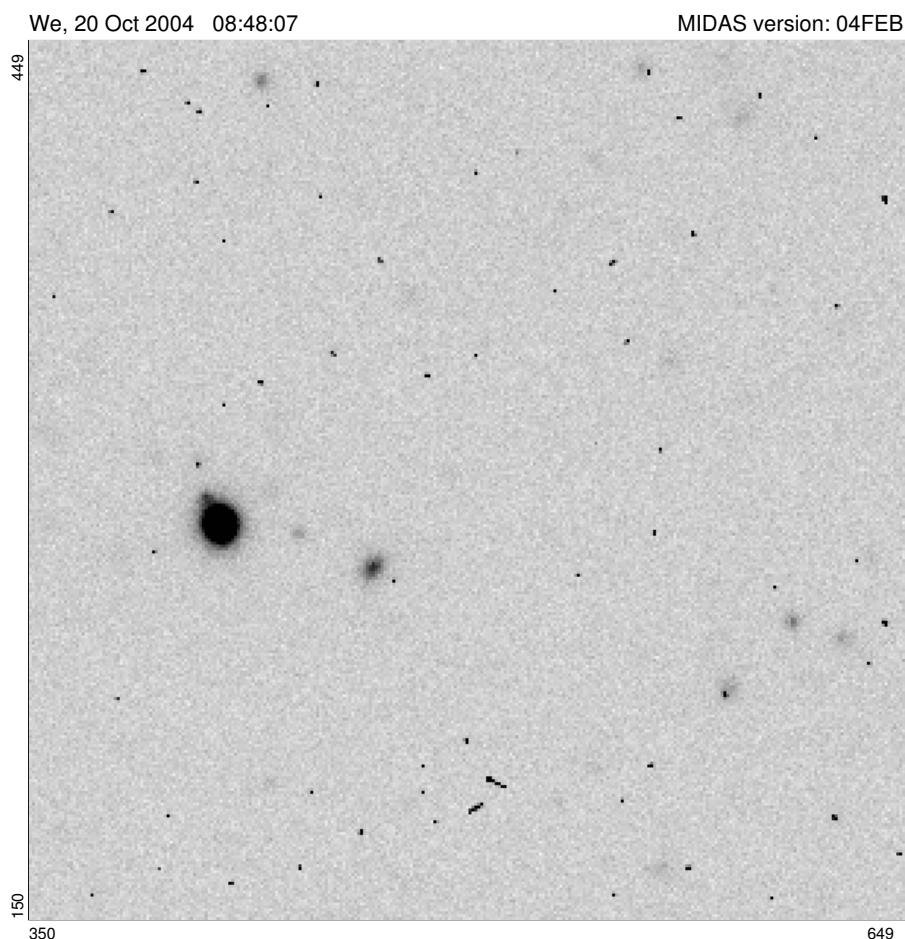


Figure 2: Her ses en lille del af en relativ lang eksponering (2000sec) taget med FORS1 (d.v.s. CCDen vist i Fig. 1) i et smalt filter. Bemærk at billedet er ramt af talrige kosmiske partikler, der ses som små sorte prikker eller korte streger.

Man kan ikke gøre noget ved, at der kommer kosmiske partikler (kort “cosmics”), men man skal blot være opmærksom på, at de kommer, og at det særligt er et problem for lange eksponer-

inger og/eller hvis man binner CCDen inden udlæsning. Man skal også være opmærksom på cosmics, når man laver sine bias og flatfield billeder (se herunder).

2.6 Flatfield

CCDens pixler er ikke alle lige følsomme. Med andre ord; hvis lige mange fotoner har ramt hver pixel er det registrerede antal fotoner ikke helt det samme, dels pga. støj og dels pga. den lidt forskellige følsomhed. De fleste CCDer har også pletter, der er mindre følsomme, der kan være støvkorn på linser o.s.v. Denne variation i pixel respons kan man korrigere for ved at lave en række optagelser, hvor CCDen overalt har modtaget den samme lysmængde. I praksis gøres dette på en af flg. måder (evt. i kombination):

- Man retter kikkerten mod et hvidt felt på indersiden af kuplen, som belyses med en lampe med hvidt lys (domeflats).
- Lige før solopgang eller lige efter solnedgang retter man kikkerten mod en del af himlen uden klare stjerner og dermed opnås en ensartet belysning af CCDen (twilightflats).
- Man bruger observationer indsamlet om natten til at konstruere flats. Dette er naturligvis vanskeligt, da det er mørkt, men hvis man kombinerer mange optagelser med store offsets i mellem sig, så er det muligt. Dette benyttes dog sjældent.

Det er vigtigt, at flatfields er belyst til ca. mellem en tredjedel og to tredjedele af deres tælleantal ved mætning for at opnå en god bestemmelse af pixel-følsomheden. Da pixel følsomheden er forskellig ved forskellige bølgelængder er det nødvendigt at lave flatfields med alle de filtre man vil bruge i de videnskabelige optagelser.

Flatfield korrektionen foretages ved først at optage en stribe flatfields gennem de relevante filtre (mindst tre men meget gerne fem eller flere). Specielt for domeflats er det en god ide at lave en lang serie. For twilightflats er det svært at få rigtigt lange serier i en enkelt skumring, specielt hvis man bruger flere filtre (fordi skumringen ikke varer mere end 15–20 minutter), men så kan man kombinere optagelser fra flere døgn.

Først fratrækkes biasniveauet samt eventuel mørkestrøm skaleret til den rette eksponeringstid. Denne procedure vil gøre, at man nu kun har det egentlige signal, som kommer fra flad-felts kilden (lampe eller twilight), tilbage. Derpå skal man skalere alle flatfields til den samme middelværdi (som normalt vælges til at være 1). Derpå laver man et middel eller median flatfield for hvert filter, hvis ikke middelværdien allerede er 1 kan man nu normere flatfield billedet til at have en middelværdi på 1. Det er vigtigt at huske, at flatfields skal bruges til at korrigere for forskelle mellem pixels og man er derfor nødt til at bruge hele billedet, og ikke middelværdier.

3 Observation med CCD “matematisk set”

Matematisk kan man sammenfatte det at optage et CCD billede på flg. måde. Et CCD billede er en matrix, der indeholder tællinger i alle pixel position x, y . Denne matrix er givet ved:

$$\begin{aligned}
 Counts(x, y) = & GAIN \int_{t_1}^{t_2} dt \int_{\lambda} d\lambda \frac{F_{\lambda}(\theta, \phi, t)}{hc/\lambda} \otimes (PSF(x, y, t, \lambda)\epsilon(x, y, t, \lambda)) \\
 & + BIAS(x, y) + RON(x, y),
 \end{aligned}
 \tag{2}$$

Table 1: Bessel/Johnson UVBRI filter karakteristika (fra Landolt-Börnstein, 1982, volume 2b (Stars and Clusters), eds. K.-H. Hellwege, Springer, p.71-73)

Filter	F_0^a	$\lambda_{central}$	$\Delta\lambda$
	erg cm ⁻² s ⁻¹ Å ⁻¹	Å	Å
U	4.22×10^{-9}	3600	400
B	6.40×10^{-9}	4400	1000
V	3.75×10^{-9}	5500	800
R	1.75×10^{-9}	7100	2100
I	0.84×10^{-9}	9700	2200

^a den specifikke flux F_λ over atmosfæren for et objekt med størrelsesklasse 0.

hvor $F_\lambda(\theta, \phi, t)$ er den såkaldte monokromatiske flux fra et punkt på himmelkugle med deklination θ og rektaascension ϕ , svarende til pixelkoordinater x og y , til tiden t . $PSF(x, y, t, \lambda)$ er den såkaldte i Punkt Sprednings Funktion med hvilken signalet $F_\lambda(\theta, \phi, t)$ er foldet, og $\epsilon(x, y, t, \lambda)$ er brøkdelen af fotoner med bølgelængde λ over atmosfæren som detekteres i pixelen med koordinater x og y . Effektivitetsfaktoren $\epsilon(x, y, t, \lambda)$ er et produkt af adskillige bidrag:

$$\epsilon = \epsilon_{atmosphere} \times \epsilon_{mirrors} \times \epsilon_{instrument} \times \epsilon_{filter} \times \epsilon_{CCD}, \quad (3)$$

d.v.s. fotoner forsvinder i atmosfæren (p.g.a. spredning og absorbtion), ved teleskopspejle (p.g.a. absorption og transmission), ved spejle og linser i instrumentet, i filteret og i detektionsprocessen i CCDen. Den typiske totale effektivitet man kan opnå i imaging fra jorden er ca. 3–5% i U-filteret og 20–30% fra B-filteret til I-filteret (se Tabel 1 for specifikationer af bredbåndsfiltre i Johnson/Bessel systemet).

4 Reduktion af videnskabelige optagelser

Når alle korrektionsbilleder er forberedt er det en smal sag at korrigere de videnskabelige optagelser for instrumenteffekterne. Dette gøres ved at fratække bias og skaleret mørkestrøm samt dele med flatfield billedet for det rigtige filter:

$$red.billede = \frac{(billede - os(billede)) - (bias - (os(bias)) - dark \times exp.tid(billede))}{normeret flatfield}, \quad (4)$$

hvor os er overscan og $dark$ er mørkestrømsbilledet (med enhed ADU per sec). Det er en god ide ikke at udføre hele processen på een gang, men for hvert skridt at checke, at resultatet er som forventet.

5 FITS billedformatet

CCD billeder gemmes i alt overvejende grad i det såkaldte FITS billedformat. FITS er at akronym for Flexible Image Transport System, og FITS er det billedformat, der anbefales/understøttes af NASA og af den Internationale Astronomiske Union (IAU). Man kan læse mere om dette format her: <http://fits.gsfc.nasa.gov>. Et FITS billede består af

- en binær del som repræsenterer selve billedet, d.v.s. antallet af ADU i hver pixel.

- en *header* (ascii) som giver andre oplysninger om billedet, f.eks. himmelkoordinater for en reference pixel, tidspunkt for observationen, eksponeringstid, zenithafstand, billedskala, filter, temperatur, o.s.v.

Informationen i headeren er organiseret som en række keywords med værdier.

6 FITS billeder i IDL

Et FITS billede kan indlæses med flg. kommando i IDL:

```
image = readfits('billednavn.fits',header)
```

Hvis `billednavn.fits` er et 2080×2048 FITS billede, så vil `image` være et 2080×2048 array, og headeren vil være repræsenteret af strengen `header`. Billedet kan evt. vises med kommandoen `TVSCL`:

```
TVSCL, image
```

For at trække en bestemt keyword værdi ud af headeren kan man bruge funktionen `sxpar`. F.eks.:

```
expt = sxpar(header,"EXPTIME")
```

hvor `EXPTIME` er det keyword som repræsenterer eksponeringstiden for billedet.

Når man er færdig med at arbejde med sit billede `image` (f.eks. har færdigreduceret billedet, lad os kalde det `reduced_image`), så kan man skrive det ud til en fits fil igen med kommandoen `writefits`:

```
writefits,'nytbillede.fits',reduced_image,header
```

Det er vigtigt (men strengt taget ikke nødvendigt) at gemme den oprindelige header sammen med det nye billede, så al informationen om billedet stadig er tilstede i FITS billedet. Det er også muligt at sætte nye keywords ind i headeren, hvis man ønsker at beskrive, hvad der er sket med billedet under datareduktionen. Dette kan f.eks. gøres med kommandoerne `SXADDPAR` eller `SXADDPAR`.

Man kan finde en mængde nyttig information om brugen af IDL i astronomi her:

<http://idlastro.gsfc.nasa.gov>

En anden meget brugbar side om IDL er:

<http://www.dfanning.com>