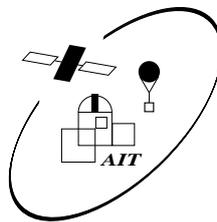


Vorlesung “Astronomische Datenanalyse”

Praktikum 4: Bildreduktion

Version vom 18. Juli 2002



Das Praktikum findet im Institut für Astronomie und Astrophysik, Abt. Astronomie im Gebäude Sand 1 statt. Unter der URL <http://astro.uni-tuebingen.de/~wilms/teach/data/> finden Sie PS- und PDF-Dateien dieser Anleitung, die Sie sich ausdrucken können, sowie alle hier angegebenen Programme.

1 Bildanalyse

1.1 Einführung

Im letzten praktischen Teil der Vorlesung "Datenanalyse" in der Astronomie behandeln wir die Reduktion und Analyse von Bildern. Wir werden uns hierbei aus Zeitgründen auf die Datenreduktion optischer Daten beschränken. Außer in der Astrometrie und in der Himmelsüberwachung werden in der optischen Astronomie heute ausschließlich elektronische Detektoren eingesetzt, die CCDs (charge coupled devices). Auch die hier vorgestellten Daten wurden mit CCDs gewonnen. Zur elektronischen Bearbeitung von Photos müssen diese eingescannt werden, danach können ebenfalls die im folgenden vorgestellten Verfahren benutzt werden.

Die Datenreduktion astronomischer Bilder besteht im wesentlichen aus zwei Teilen:

1. Die *Beseitigung von Artefakten*, die durch den Prozeß der Aufnahme im Bild enthalten sind. Darunter sind z.B. der Einfluß des Dunkelstroms im CCD, die Vignettierung durch das Teleskop, oder die verschiedene Empfindlichkeit der CCD-Pixel zu sehen.
2. Die *Korrektur von Bilddefekten*. Diese werden zum Beispiel durch defekte Pixel auf dem CCD erzeugt oder durch Teilchen der kosmischen Strahlung.

1.2 Datenreduktion

Das mit einem CCD aufgenommene Rohbild enthält außer den astronomischen Daten verschiedene Artefakte. Da CCDs das optische Licht in Elektronen umwandeln, ist das Rohbild die Summe aller möglichen Quellen für Elektronen. Zum einen sind dies die durch das Licht der Sterne im CCD erzeugten, zum anderen können Elektronen auch durch thermische Anregung ins Valenzband gehoben werden und so ebenfalls detektiert werden. Dieser Effekt kann durch Kühlung zwar verringert, nicht aber gänzlich ausgeschlossen werden. Zur Messung dieses *Dunkelstroms* wird das CCD bei gleicher Temperatur mit geschlossenem Shutter belichtet, so daß nur der Dunkelstrom enthalten ist. Diese Aufnahme bezeichnet man als *Darkframe*. Das Darkframe ist in jeder Aufnahme enthalten, d.h. der Einfluß des Dunkelstroms kann durch Subtraktion des Darkframe von der Aufnahme korrigiert werden.

Durch Schwankungen der Dotierung über den CCD-Chip kann das CCD an verschiedenen Stellen seiner Oberfläche unterschiedlich empfindlich sein. Dies ist bei modernen Forschungs-CCDs kein Problem mehr, bei billigen Amateur-CCDs allerdings ein immer noch anzutreffendes Phänomen.

Alle Teleskop-CCD Kombinationen betrifft jedoch, daß verschiedene Stellen der Brennebene unterschiedlich ausgeleuchtet werden können. Dieser Einfluß der Optik ist insbesondere am Rand der Brennebene von Bedeutung, wo nur noch ein Teil der Teleskopöffnung die Brennebene bescheinigen kann. Dieser Effekt wird als *Vignettierung* bezeichnet.

Sowohl die Vignettierung als auch die Schwankung der CCD-Empfindlichkeit kann dadurch gemessen werden, daß eine Aufnahme einer gleichmäßig ausgeleuchteten Fläche erstellt wird, das sogenannte *flatfield*. Die Empfindlichkeitsschwankungen treten dann als Schwankungen in der gemessenen Lichtintensität in Erscheinung.

Im ersten Teil dieses Praktikums bearbeiten wir eine Aufnahme eines Himmelsausschnitts, die mit dem 1.5 m Teleskop des ESO gewonnen wurde. Sie können die Daten von der Homepage der Vorlesung herunterladen und mit der IDL-Routine `readfits` einlesen:

```
i=readfits('Image.fits')
f=readfits('Flat.fits')
z=readfits('Zero.fits')
```

Betrachten Sie jede dieser Aufnahmen mit IDL. Dazu verwenden Sie am besten die IDL-Routine `ccd_tv`, also z.B.

```
ccd_tv, i
```

Versuchen Sie, die Effekte, die Sie in den einzelnen Bildern sehen, zu erklären.

Subtrahieren Sie jetzt den Dunkelstrom sowohl vom Bild als auch vom Flat,

```
i=i-z
```

```
f=f-z
```

und betrachten Sie wieder die entstandenen Bilder. Sie sehen, daß sich kaum etwas verändert hat, was für die Güte des benutzten CCDs spricht.

Im nächsten Schritt müssen wir die Vignettierung aus dem Bild korrigieren. Dazu sind aus dem Flatfeld durch geeignete Normierung für jedes einzelne Pixel Korrekturfaktoren zu bestimmen, mit denen dann i multipliziert wird. Verwenden Sie dazu drei verschiedene Verfahren und vergleichen Sie diese:

1. Normieren Sie f auf den Mittelwert der gemessenen Intensität, den Sie mit $\text{mean}(f)$ bestimmen können.
2. Bestimmen Sie die im Bild am häufigsten auftretende Intensität mit der IDL Prozedur `histogram` und normieren Sie f auf diese.
3. Schlußendlich können Sie auch die median-Helligkeit mit der `median` Prozedur bestimmen und f auf diese normieren¹

Mit jeder dieser Normierungen können Sie das Flatfeld-korrigierte Bild bestimmen, indem Sie es durch das normierte Flatfeld dividieren. Also zum Beispiel

```
norm=f/mean(f)
```

```
icorr=i/norm
```

```
ccd_tv,icorr
```

Vergleichen Sie die drei vorgeschlagenen Verfahren. Welches würden Sie bevorzugen?

1.3 Artefaktkorrektur

Im zweiten Teil dieses Praktikums werden wir das "Hubble Deep Field" betrachten. Zur Aufnahme des HDF wurde das Hubble Space Telescope (HST) für insgesamt 10 Tage auf einen sehr wenige Vordergrundsterne enthaltenden Himmelsausschnitt gerichtet, der dann mit verschiedenen Filterkombinationen belichtet wurde. Wir werden uns hier hauptsächlich mit zwei jeweils 2400 s lang belichteten Aufnahmen amüsieren, wundern Sie sich also bitte nicht, wenn Ihre Ergebnisse wesentlich weniger spektakulär sind, als die HDF-Poster! Auch diese Daten finden Sie auf der Homepage der Vorlesung.

Beachten Sie: Die hier vorgeschlagene Bearbeitung mit IDL ist nicht der normale Weg, HST-Daten auszuwerten. Normalerweise wird dazu das unter dem sehr mächtigen IRAF-Paket laufende STSDAS-System verwendet. Dieses System automatisiert viele der im folgenden dargestellten Schritte – dies ist für die praktische Arbeit natürlich wichtig, vom Lerneffekt her aber nicht unbedingt vorzuziehen. Ferner werden wir einige Schritte überspringen, die für eine richtige Auswertung eigentlich nötig wären.

Wir werden die Betrachtung der HST-Daten am Beispiel der Bilddaten in den Files `u31p010kt_c0f.fits` und `u31p010mt_c0f.fits` betrachten. Diese Dateien wurden schon kalibriert, sind also bias-subtrahiert und flatfeld-korrigiert. Bevor Sie diese Dateien in IDL einlesen sollten Sie das Programm `fdump` verwenden und sich diese FITS-Dateien näher angucken.

Lesen Sie nun die Dateien mit IDL ein. Die WFPC2 Kamera hat verschiedene CCDs, wir beschränken uns auf die CCD Nummer 2:

¹Der Median ist eines der sogenannten statistischen Quantile. Sie bestimmen den Median, indem Sie Ihre Meßwerte der Größe nach sortieren. Der Median ist dann der "in der Mitte" der Zahlenwerte liegende Wert. Der Median der Zahlenfolge (3, 6, 1, 15, 2) ist also 3.

```

file1='u31p010kt_c0f.fits'
image1=readfits(file1)
a1=100
a2=750
i1=image1[a1:a2,a1:a2,2]

```

und analog für das zweite File. Hier wurde auch gleich ein Teil der Daten weggeworfen, der sich am Rand der CCDs befindet.

Stellen Sie sich das Bild dar. Was Sie sehen ist hauptsächlich kosmische Strahlung, es sind kaum astronomische Objekte sichtbar. Um Daten von kosmischer Strahlung zu trennen, vergleichen wir die zwei Aufnahmen, da sich die astronomischen Quellen zwischen den zwei Aufnahmen hoffentlich nicht geändert haben:

```
ii=(i1>0)<i2
```

Mit diesem IDL-Ausdruck wird von beiden Bildern jeweils der kleinere Wert genommen – dieser Trick funktioniert, da die von kosmischer Strahlung getroffenen Pixel gesättigt sind. Im jetzt erhaltenen Bild sind schon viele Quellen zu sehen. Dennoch sind einige Pixel immer noch gestört, ein Effekt des mittlerweile zehnjährigen Beschusses der CCDs mit kosmischer Strahlung. Um diese “hot pixels” zu entfernen müssen wir zunächst aus der Aufnahme das typische Rauschen des Sternhintergrundes bestimmen. Dieses Rauschen wird Ihnen von der IDL-Routine `sky` berechnet:

```
sky,ii,skymode,skysig,/silent
```

Um das Bild zu verbessern wollen wir einen sogenannten selektiven Median-Filter durchführen: Alle Pixelwerte, die mehr als 3σ vom Himmelsrauschen entfernt sind, sollen durch den Median Ihrer Nachbarn ersetzt werden. Bestimmen Sie die Indizes dieser Pixel

```
ndx=where(ii GT skymode+5*skysig)
```

Aus `ndx` können Sie die x - und y -Koordinaten ausrechnen:

```
ysiz=(size(ii))[1]
xpos=ndx MOD ysiz
ypos=ndx/ysiz
```

Lassen Sie sich zur Kontrolle die Positionen der hellen Pixel im Bild anzeigen! Spielen Sie mit der Schwelle, oberhalb derer Sie ein Pixel als “schlecht” definieren.

Wir können nun selektiv den Median-Filter auf die hellen Pixel loslassen

```

size=5 ;; muss ungerade sein!!
FOR i=0,n_elements(ndx)-1 DO BEGIN
    xind=xpos[i]-(size/2)+findgen(size)
    yind=ypos[i]-(size/2)+findgen(size)
    nn=where(xind GE 0 AND xind LT xsiz AND yind GE 0 AND yind LT ysiz)
    final[xpos[i],ypos[i]]=median(ii[xind[nn],yind[nn]])
ENDFOR

```

und erhalten als Ergebnis ein Bild, das von den meisten “hot pixels” befreit ist.

Sie können erkennen, daß auch in hellen Objekten schlechte Pixel erkannt werden – selbst wenn es sich da um gute Messungen handelt. Entfernen Sie daher Pixelhäufungen aus Ihrem Bild:

```

;; remove clusterings of bad pixels
avg=float(n_elements(xpos))/(long(xsiz)*long(ysiz))
threshold=5.
rad=10 ;; radius of circle to count the bad pixels...

```

```
maxnum=!pi*rad^2*avg*threshold

bad=xpos
bad[*]=0
FOR i=0,n_elements(xpos)-1 DO BEGIN
    dummy=where( (xpos[i]-xpos)^2+(ypos[i]-ypos)^2 LT rad*rad, num)
    IF (num GT maxnum) THEN bad[i]=1
END
ndx=where(bad NE 1)
xpos=xpos[ndx]
ypos=ypos[ndx]
```