



---

# DSLR-PHOTOMETRIE

---

Freie Übersetzung des AAVSO DSLR-Observing Manuals



1. MAI 2024

AG ASTRO-PRAXIS  
Matthias Kiehl

## Inhalt

Einleitung.....	4
Warum DSLR-Photometrie? .....	4
Visuell versus DSLR-Photometrie .....	4
Equipment .....	4
Voraussetzungen .....	4
Was ist eine DSLR?.....	4
CMOS-Chip .....	5
Zu vermeidende DSLR-Kamerafunktionen für die Photometrie.....	5
Objektive und Teleskope .....	6
Gesichtsfeld .....	6
Welches Objektiv verwenden.....	6
Stativ und Montierung.....	7
Stativ oder andere feste Halterung .....	7
Äquatoriale Montierung.....	8
Huckepack-Montage.....	8
Motorisierte, computergesteuerte azimutale Montierung.....	8
Kamera Einstellungen .....	8
Manueller Modus .....	8
Blende.....	8
ISO .....	9
Belichtungszeit.....	10
Überblick Software .....	11
Minimale Anforderungen an die DSLR Photometrie Software.....	11
Unterstützung für das RAW-Format Ihrer Kamera .....	11
Integrierte Bildkalibrierung (Bias-, Dark-, Flatframe-Korrekturen).....	11
Extraktion der einzelnen Farbkanäle .....	11
Photometrische Analyse.....	12
Sinnvolle Features .....	12
Stapelverarbeitung von Bildern .....	12
Skripting.....	12
Ausrichten und Stapeln .....	13
Computersteuerung von Fokussierung und Bildaufnahme.....	13
Automatische Plattenauflösung (Astrometrie).....	14
Bilder in das FITS-Format konvertieren .....	14
Differenzielle Extinktion und Transformationskorrekturen .....	14

Berichtserstellung und Web-Einreichung .....	15
Zeitsynchronisation .....	15
Bilderfassung .....	15
Überblick über die Erfassung.....	15
Vorbereitende Arbeiten.....	15
Beobachtungsbuch .....	15
Beobachtungsort, Montierung und Kamerasteuerung .....	16
Stromversorgung der Kamera.....	16
Beobachtungsplan .....	17
Rauschquellen und Bias.....	17
Zufälliges Rauschen .....	18
Festes Musterrauschen (FPN).....	18
Bias und Offset.....	19
Tote und heiße Pixel .....	19
Normaler Dunkelstrom .....	20
Dunkelstromimpulse .....	21
Master-Kalibrierungsbilder .....	21
Kalibrierungsbilder (Bias, Darks und Flats).....	21
Bias-Frames .....	21
Dark Frames.....	22
Flat-Field Korrektur .....	23
ISO und Belichtungszeiten .....	25
ISO-Einstellung, Quantisierungsfehler und Dynamikbereich .....	25
Belichtung Zeit, Sättigung und Nichtlinearität.....	26
Bildverarbeitung und Bewertung .....	27
Überblick .....	27
Vorbereitende Arbeiten und Bildbeurteilung.....	28
Header .....	28
Ursprüngliches Bildformat.....	29
Bilddatum und -zeit .....	29
Anwendung von Kalibrierungsbildern, Stacking und Binning.....	29
Ausrichten und Stapeln .....	30
Binning.....	30
RGB-Farbseparation (Extraktion) .....	31
Bewertung nach der Kalibrierung.....	31
Größe und Form der Sternscheibchen .....	31

Maximaler ADU-Wert und Signal-Rausch-Verhältnis .....	33
Überblendung von Hintergrundsternen .....	33
Photometrie – von der Messung zur Magnitude .....	34
Aperturphotometrie .....	34
Auswahl des Messapertur-Radius .....	35
Auswahl der Größe und Position des Ringes .....	36
Instrumentelle, differentielle und standardisierte Größen .....	36
Instrumentelle Helligkeiten .....	36
Standardisierte Helligkeiten .....	37
Vergleichs- und Kontrollsterne .....	38
Spektrale Reaktion von DSLR-Farbkanälen .....	41
Herkömmliche Extinktionskorrektur und Transformation .....	44
Enges Gesichtsfeld oder nahe am Zenit .....	44
Weites Gesichtsfeld oder horizontnahe Situation .....	47
Alternative Extinktionskorrektur und -transformation .....	48
Übermittlung Ihrer Ergebnisse .....	49
Empfehlungen für den Anfänger .....	49
Beobachtungsrate .....	49
Anhang .....	49
Kamera testen .....	49

## Einleitung

Im Gegensatz zur Beschreibung der Photometrie mit monochromen CCD/CMOS, werden hier nur DSLR/DSLM Farbkameras behandelt. Das gilt auch für astromische Farbkameras mit und ohne Kühlung.

### Warum DSLR-Photometrie?

Die Antwort liegt in der weiten Verbreitung der farbigen CMOS-Kameras. Viele Modelle, günstiger Preis und ständige Neuentwicklung. Minimale Ausrüstung mit Teleobjektiv und Stativ kann man bereits anfangen. Auch helle Veränderliche sind lohnende Objekte. Zum Glück ist der grüne Farbkanal dem Johnson-Cousins V Filter recht ähnlich, zumal doppelt so viele grüne Pixel in der Bayermatrix sind. Die Verwendung des roten und blauen Kanals als Filter gestaltet sich schwierig, da man dann eine Transformation der Farbsysteme R-G-B in B-V-R mit Referenzsternen vornehmen muss. Das soll hier erstmal nicht behandelt werden.

### Visuell versus DSLR-Photometrie

Die visuelle Photometrie mit dem Auge als Messgerät ist eine durchaus lohnende Methode. Die Unterschiede in den Sternhelligkeiten von Veränderlichen und 2 Vergleichssterne einzuschätzen. Die Genauigkeit liegt zwischen 0,1 und 0,2 mag. Ist die Amplitude groß genug wie bei den Mirasternen oder will man einfach Nachschauen ob die wiederkehrende Nova wieder einen Ausbruch zeigt, ist diese Methode sehr effizient. Kennt man sich am Himmel gut aus und mit einem einfach montierten Teleskop, dem Dobson oder einfach ein Fernglas lassen sich in kurzer Zeit viele Schätzungen machen. Nachteil ist, dass man keinen genau definierten Farbbereich hat. Auch lassen sich die Beobachtungen mehrerer Beobachter nicht einfach zusammen mischen. Ist man nur an dem Zeitpunkt interessiert wann der Stern ein Minimum oder Maximum zeigt ist die individuelle Empfindlichkeit unwichtig. Problem bei der Schätzmethode ist die Voreingenommenheit des Schätzers. Ist der Zeitpunkt des Ereignisses bekannt, kann und wird dies den Beobachter in seiner Schätzung beeinflussen.

Der Einstieg in die Photometrie mit monochromen Kameras und Filtersätzen ist teuer und aufwendig. Bei der DSLR hat man schon die Filter drauf. Die Methode ist genauer als die Schätzung, ein definierten Farbbereich und das Ergebnis, das Bild als Dokument vorhanden und kann ggf. nochmal ausgewertet werden. Mit vorhanden Objektiven und Stativ kann man erkunden ob das etwas für einen ist oder nicht. Die Arbeitsabläufe testen und die Anwendung der Auswertungsprogramme erlernen.

## Equipment

### Voraussetzungen

Bevor Sie mit der DSLR-Photometrie beginnen, müssen Sie einige Erfahrung mit Ihrer Kamera haben. Sie sollten:

- Wissen, wie Sie Ihre Kamera bedienen können. Insbesondere sollten Sie in der Lage sein, das Bildformat auf RAW (CR2, NEF usw.) einstellen, zusätzliche Bildverarbeitungsoptionen abschalten, den Autofokus ausschalten, den Fokus manuell einzustellen und die Kamera auf einem Stativ, huckepack auf oder im Hauptfokus eines Teleskops.
- Sie sollten über gute Computerkenntnisse verfügen und in der Lage sein, Software auf Ihrem Computer zu installieren. Rechner installieren können.

### Was ist eine DSLR?

„Eine digitale Spiegelreflexkamera (auch digitale SLR oder DSLR genannt) ist eine Digitalkamera, die die Optik und die Mechanismen einer Spiegelreflexkamera mit einem digitalen Bildsensor kombiniert,

im Gegensatz zu fotografischen Film. Das Spiegelreflex-Design ist der Hauptunterschied zwischen einer DSLR und anderen digitalen Kameras. Bei einer Spiegelreflexkamera gelangt das Licht durch das Objektiv und dann zu einem Spiegel, der das Bild abwechselnd an den Sucher oder an die Kamera sendet. Bild entweder an den Sucher oder den Bildsensor weiterleitet. Die Alternative wäre ein Sucher mit eigenem Objektiv, daher auch die Bezeichnung „einlinsig“ für diese Konstruktion. Durch die Verwendung nur eines Objektivs liefert der Sucher ein Bild, das sich nicht merklich von dem unterscheidet, was der Sensor der Kamera aufnimmt.“ (Wikipedia)

In jüngster Zeit haben Point-and-Shoot-Kameras begonnen, Funktionen zu unterstützen, die für die astronomische Photometrie benötigt werden. Daher kann dieses Handbuch auch auf Ihre Kamera anwendbar sein, selbst wenn es sich nicht ausdrücklich um eine DSLR handelt.

Alle heute auf dem Markt befindlichen DSLR-Kameras haben CMOS-Sensoren (Complementary Metal Oxide Semiconductor) Sensoren, daher werden wir uns auf diesen Gerätetyp konzentrieren. Eine Diskussion über die CCD-Kameratechnologie finden Sie im AAVSO-Leitfaden zur CCD-Photometrie. Kameras mit Foveon-Detektoren (die über drei farbspezifische (mit drei farbspezifischen Pixelschichten anstelle einer einzigen Ebene mit verschiedenfarbigen Pixeln) sind nicht oft zu sehen.

### Filter im Strahlengang

- IR-Sperre (dielektrischer Filter), die Infrarotlicht über 700 nm eliminiert
- UV-Sperre (dielektrischer Filter), die ultraviolettes Licht unter 400 nm eliminiert
- Tiefpassfilter, der das Licht streut, um das durch die Bayer-Struktur verursachte Moiré-Interferenzmuster zu reduzieren. Struktur verursachten Moiré-Interferenzmuster zu reduzieren (verringert die Auflösung geringfügig und reduziert das Problem der Unterabtastung bei der Photometrie).

### CMOS-Chip

DSLR-CMOS-Detektoren verfügen über ein Farbfilter-Array, das oft als Bayer-Array bezeichnet wird und aus roten, grünen und blauen (im Folgenden RGB) Pixeln. Normalerweise gibt es zwei Sätze von grünen Pixeln. Die RGB-Filter werden durch Aufbringen verschiedener Pigmente direkt auf die Oberfläche jedes Pixels des CMOS-Sensors hergestellt und können nicht gereinigt oder entfernt werden. Jeder Pixel ist daher nur für seine eigene Lichtfarbe empfindlich.

<https://de.wikipedia.org/wiki/Bayer-Sensor>

Die Reihenfolge der Farben kann von Kamerahersteller zu Kamerahersteller variieren, so dass es wichtig ist, festzustellen welcher Farbkanal in Ihrer DSLR dem Rot, welcher dem Blau und welcher dem Grün entspricht. Bei der DSLR-Photometrie werden traditionell nur die grünen Kanäle zur Schätzung der Johnson V Größenordnungen. Dabei werden jedoch die im roten und blauen Kanal enthaltenen Informationen ignoriert, die in vielen Situationen zur genauen Messung der Sterngrößen im Johnson-B-Band und im Cousins-R-Band verwendet werden können, zu messen. Es ist wichtig zu beachten, dass RAW-DSLR-Bilder Graustufenbilder und keine Farbbilder sind. Diese RAW-Bilder in Grau haben das Schachbrettmuster.

### Zu vermeidende DSLR-Kamerafunktionen für die Photometrie

Moderne DSLR-Kameras verfügen über eine Fülle von Zusatzfunktionen, von denen die meisten für photometrische Messungen nicht sinnvoll oder sogar für photometrische Messungen schädlich sein können. In erster Linie sollten JPEG-Bilder niemals für die astronomische Photometrie verwendet werden. Um ein JPEG-Bild zu erzeugen, werden die RAW-ADU-Werte des Detektors verarbeitet, um sRGB-Farbraum umzuwandeln (absolut nicht fotometrisch) und dann in eine JPEG-Datei zu

komprimieren. JPEG-Datei. Die Nichtlinearität und die Komprimierung führen zu einer erheblichen Verschlechterung der Datengenauigkeit (von ~14000 Helligkeitsstufen auf maximal 256 Stufen), die eine präzise Messung des Lichtstroms unmöglich macht.

Einige Kameras verfügen über eine Rauschunterdrückungs- oder Bildverbesserungsfunktion, die die zugrunde liegenden Daten verändert. Dabei können die photometrischen Daten verfälscht werden. Funktionen zur Messung der Beleuchtungsstärke einer Szene messen, und der Autofokus sind für die Sternphotometrie nahezu nutzlos. Die „Live-View“-Vergrößerungsfunktion (5x, 10x, etc.) ist nützlich, um einen hellen Stern zu fokussieren/defokussieren, aber der Sucher (eventuell mit einem rechtwinkligen Adapter) ist oft nützlicher, wenn es darum geht, den gewünschten Himmelsbereich einzugrenzen.

## Objektive und Teleskope

Der erste Schritt bei der DSLR-Fotometrie besteht darin, Licht in die Kamera zu bekommen. Das Sternenlicht muss auf den Sensor fokussiert werden, entweder durch ein Objektiv, das direkt an der Kamera montiert ist, oder indem die Kamera an einem Teleskop befestigt wird. Die Brennweite bestimmt die Vergrößerung des Bildes. Wenn in Kombination mit der Größe des Detektors bestimmt die Brennweite das Sichtfeld (FOV, den Winkelbereich Ausdehnung des Himmels, die Ihre Kamera aufnehmen kann) des Instruments.

## Gesichtsfeld

Das Sichtfeld (FOV) Ihres Systems gibt an, wie viel des Himmels Sie in jedem Bild erfassen. Es ist wichtig, dass Sie diese Zahl kennen und verstehen und ein Beobachtungsprogramm entwerfen, das mit Ihrem FOV übereinstimmt. Es ist eine gute Idee, Ihr FOV mit einer Sternkarte oder Ihrer Planetarium Software zu vergleichen, um festzustellen, ob Ihr Feld tatsächlich groß genug ist, um den veränderlichen Stern, den Sie abbilden möchten, sowie alle Vergleichssterne, die Sie für die Photometrie benötigen, gleichzeitig aufzunehmen.

Um das Gesichtsfeld zu berechnen, verwenden Sie die Brennweite des Teleskops und Ihre Detektorgröße in Millimetern:

$$\text{FOV} = (57,3 \times \text{Breite/Brennweite}) / (57,3 \times \text{Höhe/Brennweite})$$

(FOV in Grad, Brennweite in mm, Höhe und Breite des Chips in mm)

## Welches Objektiv verwenden

Welches Objektiv sollten Sie verwenden? Es gibt zwei Möglichkeiten, dies zu entscheiden. Die erste ist, das Objektiv zu verwenden, das Sie wählen und wählen Sie Ziele aus, die mit Ihrer Kamera und Ihrem Objektiv kompatibel sind. Es gibt eine Vielzahl von Sternen, die Aufmerksamkeit erfordern, so dass fast jede Objektiv/Kamera-Kombination gut eingesetzt werden kann. Der zweite Ansatz besteht darin sich für einen bestimmten Stern oder ein bestimmtes Projekt zu entscheiden und ein Objektiv/Kamera-Setup zu erwerben, das gut zu den Anforderungen des gewählten Projekts passt. In beiden Fällen ist die Wahl der Ausrüstung ein Balanceakt zwischen verschiedenen Objektivparametern. Zu diesen Parametern gehören Sichtfeld, Blendengröße, Brennweite, Grenzgröße, und die erreichbare Belichtungszeit.

Fast alle DSLR-Veränderlichen-Sterne-Projekte verwenden die „Differentialphotometrie“, bei der die Helligkeit des variablen Sterns mit der Helligkeit eines nahegelegenen Sterns mit bekannter konstanter Helligkeit - einem „Vergleichssterne“ - verglichen wird. „Vergleichssterne“. Damit dies funktioniert, müssen sich sowohl der Zielstern als auch der Vergleichssterne im Vergleichssterne sollte ungefähr die gleiche Helligkeit haben wie Ihr Ziel.

Wenn Ihr Ziel hell ist (z. B. ein Stern mit bloßem Auge), benötigen Sie höchstwahrscheinlich ein Gesichtsfeld von mehreren Grad (oder (oder mehr - vielleicht 10 bis 30 Grad), um einen Vergleichssterne mit vergleichbarer Helligkeit im selben Bild zu erfassen wie Ihr Ziel. Ein großer Bildwinkel bedeutet eine kurze Brennweite, die wiederum gut mit den Standardobjektiven kompatibel ist, die den meisten DSLR-Kameras beiliegen.

Wenn Ihr Ziel schwach ist, müssen Sie zwei Ansätze abwägen, um ein Bild mit hoher Signalstärke zu erhalten. Sie können eine lange Belichtungszeit wählen oder ein Objektiv mit großer Blende verwenden. Die Verdoppelung der Belichtung verdoppelt die Anzahl der gesammelten Photonen (unter sonst gleichen Bedingungen), aber dies kann problematisch sein, wenn Sie sich zu schwächeren Zielen bewegen. Sie können vielleicht ein schönes Bild mit hohem SNR von einem Stern mit bloßem Auge (z. B. 5.mag) in einer 10-Sekunden-Belichtung mit Ihrem 50-mm-Objektiv (f1,4) aufnehmen. Aber für das gleiche SNR kann ein Stern der 10. Stern (der nur ein Hundertstel so viele Photonen pro Sekunde liefert) eine 1000-Sekunden Belichtungszeit (fast 17 Minuten) erfordern, was bedeutet, dass man bei dieser langen Belichtungszeit der Rotation des Himmels genau folgen muss. Das bedeutet, dass man die Rotation des Himmels für diese lange Belichtungszeit genau verfolgen muss, was auch eine Reihe anderer Herausforderungen mit sich bringt.

Ein 50-mm-Objektiv mit Lichtstärke 1,4 hat einen Durchmesser von etwa 35 mm - nicht sehr groß! Wenn Sie Ihre Kamera an ein Teleskop anschließen, können Sie die Sammelöffnung enorm vergrößern. Zum Beispiel, ein bescheidenes Teleskop mit einer Öffnung von 6 Zoll bietet die 18-fache Sammelfläche eines 50-mm-Objektivs mit Lichtstärke 1,4. Dadurch wird die Helligkeitsgrenze erheblich erweitert. Natürlich wird das Teleskop wahrscheinlich eine ziemlich Brennweite haben (z. B. 30 bis 60 Zoll) und daher ein recht enges Gesichtsfeld bieten. Das bedeutet, dass Sie keinen hellen Stern innerhalb des Gesichtsfeldes haben werden (aber es besteht eine gute Chance, dass Sie ein paar schwache Vergleichssterne sagen wir, 10. Größenordnung - Vergleichssterne haben, die man für ein Ziel mit 10.) Das enge FOV impliziert die Notwendigkeit einer guten Nachführmontierung,

### Stativ und Montierung

Die Kamera muss an einer Art Halterung befestigt werden, um Bilder von guter Qualität zu erhalten.

Kamera bietet nicht genug Stabilität, um Bilder in Datenqualität aufzunehmen. Es gibt eine Reihe von Möglichkeiten zur Es gibt verschiedene Möglichkeiten, eine Kamera zu befestigen, wobei ein festes Stativ die einfachste und kostengünstigste ist. Es ist auch möglich, eine Kamera mit Objektiv auf einer äquatorialen Montierung - einer Montierung, die der Bewegung des Himmels folgt – oder eine Kamera an einem Teleskop mit äquatorialer Montierung zu befestigen (oder „huckepack“ zu nehmen). Dies hat den Vorteil, dass Ihre Kamera genau auf die gleiche Stelle im Raum zeigt, während sie sich während der Nacht über den Himmel bewegt. Schließlich können Sie eine Digitalkamera auch an einem Teleskopauszug befestigen und so das Teleskop selbst in ein Objektiv für die Kamera verwandelt.

### Stativ oder andere feste Halterung

Ein Stativ besteht aus einem genormten Befestigungspunkt, an dem Kameras oder andere optische Instrumente befestigt werden können. Ihre Kamera hat wahrscheinlich ein kleines Gewindeloch an der Unterseite, in das eine Schraube am Stativkopf eingesetzt werden kann. Auf diese Weise kann die Kamera fixiert und auf genau dieselbe Stelle am Himmel gerichtet werden am Himmel zu fixieren, ohne dass sie Bewegungen ausgesetzt ist (wie die kleinen Bewegungen Ihrer Hände und Arme). Die Einschränkung ist, dass sich die Sterne im Laufe einer Nacht aufgrund der Erdrotation über den Himmel bewegen. Das ist akzeptabel, begrenzt aber die Belichtungszeiten.



## Äquatoriale Montierung

Eine äquatoriale Montierung nutzt motorisierte Achsen, um die Erdrotation zu kompensieren und so ein Ziel über einen längeren Zeitraum im Sichtfeld der Kamera zu halten. Eine solche Montierung ersetzt in der Regel den festen Kopf eines Stativs. Äquatoriale Montierungen werden häufig mit Teleskopen verwendet, die damit die Bewegung des Himmels verfolgen und dasselbe Objekt und ein und dasselbe Objekt im Laufe der Nacht zu beobachten, ohne das Teleskop ständig ohne das Teleskop ständig von Hand justieren zu müssen. Anstelle eines Teleskops kann auch eine Digitalkamera mit Objektiv direkt an einer solchen Montierung befestigt werden. Äquatoriale Montierungen haben zusätzliche Anforderungen: Sie brauchen eine Stromquelle. Die Montierung muss man auf den Nord- oder Südpol des Himmels ausrichten, damit sie richtig nachgeführt werden kann. Mit einer gut ausgerichteten äquatorialen Montierung können Sie im Prinzip längere Belichtungszeiten verwenden als mit einem festen Stativ. Auf diese Weise können Sie schwächere Sterne beobachten, denn je länger die Belichtungszeit ist, desto mehr Licht gesammelt werden kann.

## Huckepack-Montage

Bei einer „Huckepack“-Montierung werden Kamera und Objektiv einfach an ein vorhandenes optisches Instrument angebracht, meist in der Regel ein Teleskop auf einer äquatorialen Montierung. Beachten Sie, dass das Teleskop nicht dazu dient, die Kamera mit Licht zu versorgen, sondern lediglich als Befestigungspunkt für die Kamera und das Objektiv. In diesem Fall ist Ihr Hauptanliegen, wie Sie wie Sie Ihre Kamera an Ihrem Instrument und nicht an einer Montierung befestigen. Bei einigen Teleskopen ist Befestigungsmaterial zur Verfügung (entweder standardmäßig mit dem Teleskop oder im Handel erhältlich), aber andere erfordern, dass Sie Ihre eigene Halterung entwerfen und herstellen. In jedem Fall ist die wichtigste Voraussetzung, dass die Kamera fest und sicher am Teleskop angebracht ist und dass sie an ihrem Platz bleibt, ohne zu verrutschen oder zu verschieben, wenn sich das Teleskop bewegt. Sie sollten sich auch bewusst sein, dass das Hinzufügen einer Kamera zu einem Teleskop Sie sollten sich auch darüber im Klaren sein, dass das Hinzufügen einer Kamera zu einem Teleskop die Gewichtsbalance der Montierung verändert und es daher erforderlich sein kann, dass Sie Ihre äquatoriale Montierung neu ausbalancieren.

## Motorisierte, computergesteuerte azimutale Montierung

Eine Reihe kommerzieller Anbieter bieten hervorragende motorisierte, computergesteuerte Azimut-Montierungen an, die für die DSLR-Fotometrie mit Objektiven kurzer bis mittlerer Brennweite geeignet sind. Diese Montierungen ermöglichen eine einfache Zielerfassung und -verfolgung nach einem einfachen anfänglichen Ausrichtungsprozess. Die Feldrotation wird die die nützliche Belichtungszeit auf wahrscheinlich weniger als eine Minute, abhängig von der Deklination des Ziels, aber immer noch deutlich länger als bei einer nicht nachgeführten Montierung

## Kamera Einstellungen

### Manueller Modus

An Ihrer DSLR gibt es viele Kameraeinstellungen, von denen Sie die meisten nicht verwenden werden. Außerdem gibt es viele verschiedene Kameras, so dass Sie in Ihrem Handbuch nachschlagen müssen, um die folgenden Einstellungen zu finden, von denen viele durch eine Reihe von Menüs. Ihr Ziel ist es, die Kamera zu vereinfachen, den ganzen Schnickschnack auszuschalten und nur das Rohbild zu erfassen. Als Erstes stellen Sie den Moduswahlschalter auf „M“, um die manuelle Kontrolle über Belichtungszeit und Blende, wie unten beschrieben.

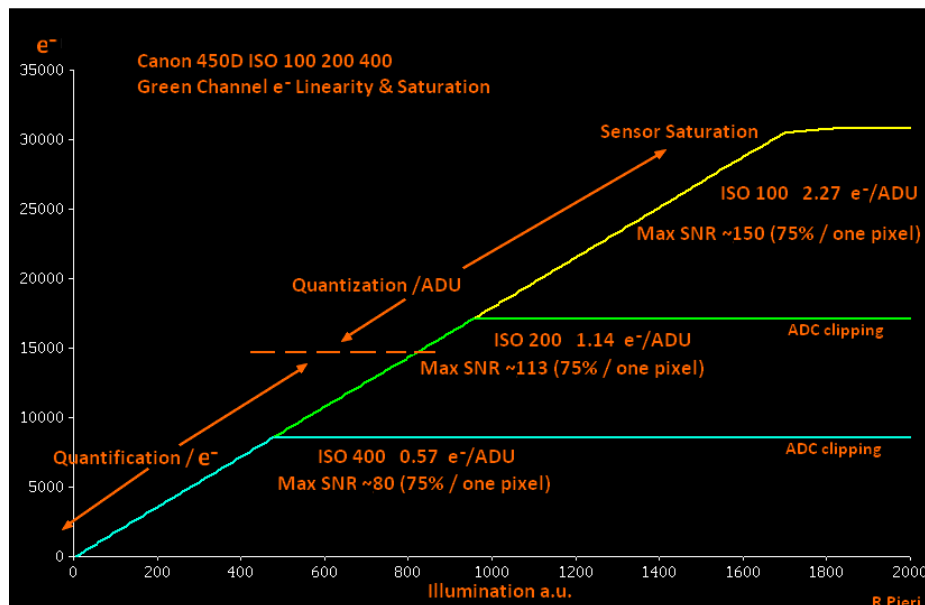
### Blende

Der nächste Schritt besteht darin, eine geeignete Blende zu wählen. Die Blende ist eine Zahl, die der Brennweite des Objektivs geteilt durch den Durchmesser der Blende, der Öffnung, durch die das Licht

in die Kamera fällt. Je niedriger die Blendenzahl, desto mehr Licht fällt ein, aber manchmal gibt es Objektivfehler, die durch Vermeiden der niedrigsten Blendenzahl minimiert werden können. In der Regel möchten Sie mehr Licht einfangen, daher sollte Ihre Blende eine kleine Zahl sein. Wenn Sie über  $f/7$  hinausgehen, haben Sie das Objektiv wahrscheinlich zu stark abgeblendet.

## ISO

Die ISO-Einstellung an Ihrer Kamera bestimmt die Verstärkung der Sensorausgabe. Ein höherer ISO-Wert ist hilfreich bei der Aufnahme schwacher Sterne hilfreich, aber bei einem hellen Stern erhöht ein hoher ISO-Wert das Risiko der Sättigung, die eintritt wenn ein Sensorpixel mehr Photonen empfängt, als es genau zählen kann. Andererseits wird bei einer niedrigen ISO Zahl das Problem der Sättigung und ermöglicht die Messung eines größeren Helligkeitsbereichs. Ein ISO von 100 bis 200 wird normalerweise für helle Sterne empfohlen. Für schwächere Sterne können höhere ISO-Werte erforderlich sein, abhängig von der Blende, der Belichtungszeit und der Anzahl der vom Sternenlicht beleuchteten Pixel. Wie bereits erwähnt, ist der ADU-Ausgang des ADC proportional zur Anzahl der gesammelten Elektronen durch der Fotodiode jedes Pixels. Der Kalibrierungsfaktor  $e^-/\text{ADU}$  ist umgekehrt proportional zur ISO-Zahl. Bei den meisten gängigen APS-C-DSLR-Kameras mit einem 14-Bit-ADC wird der ideale Kalibrierungsfaktor von einem Elektron pro ADU zwischen ISO 100 und 300 erreicht, abhängig von der Pixelgröße. Unterhalb dieses ISO Bereich beträgt das feinste Quantisierung 1 Bit auf dem ADC für mehrere erkannte Elektronen, wodurch Empfindlichkeit verloren geht. Dieses Quantisierungsverfahren ermöglicht eine höhere photometrische Genauigkeit und Dynamik-Bereich bei hohem Fluss (wo der Kondensator mit Elektronen gefüllt werden kann), aber die Nachweisbarkeit ist auf ein paar Elektronen begrenzt. In modernen Kameras ist der Ausgang des Konverters in der Regel ein 14-Bit-Wert, der eine gewisse Kodierungsverschiebung enthalten kann (z. B. 1024 oder 2048 bei Canon-Kameras). Somit sind von den 16384 möglichen Werten, die durch eine 14-Bit-Zahl dargestellt werden, nur etwa 14000 nutzbar. Bei ISO 400 und zeichnet der ADC-Ausgang jedes von der Fotodiode gesammelte Elektron auf. Somit wird die Gesamtzahl der Elektronen (proportional zur ISO-Zahl) durch die Art und Weise, wie sich der mögliche Dynamikbereich und SNR verändert.



Bisher sind wir davon ausgegangen, dass nur stellare Photonen von der Kamera gemessen werden, aber das ist eine starke Vereinfachung. Die als ADU gemessene RAW-Ausgabe ist proportional zur Photonenzahl des Sterns, plus Himmelshintergrund, plus verschiedene Rauschquellen. Das Rauschen stammt von intrinsischen Fluktuationen der Quelle, der Szintillation der Atmosphäre und den elektronischen Schaltkreisen der Kamera selbst. Insbesondere sind einige der gemessenen ADU sind

in Wirklichkeit Dunkelstrom, der durch thermisch erzeugte Elektronen in der Fotodiode verursacht wird. In den meisten Fällen kann der Beitrag des Dunkelstroms durch die Aufnahme einer Reihe von Dunkelbildern (Bilder, bei denen kein Licht in das System eindringen darf), die von der RAW-Ausgabe subtrahiert werden. Zufälliges Verstärkungsrauschen und Schussrauschen aus dem mittleren Dunkelstrom tragen ebenfalls zum gemessenen Signal bei.

### Belichtungszeit

Nun stellen Sie die Belichtungszeit so ein, dass Sie mindestens einige Sekunden lang fotografieren können. Die Dauer hängt von verschiedenen Faktoren ab, z. B. von der Helligkeit des Sterns, der Blendenzahl, der ISO-Einstellung und davon, ob Sie das Nachziehen des Sterns vermeiden möchten. Wenn der Stern schwach ist, müssen Sie lange genug belichten, um die Helligkeit genau zu messen. Wenn der Stern hell ist, besteht bei einer langen Belichtung die Gefahr der Sättigung. Da eine niedrigere Blende mehr Licht durchlässt, ermöglicht eine niedrigere Blendenzahl auch eine kürzere Belichtung. Je niedriger die ISO-Einstellung ist, desto länger ist die erforderliche Belichtungszeit an. Wenn Ihre Kamera auf einem Stativ montiert ist, sind Ihre Belichtungszeiten auf etwa 5-20 Sekunden begrenzt (Tabelle 2.3), um lange Sternspuren zu vermeiden. Wenn Ihre Kamera auf einer angetriebenen Montierung ist, können Sie bis zu 60 Sekunden belichten, ohne sich Gedanken über die Hintergrundhelligkeit des Himmels oder die Genauigkeit des Antriebs. Bei langen Belichtungszeiten müssen Sie möglicherweise die Belichtungszeit auf „BULB“ einstellen und den Verschluss mit einem Kabelauslöser verwenden, um den Auslöser zu betätigen. Sie können auch mehrere Bilder mit identischer Belichtungszeit aufzunehmen und sie in einem Software-Prozess namens Stacking zu kombinieren.

### Belichtungszeit festes Stativ, ohne Nachführung, APS-C

Optik	Brennw	Blende	Öffnung mm <sup>2</sup>	Max Bel	Grenz Mag	Sat Mat ISO 400	Sat Mag ISO 100	Feld °
18-55	55	5,6	76	20s	8	5,1	3,7	15x23
70-300	70	4	240	16	9	6,2	4,8	12x18
200	200	4	1963	5,5	10	7,3	5,9	4x6
70-300	300	5,6	2256	3,7	10	7,1	5,7	3x4
400	400	5	5056	2,7	10,5	7,6	6,2	2x3

Spur von 15 Pixeln von 5,2 Mikrometern bei Deklination 0 Grad. Die Mittelwertbildung der Sternszintillation erfordert normalerweise eine insgesamt 60 s Integration, so dass mehrere Bilder gestapelt oder gemittelt werden sollten, um eine 60-s-Serie zu erhalten. Die Erstellung von mehreren Serien (5 oder mehr) ermöglichen eine vernünftige statistische Analyse; es ist wichtig, die Einstellungen zu optimieren. „Grenzmag“ ist die schwächste Sterngröße, die mit einer instrumentellen Unsicherheit von 0,05 mag in einer photometrischen Apertur von mindestens 25 Pixeln in einem Bild. Je nach den Himmelsbedingungen kann die Gesamtunsicherheit höher sein.

„Sat. Mag“ ist die Helligkeit, bei der mindestens ein Pixel 75 % des Sättigungsgrades erreicht.

### Belichtungszeit mit Nachführung, APS-C

Optik	Brennw	Blende	Öffnung mm <sup>2</sup>	Max Bel	Grenz Mag	Sat Mat ISO 400	Sat Mag ISO 100	Feld °
Tele200	200	4	1963	60s	14	9,9	8,5	4x6
Tele 70-300	300	5,6	2256	60s	13	10	8,6	3x4
Refr400	400	5	5056	60s	14	10,9	9,5	2x3
New800	800	4	31416	60s	16	12,9	11,5	1x1,6

## Überblick Software

### Minimale Anforderungen an die DSLR Photometrie Software

Bei der Betrachtung von Software für die DSLR-Fotometrie gibt es vier Schlüsselkomponenten, die die Software erfüllen muss durchführen: Öffnen von RAW-Bildern, Anwenden von Bias/Dark/Flat Frames, Extrahieren einzelner Farbkanäle und fotometrische Analyse. Es gibt kein einziges „richtiges“ Programm, das Sie verwenden sollten, und es kann sein, dass Sie mit mehreren Programmen benötigen.

### Unterstützung für das RAW-Format Ihrer Kamera

Wie im vorigen Kapitel beschrieben, ist es für die Gewinnung genauer photometrischer Messungen aus Ihren Bildern zu extrahieren, ist es zwingend erforderlich, dass die von der Kamera aufgezeichneten Rohdatenwerte nicht durch eine integrierte Verarbeitung. Folglich muss Ihre Fotometriesoftware in der Lage sein, das von Ihrer Kamera erzeugte RAW-Format Ihrer Kamera lesen und bearbeiten können. Es gibt kein universelles RAW-Format: Canon verwendet CRW- und CR2-Dateien während Nikon NEF-Dateien verwendet. Andere Kamerahersteller haben ihre eigenen Formate.

Denken Sie beim Kauf von Software (oder einer neuen Kamera) daran, dass es nach dem Erscheinen einer neuen Kamera Wochen bis Monate dauern kann, bis die Verarbeitungs- und Photometriesoftware aktualisiert ist, um das neue RAW-Format. Sie sollten sich auf der Website des Softwareherstellers vergewissern, dass Ihre Kamera unterstützt wird Website des Herstellers.

### Integrierte Bildkalibrierung (Bias-, Dark-, Flatframe-Korrekturen)

Wie im nächsten Kapitel erläutert wird, muss zusätzlich zu den wissenschaftlichen Bildern eine Reihe von Kalibrierungsbildern aufgenommen werden. wissenschaftlichen Aufnahmen. Diese Bias-, Dark- und Flat-Bilder charakterisieren konstante Offsets, ungleiche Beleuchtungen durch die Optik verursachte ungleiche Beleuchtung und Hot Pixel (oder andere Unzulänglichkeiten) im Detektor Ihrer Kamera. Um eine genaue Schätzung der Intensität der Sterne zu erhalten, müssen diese Effekte beseitigt werden. Daher muss Ihre Software nicht nur die Bilder lesen und anzeigen, sondern auch diese Kalibrierungsrahmen auf Ihre wissenschaftlichen Bilder anwenden.

### Extraktion der einzelnen Farbkanäle

Wie im vorigen Kapitel beschrieben, ermöglicht die Bayer-Farbfilteranordnung auf DSLR-Sensoren die gleichzeitige Aufnahme von Rot-, Grün- und Blau-Informationen gleichzeitig im selben Bild aufgezeichnet werden. Jede Farbe befindet sich in einem separaten Kanal oder Ebene. Ihre Fotometriesoftware muss in der Lage sein, RAW-Bilder in einzelne rote, grüne und blaue Bilder zu trennen, Grün- und Blau-Bilder zu trennen. Eigentlich gibt es zwei Grünkanäle, und manche Software, z. B. AIP4Win, ASTAP kombiniert sie zu einem einzigen Bild. Andere Software, z. B. MaxIm DL, behandelt jeden Grünkanal separat. Derzeit extrahieren die meisten Programme jeweils nur einen Farbkanal, so dass es notwendig sein kann, den Extraktionsprozess zu wiederholen, wenn alle drei Farben von Interesse sind.

Viele der gängigen Photometrieprogramme bieten die Möglichkeit, Farbkanäle aus RAW Bilddateien zu extrahieren (z. B. MuniWin, IRIS, AIP4Win, MaxIm DL). Mit diesen Programmen können Sie ein einziges Programm verwenden, um den Farbkanal zu extrahieren, die Bildkalibrierung durchzuführen und eine photometrische Analyse vorzunehmen. Einige beliebte Fotometrieprogramme können keine DSLR-RAW-Bilddateien verarbeiten (z. B. MPO Canopus, VPhot) oder verfügen nicht über die Möglichkeit, einzelne Farbkanäle zu extrahieren. Wenn Ihnen die Fotometrie-Tools in einem dieser Programme gefallen.

Die meisten Programme erzeugen extrahierte Farbbilder, die kleiner sind als das RAW-Bild (z. B. 5200 x 3460 Pixel RAW-Bild ergibt ein extrahiertes Bild von 2600 x 1730 Pixel). AIP4Win hingegen interpoliert wie viel rotes, grünes und blaues Licht auf jedes Pixel des Bildes gefallen wäre. Dies geschieht durch die Betrachtung der umgebenden grünen Pixel und interpoliert, wie viel grünes Licht auf die roten und blauen Pixel hätte fallen müssen. Die extrahierten Bilder haben also die gleiche Größe wie das RAW-Bild. Mehrere Interpolationsmethoden zur Verfügung, und es ist wichtig, die bilineare Option zu wählen, um die höchste Genauigkeit zu erzielen.

Hinweis: Je nachdem, welche Software Sie verwenden, müssen die Farbkanäle vor der Kalibrierung extrahiert werden. Es ist sehr wichtig, die Kalibrierungsrahmen für verschiedene Farbebenen nicht zu vermischen.

### Photometrische Analyse

Die photometrische Analyse ist die Messung der Intensität des Sternenlichts, das vom Detektor während einer Belichtung. Der in der Software am häufigsten verwendete Ansatz, der typischerweise von Amateuren verwendet wird, ist die so genannte Aperturphotometrie. Dies ist auch die einzige Technik, die in diesem Handbuch behandelt wird. Einzelheiten werden später beschrieben. Die Aperturphotometrie misst zwei Parameter für jedes Ziel und jeden Vergleichssterne. Der erste ist die Gesamt-Intensität in einer kleinen kreisförmigen Apertur, die auf dem Stern zentriert ist und Messapertur genannt wird. Diese Gesamtintensität umfasst die Photonen des Sterns und die Photonen des Himmelsleuchtens. Der zweite Parameter ist die durchschnittliche Intensität pro Pixel in einem Bereich ohne Sterne, dem so genannten Himmelsring, der ebenfalls auf den Stern zentriert ist, dessen Radius jedoch größer ist als der der Radius als die Messöffnung (siehe Abbildung 5.3). Aus diesen Werten kann die Software die untergrundkorrigierte Intensität der einzelnen Sterne berechnen. Viele Programme ermöglichen die Stapelverarbeitung dieses Verfahrens (siehe Themen unten zu Stapelverarbeitung und Skripting), was die Analyse erheblich vereinfacht und beschleunigt, wenn mehrere Bilder gemessen werden sollen.

### Sinnvolle Features

#### Stapelverarbeitung von Bildern

Um sich die mühsame manuelle Verarbeitung jedes einzelnen Bildes zu ersparen, möchten die meisten DSLR-Beobachter ganze Stapel von Bildern in einem Durchgang zu verarbeiten. Je nach Aufnahmetechnik und Eigenschaften des Zielsterns müssen Sie möglicherweise Dutzende oder Hunderte von Bildern desselben Feldes aufnehmen, sowie mehrere

Kalibrierungsrahmen. Wenn Sie so viele Dateien einzeln verarbeiten, macht die DSLR-Photometrie schnell keinen Spaß mehr. Die Stapelverarbeitung führt wiederholte Kalibrierungs- und Messvorgänge an einer Reihe von Dateien durch.

#### Skripting

Noch besser als die Stapelverarbeitung ermöglicht das Skripting die Kombination mehrerer Vorgänge in einem konfigurierbaren Arbeitsablauf zu kombinieren. Einige Softwarepakete definieren eine einfache „Programmiersprache“, mit der der Benutzer Skripte schreiben kann (z. B. IRIS), andere verwenden eine grafische Benutzeroberfläche (GUI), um den Arbeitsablauf interaktiv zu definieren und dann auf eine Reihe von Dateien anzuwenden (z. B. Fitswork). Dies ist eine fortgeschrittene Funktion, die nur von einigen Programmen angeboten wird, insbesondere solche, die auch von professionellen Astronomen verwendet werden. Anfänger sollten sich nicht zu viele Gedanken Skripting kümmern und ihre Arbeitsabläufe zunächst manuell ausarbeiten, aber erfahrene Beobachter werden diese aber erfahrene Beobachter werden diese Funktion als sehr hilfreich empfinden, um die Produktivität zu steigern und die Frustration zu vermeiden, die durch die

wiederholte Ausführung einiger trivialer Aufgaben entsteht und wiederholen. Bei der Auswahl eines Softwarepakets sollten Sie darauf achten, dass Sie die Möglichkeit haben. Sie sollten darauf achten, dass Sie die Möglichkeit haben, später Skripte zu verwenden, auch wenn Sie diese in der Lernphase wahrscheinlich nicht nutzen werden.

### Ausrichten und Stapeln

Eine effektive Methode zur Verbesserung des Signal-Rausch-Verhältnisses (SNR) Ihrer Bilder und/oder zum Erreichen schwächerer Ziele ist das Ausrichten und Stapeln (d. h. das Zusammenrechnen oder Mitteln) von Bildern. Viele Photometrie-Softwarepakete können Fotos ausrichten und stapeln, auch wenn die einzelnen Schritte etwas unterschiedlich sind. Im Allgemeinen wird die Software zunächst jedes Bild, indem sie mehrere Sterne identifiziert, die allen Bildern gemeinsam sind. In der Ausrichtungsphase werden die Bilder dann gedreht und verschoben, um sicherzustellen, dass die registrierten Sterne in den nachfolgenden Bildern aufeinander abgestimmt sind. Die Stacking-Phase berechnet dann Median- oder Durchschnittswerte für jedes Pixel der Bilder im Stapel. Das endgültige Bild ist das Ergebnis dieser gestapelten Pixelwerte.

Der Rauschanteil des Inhalts jedes Pixels ist nicht konstant, sondern schwankt um einen Mittelwert und kann sich von einem Bild zum nächsten ändern. Durch das Stapeln von Bildern wird das Signal-Rausch-Verhältnis tendenziell verbessert. Das liegt daran, weil die Addition mehrerer Messungen dazu führt, dass sowohl das Signal als auch das Rauschen in absoluten Zahlen zunehmen. Das Rauschen, das zufällig ist, nimmt jedoch langsamer zu als das Signal. Für Regionen im gestapelten Bildes ohne Sterne ergeben sich Pixelwerte, die nahe an einem konstanten Himmelshintergrundpegel liegen (nahe bei Null bei kurzen Belichtungen von einem dunklen Standort aus) und eine geringere Streuung als bei den Einzelbildern. Im Falle von Sternen werden sich die Pixel von einem Bild zum anderen kaum ändern, so dass das Ergebnis des Ausrichtungs- und Stapelungsprozesses wird das Rauschen reduzieren und die Sterne weitgehend unverändert lassen.

### Computersteuerung von Fokussierung und Bildaufnahme

Die Bildaufnahme kann per Software gesteuert werden, wenn die Kamera über ein USB-Kabel an einen Computer angeschlossen ist. Kabel mit einem Computer verbunden ist (normalerweise zum Herunterladen von Bildern von der Speicherkarte der Kamera verwendet). Canon liefert das EOS

Utility Programm mit ihren DSLRs. Andere Kamerahersteller sollten ähnliche Software anbieten, entweder kostenlos oder gegen einen Aufpreis. Es gibt auch Software von Drittanbietern, z. B. BackyardEOS, BackyardNIKON und MaxIm DL. Solche Software erleichtert das Einrahmen des Ziels, die Einstellung eines angemessenen Defokussierungsgrads und die Belichtungsdauer. Sie können den Ausschnitt des Ziels und der Vergleichssterne schnell überprüfen, indem Sie ein Bild aufnehmen und es auf dem Computer anzeigen lassen. Falls erforderlich, kann die Ausrichtung der Kamera angepasst werden, bevor die wissenschaftlichen Bilder aufgenommen werden. Das Bild kann auch gemessen werden, um sicherzustellen, dass die interessierenden Sterne nicht über- oder unterbelichtet sind, und die Belichtungsdauer entsprechend angepasst werden.

Der Autofokus funktioniert am Nachthimmel nicht und muss ausgeschaltet werden. In der Tat muss das Bild für die Photometrie leicht defokussiert werden (siehe Kapitel Bildaufnahme). Die Einstellung des Objektivs auf die Unendlichkeitsmarkierung ( $\infty$ ) ist wahrscheinlich auch nicht geeignet, vor allem wenn Sie ein Zoomobjektiv verwenden. Die manuelle Fokussierung kann besonders zeitaufwändig und frustrierend sein, weshalb eine Software-Steuerung wünschenswert ist. BackyardEOS ist ein Programm, das dies mit elektronischen Objektiven von Canon ermöglicht. Für bestimmte Kameras gibt es möglicherweise auch andere Software. BackyardEOS automatisiert auch die Bildaufnahme, wie andere Programme auch. Dies ist besonders nützlich, wenn mehrere Bilder eines Feldes für ein späteres Stacking benötigt werden oder um relativ schnell wechselnde Sterne aufzunehmen,



z.B. Bedeckungsveränderliche. Die Software kann so programmiert werden, dass sie eine bestimmte Anzahl von Bildern in bestimmten Zeitintervallen. MaxIm DL ist ein leistungsfähiges Erfassungs- und Analysepaket, das bei CCD- und DSLR-Kameras gleichermaßen beliebt ist.

Im Gegensatz zu den meisten anderen Erfassungssoftwares speichert MaxIm DL jedoch Bilder im FITS-Format und nicht im nativen RAW-Format der Kamera. Das ist kein Problem, denn FITS ist das übliche Eingabeformat für Photometriesoftware ist.

### Automatische Plattenauflösung (Astrometrie)

Unter Plattenauflösung versteht man den Prozess der automatischen Identifizierung der in einem Bild erkennbaren Sterne durch Querverweis mit einem Sternkatalog. Wenn Sie Ihre Beobachtungssitzung vorbereitet haben, indem Sie sich zunächst Sucherkarten vorbereitet haben (was Sie auch tun sollten), werden Sie bald lernen, wie Sie die Ziel- und Vergleichsterne manuell identifizieren können ohne die Hilfe der automatischen Plattenauflösung. Aber für einige fortgeschrittene Techniken wie die automatische Photometrie, oder wenn Sie glauben, eine Helligkeitsänderung bei einem Stern in Ihrem Feld zu bemerken, die vielleicht nicht einmal Teil Ihres ursprünglichen Beobachtungsprogramms ist, kann die Plattenauflösung nützlich sein. Einige fortgeschrittene Pakete wie MPO Canopus (<http://www.minorplanetobserver.com/MPOSoftware/MPOCanopus.htm>) nutzen dies sogar, um automatisch veränderliche Sterne (oder Asteroiden usw.) zu identifizieren. Eine webbasierte Lösung ist [astrometry.net](http://astrometry.net), die auch eine eigenständige Software (Linux) anbietet, die Sie herunterladen und lokal verwenden können.

### Bilder in das FITS-Format konvertieren

Das „Flexible Image Transport System“ (FITS) ist ein offener Standard für Bilder (und einige andere astronomische Datensätze wie z.B. tabellarische Informationen) und ist in der Astronomiegemeinde sehr beliebt. Es ermöglicht eine verlustfreie Speicherung (die gespeicherte Datei enthält alle Informationen, die auch in der ursprünglichen RAW Bilddatei vorhanden waren), was für die Photometrie unerlässlich ist. JPG ist ein komprimiertes Dateiformat, das nicht verlustfrei. Da FITS von praktisch allen seriösen Astronomiesoftwareprogrammen unterstützt wird, ist es eine sehr gute Wahl wenn Sie Bilddaten zwischen verschiedenen Softwarepaketen austauschen möchten. Ein weiterer großer Vorteil des des FITS-Formats ist, dass es die Speicherung von Bild-Metadaten ermöglicht (z. B. Beobachtungszeit, Beobachtungsort, Belichtungsdauer, Feldkoordinaten am Himmel usw.) in einer standardisierten Form, die Software verstehen kann. Auch für die Archivierung Ihrer Bilder ist FITS die beste Wahl. Es gibt jedoch mehrere Unterformate von FITS, und Sie müssen vielleicht ein wenig experimentieren, um ein gemeinsames Unterformat zu finden, das von allen bevorzugten Softwares unterstützt wird.

Fitswork ([http://www.fitswork.de/software/softw\\_en.php](http://www.fitswork.de/software/softw_en.php)) kann RAW-Dateien im Stapelverfahren in das FITS-Format konvertieren und es unterstützt sogar einige Skriptfunktionen.

### Differenzielle Extinktion und Transformationskorrekturen

Wie später erläutert wird, ist es für möglichst genaue Ergebnisse notwendig, zwei Korrekturen auf unsere gemessenen Helligkeiten anzuwenden. Die erste korrigiert die Auswirkungen der unterschiedlichen atmosphärischen Extinktion, die durch unterschiedliche Weglängen des Sternenlichts durch die Atmosphäre verursacht wird, wenn das Gesichtsfeld relativ groß und die Elevation des Sterns relativ gering ist. Diese Situation tritt häufig bei der DSLR-Fotometrie mit Kameraobjektiven. Sterne in dem Teil des Bildes, der sich näher am Horizont befindet, erfahren mehr Extinktion als Sterne, die sich näher am Zenit befinden, und dies kann die Schätzung der Helligkeit der Zielvariablen verfälschen.

Die zweite Korrektur wird Transformation genannt und ist notwendig, weil Filter und CMOS-Sensoren in DSLR-Kameras nicht die gleiche spektrale Transmissionsfunktion oder spektrale Antwortfunktion haben wie die astronomischen Standardfiltern und CCD-Kameras haben. Die Transformation ist der Prozess der Umwandlung der gemessenen instrumentellen Helligkeit in eine astronomische Standardhelligkeit, z. B. DSLR-Grünkanal Helligkeit in eine Johnson V-Helligkeit. Die meisten Photometrieprogramme führen diese Aufgabe nicht aus; VPhot der AAVSO erleichtert die Transformation Korrektur, erlaubt aber noch keine Extinktionskorrektur. Normalerweise würden diese Korrekturen in einer Tabellenkalkulation durchgeführt.

### Berichtserstellung und Web-Einreichung

Die Beobachtungen sollten über die WebObs-Website an die internationale Datenbank der AAVSO übermittelt werden (<http://www.aavso.org/webobs>). Mehrere Photometrie-Pakete (z.B. AIP4Win, MaxIm DL, VPhot und MPO Canopus) können geeignete Textdateiberichte erstellen. Alternativ können die Beobachtungen auch in einer entsprechend formatierten Tabellenkalkulation aufgezeichnet werden, die anschließend auf zu WebObs (<http://www.aavso.org/aavsoextended-file-format>).

### Zeitsynchronisation

Die manuelle Einstellung von Datum und Uhrzeit der Kamera mit Bezug auf ein Funkzeitsignal zu Beginn der Beobachtungssitzung ist in der Regel ausreichend, wenn längerfristige Variablen beobachtet werden. In anderen Situationen ist eine genaue Situations ist eine genaue Zeitstempelung der Bilder wichtig, z.B. bei Zeitreihen von verfinsterten Doppelsternen, um die genaue Zeitpunkt des Lichtminimums zu bestimmen. Canon-Kameras, und vermutlich auch andere, können so konfiguriert werden, dass sie sich mit der Computeruhr zu synchronisieren, wenn sie über ein USB-Kabel angeschlossen sind. Die Computeruhr kann automatisch in regelmäßigen Abständen mit einem Internet-Zeitserver synchronisiert werden. Viele moderne Betriebssysteme führen diese Aufgabe automatisch aus. Viele moderne Betriebssysteme führen diese Aufgabe automatisch aus; es kann jedoch auch eine spezielle Software wie Dimension 4 (<http://www.thinkman.com/>) verwendet werden. Die Softwaresteuerung der DSLR bietet eine bequeme Möglichkeit, um sicherzustellen, dass die Uhr der Kamera vor der Aufnahme eines jeden Bildes korrekt eingestellt wird.

## Bilderfassung

### Überblick über die Erfassung

Die DSLR-Photometrie ist im Prinzip ein sehr einfacher Prozess: Bilder des Himmels aufnehmen, kalibrieren, photometrische Daten extrahieren photometrische Daten extrahieren, die Daten auf Helligkeiten reduzieren und die Messungen zur Langzeitarchivierung einreichen. Der Schritt der Bildaufnahme ist im Grunde der wichtigste dieser Prozesse, denn wenn die Eingangsdaten von schlechter Qualität sind, wird es auch das Endprodukt sein. In diesem Kapitel gehen wir im Detail auf die vorbereitenden Arbeiten ein, die Sie vor der Aufnahme Ihres ersten wie man Kalibrierungsbilder aufnimmt, wie man sein Sternfeld in einem winzigen Sucher findet, wie man Bilder aufnimmt wie man Bilder aufnimmt und ihre Qualität beurteilt, und schließlich einige Tricks von erfahrenen DSLR Fotometristen.

### Vorbereitende Arbeiten

#### Beobachtungsbuch

Einer der vielleicht wichtigsten Aspekte des wissenschaftlichen Arbeitens ist das Führen guter Aufzeichnungen über das, was man getan hat getan haben. Dies mag wie ein allzu vereinfachtes Konzept klingen, aber ein Logbuch über Ihre Beobachtungseinstellungen und Beobachtungssitzungen hilft Ihnen nicht nur, Probleme mit Ihren Daten oder Beobachtungsverfahren zu erkennen, sondern



ermöglicht auch anderen Experimentatoren die Möglichkeit, Ihr Experiment zu duplizieren, falls dies erforderlich sein sollte. Ihre Aufzeichnungen sollten mindestens das Datum und die Uhrzeit Ihrer Aufnahmen, die Ziele, von denen wissenschaftliche Daten aufgenommen wurden, die Wetterbedingungen und alles, was während der Beobachtung schief gelaufen ist Sitzung. Es ist auch eine gute Idee, regelmäßig die Temperatur, die Luftfeuchtigkeit und die Himmelsbedingungen zu notieren, da diese die Qualität Ihrer Bilder verändern können.

### Beobachtungsort, Montierung und Kamerasteuerung

Wie bei jeder Beobachtungssitzung findet der größte Teil der Arbeit im Dunkeln statt. Sie sollten einen Beobachtungsplatz finden suchen, der frei von Hindernissen sowohl am Himmel als auch am Boden ist. Ob Sie ein Stativ oder eine Teleskopmontierung verwenden, machen Sie sich mit der Lage und Bedienung der Bedienelemente und Funktionen, die nützlich sein könnten. Wie lassen sich zum Beispiel die Beine Ihres Stativs ausfahren? Wie wird die Beinverstrebung arretiert? Wie funktionieren die Anschläge/Bremsen am Kopf? Verfügt der Kopf über eine Schnellwechselplattform? Versuchen Sie, Ihre Kamera bei Tageslicht an der Montierung zu befestigen und extreme Positionen zu erreichen (z. B. im Zenit), um zu prüfen dass nichts beim Ausrichten stört, sich verheddern oder während Ihrer Sitzung unbeabsichtigt beschädigt werden könnte.

Was Ihre Kamera betrifft, sollten Sie alle folgenden Bedienelemente finden und verwenden können:

- Fokus- und Zoomringe
- Manueller Fokus (z. B. Autofokus ausschalten)
- Schalter für die Bildstabilisierung (auf „Aus“ stellen)
- Belichtungszeit
- Blende
- ISO-Einstellung
- Bildspeicherart (auf RAW einstellen)

### Stromversorgung der Kamera

Eines der vielleicht obskuren „Probleme“ bei der DSLR-Fotometrie tritt auf, wenn die Kamera entweder den Strom verliert oder der Akku zu schwach wird. Einige Beobachter haben in der Vergangenheit berichtet, dass das Hintergrundrauschen ihrer DSLRs dramatisch zunahm, als die Batterieladung abnahm oder die Batterie gewechselt wurde. Dies scheint nicht bei neueren Kameras kein Problem zu sein, ist aber zu beachten, wenn Sie eine Ausrüstung verwenden, die älter als ein paar Jahre ist. Wenn Sie vorhaben, lange Beobachtungen zu machen (d. h. in etwa so lange, wie die (d.h. in etwa so lange, wie Ihre Batterie hält), sollten Sie eine externe Stromversorgung verwenden oder eine zweite Batterie zur Hand haben, wenn externe Stromversorgung an Ihrem Beobachtungsort nicht möglich ist.

#### 4.2.4 Aufsuchkarten

Das Auffinden eines veränderlichen Sterns und seiner Vergleichssterne ohne eine gute Sucherkarte ist oft eine Übung in Deshalb sollten Sie unbedingt eine solche Karte mit ins Feld nehmen. Es ist oft besonders hilfreich, Sucherkarten mitzubringen mit unterschiedlichen Gesichtsfeldern mitzubringen, insbesondere bei Gesichtsfeldern, die größer sind als die der Kamera. Karten gibt es bei der AAVSO

<https://www.aavso.org/>

### Beobachtungsplan

Eine gute Beobachtungssitzung beginnt mit einem gut definierten Plan. Wir schlagen vor, eine Checkliste mit den Maßnahmen zu erstellen die erforderlich sind, um Bilder von wissenschaftlicher Qualität zu erhalten, insbesondere wenn Sie gerade erst mit der DSLR-Fotometrie beginnen. Welche Felder wollen Sie beobachten? Lage der Vergleichssterne relativ zum Ziel (Sucherkarten helfen). Welche Kameraeinstellungen werden benötigt? Wie viele Bilder werden benötigt? All diese Punkte sollten Sie Beobachtungslogbuch festgehalten werden, das auf Papier oder elektronisch geführt werden kann.

### Rauschquellen und Bias

Man könnte erwarten, dass alle Pixel eines Bildes genau den gleichen ADU-Wert haben, wenn die Kamera von einer völlig gleichmäßigen Lichtquelle beleuchtet wird. von einer völlig gleichmäßigen Lichtquelle beleuchtet wird. Dies ist jedoch nie der Fall. Das erkannte Signal wird beeinflusst durch Vignettierung durch das Objektiv oder Teleskop, Empfindlichkeitsschwankungen zwischen den einzelnen Pixeln des Sensor, Staub auf verschiedenen optischen Oberflächen, Zählstatistiken aufgrund der zufälligen Ankunftszeiten der Photonen und elektronisches Rauschen, das in der Kamera erzeugt wird.



Wir können mehrere der oben erwähnten Artefakte sehen. Die kreisförmigen Flecken werden durch Staub auf der Optik verursacht. Staub auf der Optik, die geringere Intensität in den Ecken ist auf Vignettierung zurückzuführen, und die vertikalen und horizontalen Linien sind auf Schwankungen der Pixelempfindlichkeit und elektronisches Rauschen zurückzuführen. Diese Artefakte sind zwar für das Auge nicht sichtbar, aber Diese Artefakte sind zwar für das Auge nicht sichtbar, treten aber auch bei wissenschaftlichen Aufnahmen auf und sollten vor der Photometrie entfernt werden.

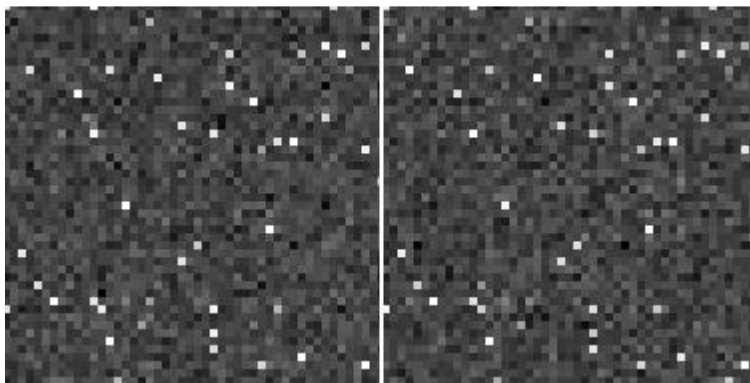
Um diese Effekte angemessen zu berücksichtigen, müssen Sie eine Reihe von Kalibrierungsbildern nehmen und eine Reihe von mathematische Operationen an Ihren wissenschaftlichen Bildern durchführen, einschließlich der Subtraktion von Bias- und Darkframes, um das Rauschen mit fester Komponente zu entfernen, und die Division des resultierenden Bildes durch einen flachen Rahmen, um die Auswirkungen von Vignettierung und Empfindlichkeitsschwankungen von Pixel zu Pixel sowie Staubschatten zu entfernen. Einzelheiten zur wie diese Vorgänge durchzuführen sind, finden Sie im Handbuch Ihrer Photometrie-Software. Dieser Abschnitt enthält eine. Dieser Abschnitt enthält eine

detaillierte Erläuterung der verschiedenen Artefakte, die durch diese Kalibrierungsschritte verringert werden sollen. Für weitere Lektüre, verweisen wir den Leser auf das Handbook of Astronomical Image Processing von Berry und Burnell (Willman-Bell Publishers), oder ähnliche Online-Quellen.

### Zufälliges Rauschen

Das am einfachsten zu verstehendes Artefakt in Bildern ist das Zufallsrauschen. Zufälliges Rauschen ist völlig unabhängig von Pixel-zu-Pixel-Rauschen und von Bild zu Bild. In jedem Bild ist das Muster des Zufallsrauschens anders. Der körnige Aspekt von Bildern (Abbildung 4.2), die mit hohen ISO-Werten aufgenommen wurden, ist auf dieses Rauschen zurückzuführen, das einen positiven oder negativen Fehler in unserer Größenmessung erzeugt.

Es gibt zwei Hauptquellen für zufälliges Rauschen in DSLR-Bildern. Die erste ist das Johnson-Nyquist-Rauschen. Dieses Rauschen entsteht in der Kameraelektronik und wird durch thermische Bewegung der Elektronen verursacht. Dies wird oft als „Ausleserauschen“ bezeichnet. Die zweite Rauschquelle ist das Schussrauschen, das mit der Anzahl  $N$  zusammenhängt und entsteht durch die statistische Natur der Photonenemission an der Quelle. Das Shotnoise ist einfach die Quadratwurzel aus der Anzahl der erfassten Photonen.



Zwei 120-Sekunden-Belichtungen, ISO 400, 20°C, gleicher Pixelblock aus den Rohbildern. Die hellen Pixel sind Impulse des Dunkelstroms und sind in beiden Bildern gleich. Der körnige Hintergrund ist zufälliges Rauschen und ist in jedem Bild anders.

Zufälliges Rauschen ist sowohl in Kalibrierungsbildern als auch in wissenschaftlichen Bildern vorhanden und kann nicht eliminiert werden. Die einzige Möglichkeit, seine Auswirkungen zu verringern, besteht darin, das Signal (Photonen) durch längere Belichtungen zu erhöhen, entweder in einer einzigen Langzeitaufnahme oder durch „Stapeln“ (Hinzufügen) mehrerer kürzerer Bilder, wenn die Gefahr einer Sättigung besteht. Viele Kameras verfügen über integrierte Softwarefilter, die die Sichtbarkeit dieses Rauschens in den Bildern verringern. Obwohl in der Alltagsfotografie nützlich sind, verändern solche Filter die Originaldaten im Bild und sollten nicht für die Photometrie verwendet werden. Daher müssen alle kamerainternen Rauschunterdrückungsoptionen bei der Durchführung von Photometern deaktiviert werden.

### Festes Musterrauschen (FPN)

Im Gegensatz zum Johnson-Nyquist-Rauschen und zum Schrotrauschen ist das Fixed Pattern Noise (FPN) nicht zufällig; es ist zurückzuführen auf technologische Defekte permanenter Natur. Wenn bestimmte Pixel von solchen Fehlern betroffen sind, bilden sie ein Muster, das von Bild zu Bild wiederholbar ist. Anders als zufälliges Rauschen kann FPN charakterisiert und während des Bildkalibrierungsprozesses entfernt werden. Es gibt verschiedene Arten von Rauschen mit festem Muster, darunter Verzerrungen und systematische Verschiebungen, tote oder heiße Pixel,

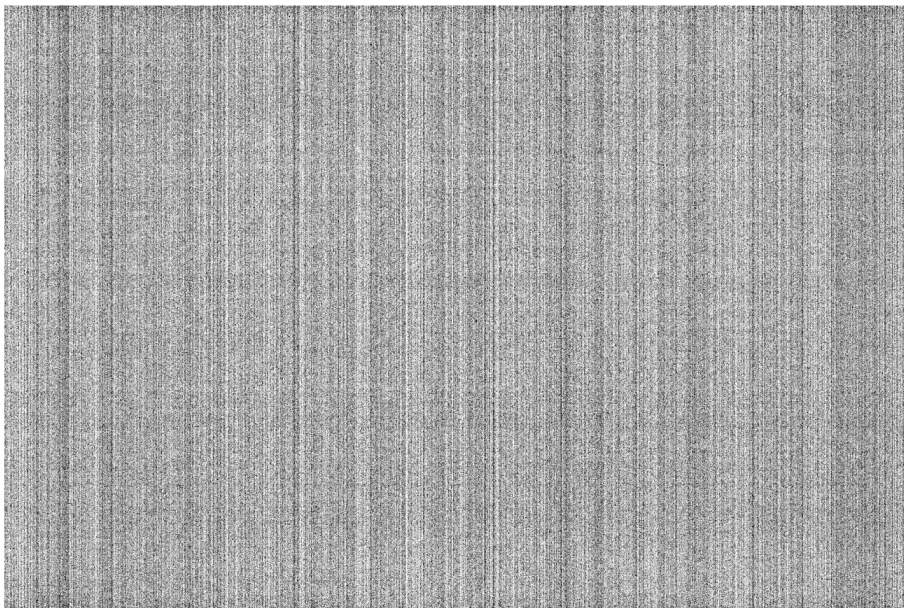
Dunkelstrom und Dunkelstromimpulse. In den nächsten Abschnitten wird jede dieser Arten ausführlicher beschrieben.

### Bias und Offset

Ein Bias ist eine winzige Verschiebung des Schwarzwerts jedes Pixels, die oft mit der Zeilen-/Spaltenanordnung der Pixel. Sie kann entweder gleichmäßig über alle Pixel verteilt sein oder Streifen auf dem Schwarzwert der Bilder bilden. Die Amplitude ist bei den heutigen Sensoren extrem gering, in der Regel nur wenige ADU.

**Hinweis:** Es gibt ähnliche Fehlermuster (Streifen) in DSLR-Bildern, die nicht von Bild zu Bild wiederholbar sind. Bild nicht wiederholbar sind und durch Bildkalibrierung nicht entfernt werden können. Dies ist in der Regel auf Störsignale zurückzuführen, die von den digitalen elektronischen Schaltkreisen in die hochempfindliche analoge Elektronik induziert werden. Sie sind jedoch sehr gering ADU-Pegel und stellen kein allzu großes Problem dar. Einige Kameras weisen einen systematischen Offset auf. Dabei handelt es sich um eine genau festgelegte Verschiebung der Kodierung des Schwarzwertes in der Bilddatei. Bei modernen Kameras beträgt er oft 1024 oder 2048 ADUs. Dieser Offset sorgt für die Möglichkeit, negative Werte des Rauschens und eine gewisse Schwarzwertdrift aufzuzeichnen. Diese Funktion ist wichtig für die photometrische Verarbeitung wichtig, da es abgezogen werden muss, bevor nicht-additive mathematische Operationen wie die Flat-Frame-Korrektur angewendet werden.

### Ein Bias Bild



### Tote und heiße Pixel

Tote und heiße Pixel sind Pixel, die nicht richtig funktionieren. Tote Pixel reagieren nicht auf Licht und haben normalerweise ADU-Werte in der Nähe des systematischen Offset-Niveaus. Heiße Pixel haben zu viel Dunkelstrom (siehe unten) und hohe ADU-Werte im Vergleich zu normalen Pixeln im Bild. Sie sind Defekte des Sensors. Normalerweise werden einige an der Peripherie des Sensors toleriert, aber es sollten keine oder nur sehr wenige in der mittleren Bereich.

Das Muster der defekten Pixel ist von Bild zu Bild wiederholbar und kann korrigiert werden, indem zunächst ihre Koordinaten in einer Datei (einer so genannten Defektkarte) aufzeichnen und dann die ADU-Werte dieser Pixel in den wissenschaftlichen und Kalibrierungsbildern

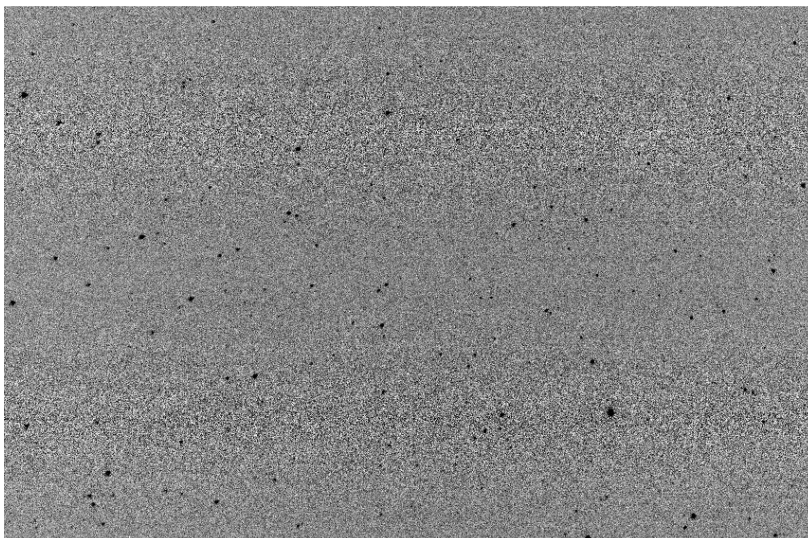


durch einen aus den umliegenden normalen Pixeln interpolierten Wert ersetzt werden. Dieser Korrekturprozess wird vor allen anderen Kalibrierungsschritten durchgeführt.

Hot Pixel werden in dunklen Bildern und tote Pixel in flachen Bildern erkannt. Der vom Benutzer festgelegte ADU-Schwellenwert bestimmt, welche Pixel einbezogen werden. Bei ISO 100 ist ein Schwellenwert von 500~1000 ADU über dem Schwarzwert eines dunklen Bildes ein guter Ausgangspunkt. Die genaue Methode zur Erstellung einer Defektkarte finden Sie im Handbuch Ihrer Fotometriesoftware. Erstellung einer Defektkarte.

Das Defect-Map-Verfahren ist sehr effektiv, benötigt nur sehr wenig Bearbeitungszeit und kostet keine Beobachtungszeit für die Vorbereitung der Datei. Wenn es in Ihrer Photometrie-Software verfügbar ist, wird empfohlen, es zu verwenden. Defektkarten können mehrere Monate lang verwendet werden. Ihre Gültigkeit ist durch den Alterungsprozess des Sensors begrenzt.

Wichtiger Hinweis: Defekte sollten nur dann ersetzt werden, wenn Sie stark überabgetastet sind. Wenn ein Defekt in einem Sternprofil auftritt, machen Sie Annahmen darüber, was der richtige interpolierte Wert sein könnte, und diese Annahmen werden fehlschlagen, wenn sich benachbarte Pixel in ihrer Intensität stark unterscheiden.



Bei DSLR-Bildern können horizontale Streifen oder Banding auftreten. Diese Streifen sind normalerweise auf einem sehr niedrigen Niveau (ein paar ADU) und werden durch Rauschen in den analogen Schaltungen des Sensors vor dem ADC verursacht. Es gibt Algorithmen zur Beseitigung dieser Artefakte, aber sie sind in astronomischer Software nicht üblich. Eine ordnungsgemäß durchgeführte Hintergrundsubtraktion neigt dazu diese Rauschquelle abzuschwächen.

### Normaler Dunkelstrom

In CMOS-Bildsensoren arbeitet die Fotodiode in einem umgekehrten Polarisationsmodus. Das bedeutet, dass eine positive Spannung an der Kathode im Verhältnis zur Anode angelegt wird. Der Strom von der Quelle wird blockiert. Der verbleibende Strom ist auf die Elektronen zurückzuführen, die durch die auf die Fotodiode fallenden Photonen freigesetzt werden. Aber es gibt noch einen weiteren winzigen Strom, der ebenfalls in jeder Diode vorhanden ist, den inversen Strom, der eine Art Leckage des sperrenden Modus. Dieses Signal ist klein, etwa 0,1-1,0 Elektronen pro Sekunde, und führt zu einem geringen Anstieg des ADU-Ausgangspegels des Pixels. Der normale inverse Strom ist durch das Design des Sensors festgelegt, und alle Pixel haben die gleiche positive Verschiebung. Die entsprechende Ansammlung von Elektronen im Pixel ist proportional zur Belichtungszeit.

Dies führt zu einer gewissen Anhebung des globalen Schwarzwertes (mehr oder weniger wie der Himmelshintergrund). Tatsächlich ist dies in unseren Bildern nicht sichtbar, da er von der Elektronik der DSLR kompensiert wird. Der einzige verbleibende Effekt ist das entsprechende Schrotrauschen, das den zufälligen Rauschpegel von Langzeitbelichtungen erhöht.

Der inverse Strom von Dioden ist auch sehr empfindlich gegenüber der Temperatur der Diode. Er verdoppelt sich normalerweise alle 5 bis 10°C. Daher ist der Anstieg der Elektronenladung proportional zur Belichtungszeit und eine Exponentialfunktion der Temperatur des Sensors. Obwohl der CMOS-Sensor selbst oft sehr wenig Wärme erzeugt (d. h. eine geringe Verlustleistung hat), erhöht der Prozessor der Kamera die Umgebungstemperatur der Kamera. In der Regel erwärmt sich eine Kamera nach etwa einer Stunde Betrieb um 10 °C, also viel weniger als CCD-Kameras, die gekühlt werden müssen. Normaler Dunkelstrom ist bei DSLR-Kameras weniger ein Problem als bei CCD-Kameras.

### Dunkelstromimpulse

Bei der DSLR-Astrofotografie treten häufig einige wenige (~3 %) abweichende Pixel auf, die einen deutlich höheren Dunkelstrom als normal aufweisen. Diese abweichenden Pixel erscheinen auf dem Bild viel heller und werden oft als Hot Pixel oder „Dunkelimpulse“ genannt (z. B. die hellen Pixel in Abbildung 4.2). Dunkelimpulse sind nicht bei sehr kurzen Belichtungen nicht messbar, da sie knapp unterhalb des Rauschbereichs der meisten neueren DSLR-Kameras liegen; bei längeren Belichtungszeiten werden sie jedoch zu einem Problem. Obwohl Dunkelimpulse eine wirklich lästige Anomalie in der Astrofotografie sind, haben sie weniger Einfluss auf die Photometrie, wo das Licht (absichtlich) über einige hundert Pixel gestreut wird. Hintergrund-Subtraktion und Stacking/Mittelwertbildung verringern ebenfalls die Auswirkungen von Dunkelimpulsen.

### Master-Kalibrierungsbilder

Oft wird übersehen, dass die Erstellung von Master-Kalibrierungsbildern (die wir später in diesem Kapitel empfehlen) auch ein zusätzliches Rauschen in die wissenschaftlichen Bilder ein. Um dieses zusätzliche Rauschen zu minimieren, verwenden wir Master-Bias-, Dark- und Flat-Frames, die aus mindestens 16 Einzelbildern bestehen, je mehr, desto besser. Bildsignal skaliert linear mit der Anzahl der Einzelbilder, aber das Zufallsrauschen skaliert mit der Quadratwurzel aus der. Daher verbessert sich das Signal-Rausch-Verhältnis (SNR), je mehr Einzelbilder hinzugefügt werden.

### Kalibrierungsbilder (Bias, Darks und Flats)

#### Bias-Frames

##### *Klassische Biaskorrektur*

Festes Musterrauschen aufgrund von Verzerrungen und systematischen Verschiebungen werden in der Regel aus wissenschaftlichen Bildern entfernt, indem Subtraktion eines Master-Bias-Bildes. Das Masterbild wird durch Stapeln einer Reihe von Aufnahmen in absoluter Dunkelheit erstellt, mit sehr kurzer Belichtung bei dem für die wissenschaftlichen Bilder verwendeten ISO-Wert. Bias-Bilder können jederzeit aufgenommen werden, da Sensortemperatur und Fokuseinstellung keine Rolle spielen. Bewölkte Nächte sind ideal für die Erstellung von Master-Bias-Frames. Stellen Sie die kürzeste Verschlusszeit ein, die an Ihrer Verschlusszeit ein (in der Regel 1/4000 Sekunde), stellen Sie sicher, dass kein Licht auf den Sensor fällt (Objektivdeckel auf, Sucher abgedeckt, abgedunkelter Raum) und nehmen Sie dann mindestens 16 oder sogar mehrere hundert Bilder. Für jede ISO-Einstellung, die für wissenschaftliche Aufnahmen verwendet wird, sollte ein separates Master-Bias-Bild erstellt werden. Sie können Monate lang verwendet werden. Die Grenze ist die mögliche Alterung der Elektronik.

### *Künstliche Bias-Korrektur*

Die Subtraktion eines Master-Bias-Frames fügt unweigerlich einen gewissen Anteil an zufälligem Rauschen hinzu (selbst wenn mehrere Hunderte von einzelnen Bias-Frames verwendet werden, um den Master-Frame zu konstruieren). Stattdessen subtrahieren manche Leute ein künstliches Bild, bei dem alle Pixel denselben Wert wie der systematische Offset haben, d. h. 1024 oder 2048 ADU. Auf diese Weise wird der systematische Offset aus den Wissenschafts- und Kalibrierungsbildern entfernt, ohne zusätzliches zufälliges Rauschen, jedoch auf Kosten der Beibehaltung des FPN aufgrund von Verzerrungen.

### *Dark Frames*

Für die Dunkelkorrektur gibt es mehrere Ansätze. Die Wahl der Methode hängt von den spezifischen Eigenschaften der zu kalibrierenden Bilder und den in Ihrer Photometriesoftware verfügbaren Optionen ab.

### *Keine Dunkelbildkorrektur*

Bilder, die mit Belichtungszeiten von weniger als 30 Sekunden bei kühlen Umgebungstemperaturen aufgenommen wurden, zeigen möglicherweise keine signifikanten Dunkelstrom oder Dunkelimpuls. Dies ist in der Regel bei Flatframes der Fall, bei denen die Belichtungszeit typischerweise nur ein paar Sekunden betragen. In dieser Situation ist eine Dunkelkorrektur nicht erforderlich und würde sogar zu zufälliges Rauschen hinzufügen, ohne die photometrische Präzision wesentlich zu verbessern. Es wäre ratsam, die Eigenschaften Ihrer Kamera unter verschiedenen Temperatur- und Belichtungseinstellungen zu prüfen, bevor Sie sich für die Option ohne Dunkelkorrektur wählen. Ein einfacher Test besteht darin, eine Reihe von Bildern mit und ohne Dunkelkorrektur zu verarbeiten; wenn die Unterschiede nur ein paar Millimagnitude betragen, bedeutet dies, dass Hot Pixel kein Problem darstellen. Ein paar mmag können leicht auf das zusätzliche Rauschen der Master-Dunkelkorrektur zurückzuführen sein.

### *Kamerainterne Dunkelkorrektur*

Viele DSLRs verfügen über eine Option zur kamerainternen Rauschunterdrückung bei Langzeitbelichtungen. Unmittelbar nach der Aufnahme eines Wissenschaftsbildes nimmt die Kamera automatisch ein weiteres mit genau der gleichen Belichtung auf, ohne jedoch den Verschluss zu öffnen. Das zweite Bild wird vom ersten subtrahiert, bevor die korrigierte Bilddatei auf der Speicherkarte oder dem Computer gespeichert wird. Weder das ursprüngliche wissenschaftliche noch das dunkle Bild werden gespeichert. Im Prinzip scheint dies eine gute Idee zu sein, aber in der Praxis ist es nicht so. Die Kamera verwendet ein Dunkelbild für ein wissenschaftliches Bild, so dass das zufällige Rauschen viel größer ist als bei einem Master-Darkframe (dies wird etwas gemildert, wenn Sie mehrere wissenschaftliche Bilder übereinanderlegen). Noch wichtiger ist, dass die Hälfte der Beobachtungszeit mit der Aufnahme von Darkframes verbracht, so dass die Anzahl der wissenschaftlichen Bilder stark reduziert wird. Der einzige Vorteil dieses kamerainternen Verfahrens ist, dass die Temperatur der beiden Bilder sehr ähnlich ist, aber das ist kein ausreichender Ausgleich für die Nachteile.

Im Allgemeinen sollten die kamerainterne Rauschunterdrückung bei Langzeitbelichtungen und andere Optionen dieser Art deaktiviert werden.

### *Klassische Dunkelbildkorrektur*

Bei der klassischen Dunkelkorrektur werden während der Beobachtungssitzung mindestens 16 Dunkelbilder unter den gleichen Einstellungen und Bedingungen wie bei den wissenschaftlichen Aufnahmen (ISO, Belichtungszeit, Temperatur). Jedes mögliche Leck in der Licht in die Kamera muss ausgeschlossen werden (Sucher abgedeckt und Objektivdeckel aufgesetzt). Aus diesen Einzelbildern wird ein Master-Darkframe erstellt. Weitere

Informationen zu den einzelnen Schritten finden Sie in Ihrer Fotometriesoftware. Es ist schwierig, eine Reihe von Dunkelbildern mit demselben Dunkelimpulsniveau wie die wissenschaftlichen Bilder zu erstellen, da die Sensortemperatur der DSLR nicht stabilisiert ist. Um dieses Problem zu entschärfen, nehmen manche Leute die Hälfte der Dunkelbilder vor der Aufnahme der wissenschaftlichen Bilder und die andere Hälfte danach. Dies führt dazu, dass der Temperaturbereich, in dem die wissenschaftlichen Bilder aufgenommen werden, und kann zu einer besseren Dunkelkorrektur führen. Die klassische Dunkelkorrektur ist der empfohlene Ansatz für DSLR-Fotometrien.

#### *Belichtungsskalierte Dunkelkorrektur*

Je nach Helligkeit der Ziele müssen Sie möglicherweise unterschiedliche Belichtungszeiten verwenden. Mit klassischer Dunkelkorrektur wäre es erforderlich, für jede verwendete Belichtungszeit ein Master-Dunkelbild zu erstellen, Dies kostet zusätzliche Zeit für die Aufnahme einzelner Darkframes. Einige Photometrie-Pakete verfügen über eine Option zur Skalierung eines Master-Darkframes für lange Belichtungszeiten, so dass es für die Dunkelkorrektur kürzer belichteter wissenschaftlicher Bilder verwendet werden kann. Dies kann recht gut mit CCD-Kamera mit Temperaturregelung funktionieren. Die DSLR-Kameras von Canon und Nikon wenden jedoch einige Verfahren an, um den Effekt des Dunkelstroms selbst bei RAW-Bildern. Der Effekt ist, dass die Varianz in dunklen Bildern mit zunehmender Belichtungszeit steigt, wie erwartet, aber der mittlere Pixelwert steigt nicht linear an, sondern bleibt innerhalb weniger ADU vom Offset-Wert. Daher wird die belichtungsskalierte Dunkelkorrektur nicht für Canon und Nikon RAW-Bilder. Andere Kameramarken können geeignet sein oder auch nicht; es wird empfohlen, das Dunkelstromverhalten der eigenen Kamera zu testen, bevor man eine belichtungsskalierte Dunkelkorrekturstrategie anwendet.

#### *Optimierte Dunkelkorrektur*

Ein ausgefeilteres Verfahren, das in mehreren Photometrie-Paketen (z. B. IRIS und MaxIm DL) verfügbar ist skaliert das Master-Dark-Frame, um das RMS-Rauschen des endgültigen Bildes zu minimieren. Dieses Verfahren kann Folgendes ausgleichen Temperaturunterschiede zwischen dem Dark Frame und dem Science Frame ausgleichen, auch wenn sich die Sensortemperatur während der Beobachtungssitzung. Auch hier wird eine optimierte Dunkelkorrektur für Canon oder Nikon RAW-Bilder nicht empfohlen.

#### *Flat-Field Korrektur*

Flat-Field-Bilder sind Bilder einer gleichmäßig beleuchteten Quelle, die Asymmetrien oder Artefakte in der optischen Aufbau der Kamera. Im Gegensatz zur Dunkelkorrektur ist die Flatfield-Korrektur für alle Bilder, die für die Photometrie. Flatfield-Bilder müssen mit der gleichen Konfiguration von Kamera und Teleskop/Objektiv aufgenommen werden Konfiguration (Fokus, Blende, ISO, etc.) aufgenommen werden, die für die wissenschaftlichen Bilder verwendet wurde. Die Belichtungszeiten müssen angepasst werden, um Sättigung zu vermeiden.

Eine solche gleichmäßig beleuchtete Quelle zu finden oder herzustellen ist erstaunlich schwierig und hat zu vielen, sagen wir mal, interessanten Diskussionen in Online-Foren und auf AAVSO-Konferenzen geführt. Daher können wir nicht (und wagen es auch nicht) eine bestimmte Technik befürworten. Bevor wir einige populäre Optionen vorstellen, möchten wir ein paar allgemeine Ratschläge an. Es sollte darauf geachtet werden, dass jeder der RGB-Kanäle in jedem Bild eine ausreichende Intensität erhält. Im Idealfall sollte diese etwa  $\frac{2}{3}$  des maximalen ADU-Wertes Ihrer Kamera betragen. Die meisten DSLR-Kameras die seit etwa 2008 erhältlich sind, haben 14-Bit-Analog-Digital-Wandler mit maximalen ADU-Werten von  $2^{14} = 16384$  ADU. Ältere DSLR-Modelle



hatten oft 12-Bit-ADCs mit maximalen ADU-Werten von  $2^{12} = 4096$  ADU. Überprüfen Sie den maximalen ADU-Wert Ihrer Kamera, indem Sie die Pixelwerte eines überbelichteten Bildes.

Flatframe-Belichtungen sind in der Regel nur wenige Sekunden lang, so dass kein nennenswerter Dunkelstrom auftritt; Vorspannungs- und Offset-Signale sind jedoch immer noch vorhanden und müssen im Kalibrierungsprozess entfernt werden. Ihre Photometriesoftware sollte diesen Prozess übernehmen. Da es sich bei Flats um Bilder einer gleichmäßig beleuchteten Quelle handelt, korrigieren sie jegliche Vignettierung und Pixel-zu-Pixel-Empfindlichkeitsschwankungen, die vorhanden sind (vorausgesetzt, die Kamera- und Teleskop/Objektiv-Konfiguration nicht verändert wird). Allerdings können sich die Staubschatten aufgrund von Staubbewegungen auf den optischen Oberflächen und Änderungen der Fokuseinstellungen verändern. Um diesen Effekt zu minimieren, deaktivieren Sie alle Ultraschall Reinigungsoptionen an Ihrer Kamera. Flache Bilder sollten regelmäßig erstellt werden, aber nicht unbedingt jede Nacht, wenn keine Nachfokussierung oder andere Änderungen vorgenommen wurden.

Wie bei allen Kalibrierungsschritten fügt die Flatfield-Korrektur dem kalibrierten Bild Rauschen hinzu. Zur Minimierung des Rauschens, werden die Master-Flat-Bilder aus mehreren Flatframes erstellt. Sie sollten mindestens 16, wenn es die Zeit erlaubt, auch mehr. Ihre Fotometriesoftware bietet eine Option zur Erstellung eines Master-Flat, Flatframe aus Einzelbildern zu erstellen, indem Sie entweder Durchschnitts- oder Median-Kombinationsroutinen verwenden. Die Median-Option wird in der Regel bevorzugt, da Sternbilder in einzelnen Himmelsbildern oder Spuren kosmischer Strahlung das Master-Flatframe nicht beeinträchtigen. Unabhängig davon, welche Methode Sie wählen, sollten Sie die in Anhang B beschriebenen Tests durchführen, um Folgendes zu überprüfen gleichmäßige Ausleuchtung der Lichtquelle.

#### *Dämmerungshimmel-Flats*

Beim Fotografieren durch ein Teleskop ist das Gesichtsfeld in der Regel so klein, dass Bilder eines wolkenlosen Dämmerungshimmels (der auf der Skala von einem Grad oder so einigermaßen gleichmäßig ist) als Flatfield verwendet werden können. Während der Abend- und Morgendämmerung steht nur eine begrenzte Zeit für die Aufnahme von Himmelsbildern zur Verfügung, und es kann notwendig sein, die Dauer der einzelnen Aufnahmen zu variieren, um eine angemessene Belichtung bei wechselnden Lichtverhältnissen zu gewährleisten. Wenn Sie Himmelsaufnahmen in der Dämmerung machen, schalten Sie am besten die Nachführung Ihres Teleskops aus, so dass alle Sternbilder in Ihren Bildern an unterschiedliche Positionen auf jedem Flat-Frame nachgeführt werden; die Option „Median kombinieren“ (anstelle von Die Option „Median-Kombination“ (statt „Mittelwertbildung“) in Ihrer Photometrie-Software wird diese Bilder aus Ihrem Master-Flat entfernen. Bei Sichtfeldern von mehr als einem Grad, die mit einem Standard- oder Teleobjektiv aufgenommen wurden, müssen indirekte Beleuchtungsverfahren verwendet werden.

#### *Kuppelflats*

Ein flaches Ziel, wie z. B. ein Stück Pappkarton, das durch den Dämmerungshimmel oder diffuses Kunstlicht beleuchtet wird, kann geeignet sein. Achten Sie darauf, dass die Zieltafel das gesamte Bild mehr als ausfüllt.

#### *Lichtkasten-Flats*

Alternativ kann ein Leuchtkasten gebaut und vor das Kameraobjektiv gestellt werden, um Flachbildaufnahmen zu machen. Bilder. Diese ermöglichen die Kontrolle über die Beleuchtungsstärke und können jederzeit verwendet werden, anstatt

auf geeignete Dämmerungsbedingungen zu warten. Anleitungen für den Bau von Lichtkästen sind im Internet leicht verfügbar. Eine einfache, aber effektive Konstruktion wird im Handbook of Astronomical Image Processing von Richard Berry und James Burnell

#### 4.4.3.4 Elektrolumineszenz-Paneel-Flats

In den letzten Jahren sind elektrolumineszente (EL) Paneele leicht verfügbar geworden, und einige Leute haben diese erfolgreich für Flatfield-Imaging eingesetzt. Sie sind weniger sperrig als herkömmliche Leuchtkästen und einfacher vor Ort zu verwenden, können aber relativ teuer sein. Die Gleichmäßigkeit der Beleuchtung einiger EL-Panels war für die Fotometrie nicht ideal, so dass der Benutzer angehalten ist, seine eigenen Paneele zu überprüfen.

#### Computerbildschirm-Flats

Ein Computermonitor kann eine geeignete gleichmäßige Beleuchtungsquelle für die Vorbereitung von Flächen darstellen. Nehmen Sie einen weißen Bildschirm (z. B. ein leeres Word-Dokument) und legen Sie mehrere Blätter weißes Papier zwischen Bildschirm und Kameraobjektiv, um die Intensität zu verringern und das Licht zu streuen. Die Belichtungszeit sollte mehrere Sekunden betragen, um die Auswirkungen des Bildschirmflimmerns zu minimieren. Nicht alle Monitore sind geeignet. Einige haben eine ungleichmäßige Intensität auf dem Bildschirm oder weisen Blickwinkel Intensitätsschwankungen. Einige Personen haben über schlechte Ergebnisse bei der Verwendung von Objektiven mit kurzer Brennweite berichtet.

#### ISO und Belichtungszeiten

Wenn es eine Top-10-Liste der Fragen zur DSLR-Fotometrie gäbe, dann würden die Fragen zu Belichtungszeiten, ISO

Einstellungen und die Sicherstellung der photometrischen Qualität der Bilder ganz oben auf der Liste stehen. Die Auswahl von

dieser Einstellungen müssen Sie sowohl die Rauscheigenschaften Ihrer Kamera als auch das wissenschaftlichen Ziel, das Sie erreichen möchten. In diesem Abschnitt erklären wir die sorgfältige Abwägung zwischen Empfindlichkeit und Präzision und bieten einige Richtlinien für optimale Einstellungen.

#### ISO-Einstellung, Quantisierungsfehler und Dynamikbereich

Die Wahl der richtigen ISO-Einstellung ist eine Entscheidung zwischen zwei Übeln. Wie in Kapitel 2 erläutert, dient die ISO-Einstellung lediglich der Verstärkung des Verstärkers, der zum Auslesen der Pixelwerte verwendet wird. Man könnte erwarten, dass eine hohe ISO Einstellung ideal für die Fotometrie ist, aber das ist nicht immer der Fall. Bei hohen ISO-Werten zeigt die Kamera schwächere Quellen, aber dadurch wird nicht nur das Sternenlicht, sondern auch das Rauschen verstärkt. Außerdem verringert ein hoher ISO den Dynamikbereich der Kamera (den in einem Bild enthaltenen Helligkeitsbereich). Daher schränken hohe ISO-Werte den Bereich der Helligkeitsunterschiede ein, den Ihre Kamera erkennen kann.

Umgekehrt wird bei niedrigen ISO-Werten kleinen Unterschieden in der elektrischen Ladung derselbe Wert vom ADC denselben Wert zugewiesen, wodurch die Präzision des Detektors verloren geht. Die letztgenannte Situation wird als „Quantisierungsfehler“ bezeichnet. Der Quantisierungsfehler lässt sich mit dem folgenden Bild eines klaren, blauen Himmels an einem Strand (siehe Abbildung) leicht auf nichttechnische Weise veranschaulichen, blauen Himmels an einem Strand (siehe Abbildung 4.6). Wir wissen aus alltäglicher Erfahrung, dass die Helligkeit eines klaren Himmels gleichmäßig entlang eines Gradienten variiert. Wenn eine Kamera jedoch nicht in der Lage ist, subtile

Helligkeitsschwankungen zu erkennen, erzeugt sie ein seltsam anmutendes Bild, bei dem der Himmel „treppenförmig“ erscheint, wie im Fall von dem Bild unten



Dieses Artefakt ist mehr als nur hässlich. Im Zusammenhang mit der DSLR-Fotometrie verschlechtert es auch den photometrischen

Wert des Bildes. Das Strandbild sollte Hunderte von verschiedenen Intensitäten verwenden, um den Himmel darzustellen, aber hier werden nur fünf verwendet, weshalb der Himmel in fünf unrealistisch aussehende Zonen unterteilt ist. (In der Tat. (Tatsächlich treten Quantisierungsfehler auch bei hohen ISO-Werten auf, aber in diesem

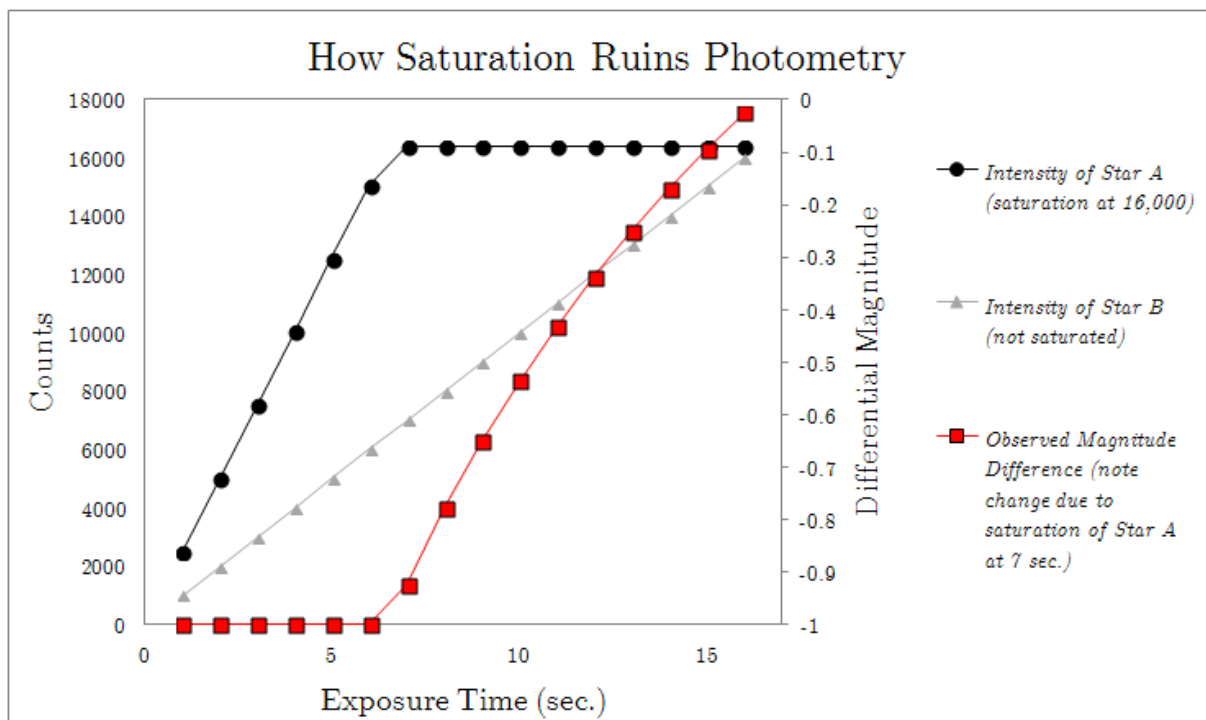
Fall, weil die Verstärkung so hoch ist, dass die Addition eines Elektrons mehrere ADU-Schritte bedeutet.) Mit einer ISO-Einstellung von 200 oder 400 sollte ein gutes Gleichgewicht zwischen Präzision und Rauschen erreicht werden, mit niedrigeren ISO Werten (z. B. 100) sind für hellere Sterne besser geeignet. Wenn Ihr wissenschaftliches Thema also einen großen Bereich von Magnituden umfasst, sollten Sie sich wahrscheinlich an das untere Ende dieses Bereichs halten. Ebenso sollten Sie bei der Beobachtung eines Feldes mit vielen Sternen ähnlicher Helligkeit beobachten, kann eine höhere ISO-Einstellung akzeptabel sein, solange die höhere ISO Einstellung die Sterne nicht sättigt.

#### Belichtung Zeit, Sättigung und Nichtlinearität

Bei der Photometrie muss darauf geachtet werden, dass die Bilder von photometrischer Qualität sind. Es ist entscheidend, dass der Beobachter in der Lage ist, eine angemessene Belichtung einzustellen, um Probleme mit Sättigung und Nichtlinearität zu vermeiden. Um das Konzept der Linearität zu verstehen, ist ein kurzer, wenig technischer Exkurs darüber erforderlich, wie DSLRs Licht erkennen. Wenn Licht auf ein Pixel im Sensor trifft, erzeugt es eine elektrische Ladung im Pixel, die proportional zur Lichtintensität ist. Wenn also Stern A 2 Mal heller ist als Stern B, sollte er eine doppelt so große elektrische Ladung in den Pixeln erzeugen, auf die er scheint. Es gibt jedoch eine maximale Menge an

Ladung, die ein einzelnes Pixel aufnehmen kann. Sobald ein Pixel diese Grenze erreicht hat, kann es keine weitere Ladung mehr aufnehmen, Zusätzliche Photonen führen also nicht zu einer entsprechenden Erhöhung der von diesem Pixel gehaltenen Ladung. Diese wird Sättigung genannt. Sobald ein Pixel gesättigt ist, ist es in gewisser Weise „blind“ für den Rest der Belichtung „blind“ geworden und reagiert nicht mehr linear auf Licht. Dies schadet der Kamera nicht, aber es bedeutet, dass es unmöglich ist, eine aussagekräftige Photometrie des gesättigten Sterns zu erhalten. Photometrie von nicht gesättigte Sterne in diesem Bild nicht beeinträchtigt werden. In der Praxis muss unbedingt darauf geachtet werden, dass weder der Zielstern noch einer der Vergleichs- und Kontrollsterne gesättigt ist. Eng verbunden mit der Sättigung ist das Konzept der Nichtlinearität. Wenn Licht von einer konstanten Quelle auf ein Pixel fällt, besteht normalerweise eine direkte lineare Beziehung zwischen der Belichtungszeit (auf der x-Achse aufgetragen) und der elektrischen Ladung (der Intensität, aufgetragen auf der y-Achse). Zum Beispiel sollte eine Verdopplung der Belichtungszeit die Intensität an einem bestimmten Pixel verdoppeln. Bei CCD-Detektoren nähert sich jedoch mit der Sättigung der Pixel Sättigung nähern, wird die ehemals lineare Beziehung nicht mehr linear. Bei einem nahezu gesättigten Sternbild, zum Beispiel Bei einem nahezu gesättigten Sternbild kann eine Verlängerung der Belichtungszeit um 10 % beispielsweise nur zu einem Anstieg der Ladung um 5 % führen (statt der erwarteten 10%). Die Nichtlinearität ist in der Photometrie noch gefährlicher als die Sättigung, da sie weniger offensichtlich zu erkennen ist.

Warum sollte man sich um Sättigung und Nichtlinearität kümmern? Die Fotometrie beruht auf der Annahme, dass es eine direkte, lineare Beziehung zwischen der Helligkeit eines Sterns auf einem Bild und seiner tatsächlichen Helligkeit. Sobald ein Pixel seine lineare Reaktion auf Licht verliert, bricht diese Annahme zusammen, weil die elektrischen Ladungen, die von nicht linearen/gesättigten Pixeln gehalten werden, nicht mit der tatsächlichen Helligkeit eines Sterns übereinstimmen. In der Abbildung ist Stern A eine Größenordnung heller als Stern B, aber sobald Stern A gesättigt ist, geht die Differenzgröße von -1 auf 0, obwohl sich die wahre Helligkeit beider Sterne nicht verändert hat. Es ist daher wichtig, den ADU-Wert zu kennen, bei dem die Kamera in die Sättigung geht.



Der einfachste Weg, Probleme mit der Sättigung zu vermeiden, besteht darin, die maximale Intensität für das Ziel zu halten, Prüf- und Vergleichssterne unter 75 % des Maximalwerts für Ihre Kamera zu halten. Wenn Sie eine ältere 12-Bit-Kamera haben, liegt die maximale Intensität bei 212 oder 4096 Zählungen, so dass Sie die Intensität unter etwa 3100 Zählungen halten, um sicher zu sein. Bei einer 14-Bit-Kamera wären 12300 Zählungen ein sicherer Grenzwert. Diese Zahlen sind sehr konservativ, berücksichtigen aber Änderungen der Beobachtungsbedingungen, wie z. B. Seeing oder Transparenz, die einen Stern in die Sättigung treiben können.

Das Auswählen von ISO-Einstellungen und Belichtungszeiten kann ein zeitaufwändiger Prozess sein. Die ersten Abende mit der DSLR-Fotometrie sollten Sie am besten damit verbringen, ein Gefühl für die besten Kameraeinstellungen für die Ziele zu bekommen, die Sie interessieren.

## Bildverarbeitung und Bewertung

### Überblick

In diesem Kapitel wird allgemein beschrieben, wie Sie Ihre wissenschaftlichen Bilder in genaue Photometrie umwandeln, eine kalibrierte Messung der Helligkeit eines veränderlichen Sterns zu einem bestimmten Zeitpunkt. Die wichtigsten Schritte des Prozesses nach der Bildaufnahme sind (1) die Überprüfung, ob alle Ihre Kalibrierungs- und Wissenschaftsbilder für die Photometrie geeignet sind, (2) die Anwendung von Kalibrierungsbildern, optional die Ko-Registrierung und das Stacken von Bildern zur (3) die Extraktion der einzelnen RGB-Kanäle aus den Bildern, (4) die Durchführung der Apertur Photometrie an den Ziel- und Vergleichssterne und (5) abschließende Qualitätskontrollen

durchführen. Bitte beachten Sie, dass Die Schritte 2 und 3 hängen von den Möglichkeiten Ihrer Photometrie-Software ab und müssen möglicherweise umgekehrt werden. Bevor wir beginnen, gehen wir davon aus, dass Sie die Anweisungen zur Aufnahme von Bildern in Kapitel 4 befolgt haben und zusätzlich zu Ihren wissenschaftlichen Bildern über einen vollständigen Satz von Kalibrierungsbildern verfügen. Zusammengefasst, Vergewissern Sie sich, dass Sie Folgendes haben:

- Eine Reihe von Bias-Frames, aus denen ein Master-Bias-Frame erstellt wird (mindestens 16 und vorzugsweise viel mehr)
- Eine Reihe von Dark Frames, aus denen ein Master Dark Frame erstellt wird (mindestens 16 und vorzugsweise viele mehr)
- Eine Reihe von Flatframes, aus denen ein Master-Flatframe erstellt wird (mindestens 16 und vorzugsweise viel mehr)
- Alle Ihre wissenschaftlichen Aufnahmen Wir gehen davon aus, dass Sie bei der Aufnahme Ihrer Wissenschafts- und Kalibrierungsbilder geeignete Belichtungszeiten verwendet haben Belichtungszeiten verwendet haben, die ein ausreichendes Signal liefern, aber eine Sättigung der Sterne von Interesse vermeiden. Im Rahmen dieses Kapitels werden Sie überprüfen, ob dies tatsächlich der Fall ist, aber wir werden hier nicht weiter darauf eingehen, wie man Bilder aufnimmt.

Die Linearität der Kamera sollte getestet werden, bevor Sie mit der regelmäßigen Datenaufnahme beginnen - Sie werden wahrscheinlich

- Eine Reihe von Flatframes, aus denen ein Master-Flatframe erstellt wird (mindestens 16 und vorzugsweise viel mehr)
- Alle Ihre wissenschaftlichen Aufnahmen

Wir gehen davon aus, dass Sie bei der Aufnahme Ihrer Wissenschafts- und Kalibrierungsbilder geeignete Belichtungszeiten verwendet haben Belichtungszeiten verwendet haben, die ein ausreichendes Signal liefern, aber eine Sättigung der Sterne von Interesse vermeiden. Im Rahmen dieses Kapitels werden Sie überprüfen, ob dies tatsächlich der Fall ist, aber wir werden hier nicht weiter darauf eingehen, wie man Bilder aufnimmt. Die Linearität der Kamera sollte getestet werden, bevor Sie mit der regelmäßigen Datenaufnahme beginnen - Sie werden wahrscheinlich werden Sie es wahrscheinlich einmal machen für jede Kamera, die Sie verwenden, und notieren Sie die Ergebnisse für künftige Beobachtungsläufe. Sie sollten Sie sollten Tests durchführen, um das Rauschverhalten Ihrer Kamera zu untersuchen und um zu beurteilen, ob Sie ausreichend „flache“ Flatframes haben.

### Vorbereitende Arbeiten und Bildbeurteilung

Bevor die Daten reduziert werden, ist es am besten, einige Bilder stichprobenartig zu prüfen, um sicherzustellen, dass sie sich für die Photometrie geeignet sind. Die allererste Maßnahme sollte einfach sein: Überprüfen Sie, ob die Bilder den richtigen Bildtyp und Header-Informationen aufweisen.

#### Header

Vor der Aufnahme der Bilder haben Sie die Kameraeinstellungen gewählt, die Sie verwenden möchten (Belichtungsdauer, ISO-Einstellung, Farbbalance-Einstellung, Dateityp, f/number, usw.). Prüfen Sie die Kopfzeile eines Bildes und bestätigen Sie dass Sie tatsächlich das bekommen haben, was Sie wollten. (Es ist nicht unbekannt, dass man beabsichtigt, f/4 zu verwenden, aber in der kalten, dunklen, und später Nacht versehentlich einen ganz anderen Wert zu verwenden).

### Ursprüngliches Bildformat

Vergewissern Sie sich, dass Ihr Originalbild im „RAW“-Format vorliegt (die Dateierweiterung lautet normalerweise \*.CR2 für Canon Kameras und \*.NEF für Nikon-Kameras). Mit dem komprimierten „JPEG“-Dateiformat (\*.jpg) können Sie keine sinnvolle Fotometrie durchführen. Dateiformat (\*.jpg). Ihre Bildverarbeitungssoftware kann die RAW-Datei in ein Bild im FITS-Format umwandeln. Dabei handelt es sich um eine originalgetreue Konvertierung, bei der alle Informationen des Originalbildes erhalten bleiben.

### Bilddatum und-zeit

Vergewissern Sie sich, dass der Zeitstempel im Header Ihres Bildes korrekt ist. Das Rohbild sollte einen Zeitstempel aufweisen, der die genaue Aufnahmezeit des Bildes angibt. Achten Sie auf Fehler bei der Einstellung Ihrer Uhr der Kamera, der Sommerzeit und der Datumsumstellung um Mitternacht. Die meisten Kameras zeichnen den Zeitpunkt auf, zu dem der Auslöser betätigt wurde, d. h. den Beginn des Bildes. Ihr Fotometrie Programm kann die Bildzeit anpassen oder ein weiteres Schlüsselwort hinzufügen, so dass die Zeit in der Kopfzeile des kalibrierten Bildes die Mitte der Belichtung ist:

$$T_{\text{midpoint}} = T_{\text{start}} + 0.5 * T_{\text{exposure}}$$

Die meisten Fotometrieprogramme versuchen auch, die Bildzeit in UT (Universal Time) zu übersetzen, und zwar auf der Grundlage der Informationen, die Sie dem Programm über Ihre Zeitzone gegeben haben. Es lohnt sich zu überprüfen, zumindest bei den ersten Malen, wenn Sie das Programm benutzen, zu überprüfen, ob dies richtig gemacht wurde, um sicherzustellen, dass die aufgezeichnete Bildzeit in UT korrekt ist. Die meisten Programme berechnen auch das Julianische Datum, das dem Mittelpunkt des Bildes entspricht. Dies ist das bevorzugte Zeitsystem für die Einreichung von Photometrieergebnissen bei der AAVSO. Auch hier lohnt es sich zu prüfen. Wenn Sie das Programm zum ersten Mal benutzen oder wenn Sie irgendwelche zeitbezogenen Einstellungen in der Software oder in Ihrer Kamera ändern, sollten Sie überprüfen, ob dies korrekt erfolgt. Einstellungen in der Software oder in Ihrer Kamera ändern.

### Anwendung von Kalibrierungsbildern, Stacking und Binning

Eine Kalibrierung ist erforderlich, um Vignettierung und Staubschatten, ungleichmäßige Pixel-Empfindlichkeit und verschiedene Quellen von Rauschen. Die Master-Kalibrierungsrahmen müssen in der folgenden Reihenfolge angewendet werden, um sicherzustellen systematische Effekte ordnungsgemäß entfernt werden:

1. Erstellen von Master-Bias-, Dark- und Flat-Frames
2. Subtrahieren Sie den Master-Bias vom Master-Dark- und Master-Flat-Frame sowie von allen wissenschaftlichen Frames.
3. Subtrahieren Sie Master Dark von allen Science Frames (aber nicht von Master Flat, da Flat

Belichtungen in der Regel nur wenige Sekunden dauern, so dass eine Dark-Korrektur nicht erforderlich ist).

4. Teilen Sie das normalisierte Master-Flat durch alle Science-Frames.

Ihre Photometrie-Software verfügt über eine integrierte Methode zur Erstellung von Master-Frames und deren Anwendung auf die wissenschaftliche Bilder. Vereinfacht ausgedrückt werden sowohl Bias- als auch Darkframes von einem Bild subtrahiert (weil die (da die Effekte von Bias- und Dunkelstrom in



einem Signal als Hintergrund addiert werden), und so subtrahiert die Software die Zählungen in jedem Pixel eines Bias- oder Darkframes von dem entsprechenden Pixel des Frames, auf das die Korrektur angewandt wird. Flat Fielding hingegen ist eine multiplikative Korrektur, da Unterschiede in der Feldbeleuchtung Beleuchtungsfeldes dazu führen, dass ein Teil des mittleren Lichtstroms pro Zeiteinheit übertragen wird, und dieser Teil variiert mit der Position in der Brennebene. Die Software normalisiert das flache Feld so, dass der mittlere Pixelwert 1,000 beträgt, und teilt dann jeden Pixelwert des wissenschaftlichen Bildes durch den entsprechenden normalisierten Wert des flachen Feldes. Ein Beispiel: Wenn ein bestimmtes Pixel in einem flachen Feld 97 % des Mittelwerts beträgt, dividieren Sie dieses Pixel im wissenschaftlichen Bild durch 0,97. Auch dies sollte Ihre Software hinter den Kulissen erledigen; normalerweise müssen Sie der Software nur die Namen der Bias-, Dark- und Flat-Frames mitteilen und dann die Anweisungen Ihrer Software Anweisungen Ihrer Software folgen, um jede Korrektur anzuwenden.

### Ausrichten und Stapeln

Bei den meisten DSLR-Photometrieprojekten sind die Zielsterne so hell, dass sie bei jeder Aufnahme problemlos registriert werden. In einigen Fällen (z. B. bei schwachen Zielen) kann es jedoch erforderlich sein, zunächst mehrere Bilder auszurichten und dann zu stapeln, um das effektive mehrere Bilder zu stapeln, um das effektive SNR des Ziels zu erhöhen. Die meiste Photometrie-Software verfügt über einige Funktionen, um diese Vorgänge (fast) automatisch durchzuführen. Für DSLR-RAW-Bilder ist es wichtig, es ist wichtig, zunächst die RGB-Farbkanäle von jedem Bild zu trennen, bevor man die einzelnen Farbbilder ausrichtet und stapelt. Bilder zu trennen, da es sonst zu einer Vermischung der Farbkanäle kommen kann.

Es gibt verschiedene Methoden zur Ausrichtung von Einzelbildern, von denen einige kosmetisch ansprechende Sternbilder erzeugen, aber die photometrischen Informationen beeinträchtigen können. Bei der Ausrichtung von photometrischen Bildern sollte Ihre Software volle Pixelschritte oder eine lineare Intensitätsinterpolationsmethode für Subpixelverschiebungen verwenden. Auch für das Stacken der ausgerichteten Bilder gibt es verschiedene Methoden. Median-Stacking wird empfohlen für Photometrie empfohlen, da vorübergehende Ereignisse wie Satellitenspuren oder Einschläge kosmischer Strahlung, die ein oder wenige Einzelbilder betreffen Einzelbilder betreffen, das endgültige gestapelte Bild nicht beeinträchtigen.

Wenn Sie stapeln, sollten Sie die resultierenden Bilder kritisch prüfen. Überprüfen Sie, ob die einzelnen Bilder korrekt ausgerichtet sind, und prüfen Sie die Kopfzeile des Bildes, um sicherzustellen, dass der Zeitstempel sinnvoll ist. Er sollte automatisch an die mittlere Zeit der Bildgruppe angepasst werden.

### Binning

Wie das Stacking ist auch das Binning ein optionales Verfahren. Beim Binning wird das Signal in mehreren benachbarten Pixeln kombiniert, um ein Bild zu erzeugen, das kleiner ist, aber einen etwas höheren SNR aufweist. Die meisten Photometrie-Software hat diese Funktion eingebaut, aber nicht jede Software berücksichtigt die Bayer Array-Natur von DSLR-Daten. Dies kann zu einer Vermischung von Daten aus benachbarten R-, G- und B-Pixeln führen, wodurch wodurch das gebinnte Bild für die Fotometrie unbrauchbar wird. Prüfen Sie die Dokumentation Ihrer Software vor dem Binning, und verstehen Sie, was sie tut, um unerwünschtes Verhalten zu vermeiden. Um diese Probleme zu vermeiden, trennen Sie zunächst die RGB-Farbkanäle von jedem Bild, bevor Sie das Binning durchführen.

## RGB-Farbseparation (Extraktion)

DSLR-Kameras verfügen über eine Anordnung von Rot-, Grün- und Blaufiltern, die die einzelnen Sensorpixel überlagern. einzelnen Sensorpixel überlagert, wobei jedes Pixel nur einen der Farbfilter besitzt. Dieses feste Muster, genannt Bayer Array genannt, ist eine grundlegende Eigenschaft von DSLR-Kameras. Für die photometrische Analyse ist es notwendig, die die einzelnen Farbkanalbilder zu extrahieren und sie Farbe für Farbe zu bearbeiten. Häufig wird nur der grüne Kanal verwendet, da er dem astronomischen V-Filter am ehesten entspricht. Aber auch mit dem R- und dem B-Kanal lassen sich sinnvolle Photometrien durchführen. Der Prozess der Abtrennung grüner Pixel von roten und blauen Pixeln wird manchmal als „Debayering“ bezeichnet. Dies ist jedoch nicht ganz korrekt. Debayering (oder Demosaicing) bezieht sich auf den Prozess der Erstellung eines Farbbildes (jedes Pixel hat ADU-Werte für R, G und B) aus Informationen, die in einem Graustufen-RAW Bild kodiert sind. Wir wollen die R-, G- und B-Farbkanäle von dem ursprünglichen RAW-Graustufenbild trennen, ein Prozess wird Farbseparation genannt. Die resultierenden Bilder sind ebenfalls Graustufenbilder.

Viele Fotometrieprogramme sind in der Lage, einzelne Farbkanäle aus RAW-Bildern zu extrahieren, obwohl das Verfahren für jedes Programm unterschiedlich sein kann. AIP4Win zum Beispiel extrahiert beide Grünkanäle und präsentiert sie als ein einheitliches Bild in der gleichen Größe wie das Ausgangsbild. Umgekehrt extrahiert MaxIm DL jeden Grünkanal separat. Am besten extrahiert man beide Grünkanäle, mittelt sie und das resultierende Bild zu photometrieren. Vergewissern Sie sich, dass das Ziel und der Vergleichssterne weder im Originalbild noch im resultierenden Bild gesättigt sind. Die Farbtrennung kann vor oder nach der Bildkalibrierung durchgeführt werden. Es spielt keine Rolle, welche Reihenfolge Sie solange alle Daten (Kalibrierungsbilder und wissenschaftliche Bilder) identisch behandelt werden.

## Bewertung nach der Kalibrierung

Nachdem Sie die Bilder wie oben beschrieben aufgenommen und kalibriert haben, ist es wichtig, einige Bilder kritisch zu prüfen

einige Bilder kritisch zu prüfen, um sicherzustellen, dass sie für die Fotometrie geeignet sind. Im Folgenden finden Sie eine Liste der zu prüfenden Punkte. Jedes

Photometrieprogramm hat spezifische Anweisungen für die Abfrage von Bildern, um diese

Bewertung.

## Größe und Form der Sternscheibchen

Im Allgemeinen erwartet die Photometrie-Software runde oder nur leicht elliptische Sternbilder. Übermäßige Ausdehnung (Nachziehen) würde größere Messöffnungen erfordern, was zu mehr Rauschen führt. Bei Verwendung einer nicht-nachführenden Montierung müssen die Belichtungen kurz genug gehalten werden, um die Nachzieheffekte zu minimieren. Eine robuste Montierung-vibrationsbedingte Bildartefakte (Wackeln) zu minimieren.

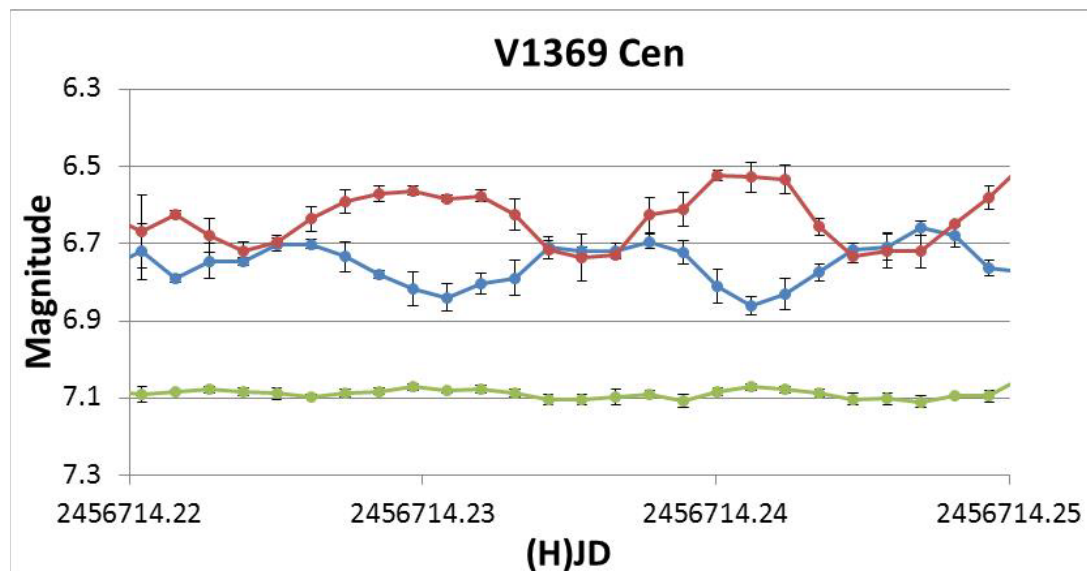
Ihre Photometriesoftware sollte in der Lage sein, das Intensitätsprofil von Sternbildern als Diagramm darzustellen. Das Profil sollte weder zu schmal noch zu breit sein. Die Breite eines Sternprofils wird durch seinen Full-Width-at-Half-Maximum (FWHM)-Wert beschrieben (eine detaillierte Beschreibung finden Sie auf der Wikipedia-Seite unter [http://en.wikipedia.org/wiki/Full\\_width\\_at\\_half\\_maximum](http://en.wikipedia.org/wiki/Full_width_at_half_maximum)). FWHM von Sternen auf RAW-Bildern (vor Kalibrierung und Kanalsplitting) sollte nicht weniger als 8-10 Pixel betragen. Dies soll sicherstellen, dass das Sternbild in allen vier Farbkanälen gut abgetastet ist.

Betrachten Sie das folgende Gedankenexperiment. Wenn der Fokus scharf genug wäre, würde das gesamte Licht eines Sterns auf nur auf ein Pixel fallen, vielleicht auf ein rotes. Die umliegenden grünen und blauen Pixel würden keine Intensität des Sterns aufnehmen. Die Photometrie eines



solchen Bildes würde fälschlicherweise anzeigen, dass der Stern in roten Wellenlängen hell, in blauen und grünen Wellenlängen aber sehr schwach ist. In der Praxis sind fokussierte Sternbilder keine einzelnen Lichtpunkte, sondern sie haben eine kreisförmig symmetrische (annähernd) Gauß'sche Verteilung der Intensität, die von einem hellen Kern ausgeht und innerhalb weniger Pixel schnell innerhalb weniger Pixel zu Hintergrundwerten abnimmt (Abbildung 5.1). Der größte Teil des Lichts des Sterns würde auf einen einzelnen Pixel fallen aber eine gewisse Intensität wird in den umliegenden Pixeln aufgezeichnet. Die Photometrie des Bildes würde einen Helligkeitsüberschuss Helligkeit in der Farbe des zentralen Pixels und eine geringere Helligkeit in den Farben der umliegenden Pixel.

Wenn das Bild des Sterns im Laufe der Zeit aufgrund einer unvollkommenen Nachführung über den Sensor driftet, verschiebt sich die zentrale Spitze über viele Pixel. Daher ändert sich die relative Helligkeit in jeder Farbe abhängig von der Farbe des Pixel, auf das der Schwerpunkt fällt wie die Abbildung zeigt die gemessenen BVR-Helligkeiten der Nova Centauri 2013 V1369 Cen) aus einer zu eng fokussierten Zeitreihe, die am 12. Februar 2014 aufgenommen wurde. Die B- und R-Lichtkurven zeigen Oszillationen aufgrund von Drift und periodischen Fehlern im RA-Antrieb der Montierung. Die V-Lichtkurve zeigt nur eine sehr geringe Amplitudenschwankung, da die beiden grünen Kanäle zusammen gemittelt werden und ihre individuellen Oszillationen fast auslöschen.



Nova Cen 2013 (V1369 Cen) Lichtkurven in B (blaue Linie), V (grüne Linie) und R (rote Linie) aus Bildern, die mit unzureichender Defokussierung aufgenommen wurden. Die Oszillationen sind ein Artefakt des Bayer-Filter-Arrays, des periodischen Fehlers in der Montierung und der Drift aufgrund einer unvollkommenen polaren Ausrichtung. Quelle Mark Blackford

Experimente und Simulationen zeigen, dass Sternbilder auf mindestens 8 Pixel FWHM defokussiert werden sollten, um zu vermeiden (Variable Stars South Newsletter, Januar 2015, Seite 17). Können Ihre Sternbilder zu breit sein? Im Allgemeinen können Sterne, die viel größer als etwa 30 Pixel sind, für Photometriprogramme schwer zu handhaben sein. Je breiter die Sternbilder werden, desto größer ist auch das Risiko, dass das Licht von einem Stern auf die Nachbarsterne übergreift und deren Helligkeitsschätzung verfälscht. Prüfen Sie also die FWHM der Ziel-, Vergleichs- und Kontrollsterne und stellen Sie sicher, dass sie groß genug sind, um gut abgetastet zu werden, und dennoch klein genug sind, um zuverlässig eine photometrische Messblende um den Stern herum zu platzieren, die im Wesentlichen sein gesamtes Licht erfasst. Licht aufzufangen. Wählen Sie eine photometrische Messblende, die für die zu messenden Sterne angemessen dimensioniert ist.

Ihre Photometriesoftware verfügt möglicherweise über ein Werkzeug, mit dem Sie die Auswirkungen einer Anpassung der (Messblende) auf den auf den gemessenen Lichtstrom und das Signal-Rausch-Verhältnis (z. B. das MMT-Photometrie-Tool von AIP4Win). Als Startpunkt, stellen Sie den Durchmesser  $\approx 2,5$ -3 mal die FWHM ein, um schnell eine vernünftige Photometrie durchführen zu können, aber beachten Sie, dass für Beachten Sie jedoch, dass die Auswahl der optimalen Messapertur für detaillierte Arbeiten eine gewisse Wissenschaft darstellt.

#### Maximaler ADU-Wert und Signal-Rausch-Verhältnis

Die Bilder des Ziel-, Vergleichs- und Kontrollsterns müssen hell genug sein, um ein gutes Signal-Rausch-Verhältnis aufzuweisen, aber nicht so hell sein, dass sie gesättigt sind. Platzieren Sie eine photometrische Messblende über jedem Stern (Ziel-, Vergleichs- und Kontrollstern) und untersuchen Sie zwei Parameter: den maximalen ADU-Wert und das Signal-Rausch-Verhältnis. Der maximale ADU-Wert muss unter dem Sättigungspunkt Ihrer Kamera liegen. Wenn Sternbilder gesättigt sind, besteht die einzige Möglichkeit darin, die Aufnahmen zu wiederholen, nachdem Sie eine Anpassung vorgenommen haben, um den maximalen ADU-Wert zu reduzieren. Mögliche Anpassungen sind eine kürzere Belichtung, die Wahl einer kleineren Blende oder eine etwas stärkere De-Fokussierung, um das Sternenlicht auf mehr Pixel zu verteilen. Kalibrierte wissenschaftliche Bilder haben einen niedrigeren Sättigungs-ADU-Wert als RAW-Bilder, da der systematische Offset (1024 oder 2048 ADU) bei der Bias-Korrektur subtrahiert wurde.

Übrigens ist diese Anforderung, innerhalb der Sättigungsgrenze des Kamerachips zu bleiben, einer der tiefgreifendsten Unterschiede zwischen der Aufnahme von Bildern für „schöne Bilder“ von Himmelsobjekten und der Aufnahme von Bildern für wissenschaftliche Messungen: Die wissenschaftlichen Bilder werden im Allgemeinen fade und verwaschen erscheinen im Vergleich zu den hübschen Bildern (bei denen die Sterne in der Regel gesättigt sind, um die Szene visuell ansprechender zu machen).

#### Überblendung von Hintergrundsternen

Wenn ein Hintergrundstern, der sich so nahe an Ihrem Zielstern (oder Comp oder Check) befindet, dass er ganz oder teilweise ganz oder teilweise in die Messöffnung fällt, verfälscht (oder verunreinigt) das Licht des Hintergrundsterns die Photometrie. Untersuchen Sie daher den Bereich in der Nähe Ihres Zielsterns, des Vergleichssterns und des Kontrollsterns kritisch auf alle Hintergrundsterne - selbst recht schwache Sterne. Notieren Sie die Position aller potenziell störenden Hintergrundsterne, und versuchen Sie, einen Messblenden-Durchmesser zu wählen, der sie ausschließt.

Es ist nützlich, ein gutes Planetariumsprogramm zu Rate zu ziehen, um zu sehen, ob es irgendwelche potenziell störenden Hintergrundsterne im Umkreis von etwa 5 Magnituden der Helligkeit des Zielsterns gibt. Sie können sie vielleicht nicht auf Ihrem Bild sehen, aber wenn einer von ihnen vorhanden ist, wird er Licht in die Messung einbringen. Am besten hält man sie aus der Messblende heraus. Wenn das nicht möglich ist, vermerken Sie in Ihrem Bericht das Vorhandensein des Hintergrundsterns.

Das Problem der Verunreinigung durch Hintergrundsterne tritt eher bei absichtlich de-fokussierten Bildern. Auch die Verwendung einer nicht nachgeführten Montierung kann dazu führen, dass sich Hintergrundsterne mit dem Ziel-Stern (oder Comp oder Check). Die Verwendung kürzerer Belichtungen und deren Stapelung nach der Kalibrierung kann das Signal-Rausch-Verhältnis wiederherstellen, das durch die Verwendung einer kurzen Belichtung verloren gegangen ist.

## Photometrie – von der Messung zur Magnitude

Es gibt verschiedene Möglichkeiten, Photometrie durchzuführen; zwei, über die Sie vielleicht schon gelesen haben, sind die Anpassung der Point-Spread-Funktion (PSF)-Anpassung und Bildsubtraktion, die beide selten in kommerziellen Photometrie-Analysepaketen enthalten sind Paketen enthalten sind, aber in der Fachwelt verwendet werden. Sie könnten zum Beispiel auf die Erwähnung von Photometrie, die mit einem Paket namens „DAOPHOT“ durchgeführt wird. Dies ist ein sehr leistungsfähiges (aber kompliziertes Paket zur PSF-Anpassung, das in den 1980er Jahren von Peter Stetson am Dominion Astrophysikalischen Observatorium entwickelt wurde. Die Vorteile solcher Methoden liegen darin, dass sie in überfüllten Feldern funktionieren, in denen Bilder des Zielsterns mit nahe gelegenen Sternen überlagert werden können oder wo es schwierig oder unmöglich ist, den Himmelshintergrund ohne Störungen durch nahe gelegene schwache Sterne zu messen. Diese beiden Methoden sind gehen über den Rahmen dieses Handbuchs hinaus. Die hier besprochene Methode wird Aperturphotometrie genannt und ist die bei weitem am häufigsten angewandte Technik sowohl von Amateuren als auch von Profis verwendet wird.

### Aperturphotometrie

Bei der Aperturphotometrie werden drei konzentrische Kreise um den Ziel-, Kontroll- und Vergleichssterne gezogen. Der Bereich innerhalb des inneren Kreises wird als Messapertur oder Messblende bezeichnet. Der Raum zwischen dem ersten und dem zweiten Kreis wird als Lücke bezeichnet, und der Bereich zwischen den beiden äußeren Kreisen wird der Himmelsring oder die Himmelsöffnung.



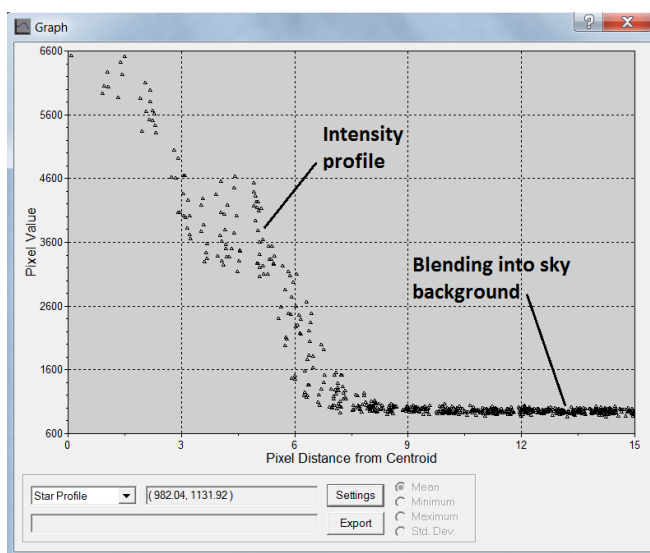
Links: Schematische Darstellung und rechts: Vergrößerter Ausschnitt eines kalibrierten und farblich extrahierten Bildes, das die Messblende und den Himmelsring über dem zu messenden Stern messen. (Robert Buchheim und Mark Blackford)

Bei der Photometriesoftware muss der Benutzer die Radien der drei Kreise angeben und die zu messenden Sterne identifizieren die gemessen werden sollen, in der Regel durch Anklicken der einzelnen Sterne auf einem Referenzbild. Das Programm bestimmt die Position des Schwerpunkts Position (Mittelpunkt des Sternbildes) und zeichnet die Kreise um den Schwerpunkt. Für jeden Stern berechnet das Programm die Gesamtanzahl der ADUs innerhalb der Messöffnung (einschließlich den Stern und den Himmelshintergrund) und den durchschnittlichen Pixel-ADU-Wert im Himmelsring, wobei Teilpixel berücksichtigt werden Pixel, bei denen die quadratischen Sensorpixel durch die kreisförmigen Aperturen halbiert werden. Da die Bilder absichtlich defokussiert werden, nimmt jeder Stern viele Pixel ein.

### Auswahl des Messapertur-Radius

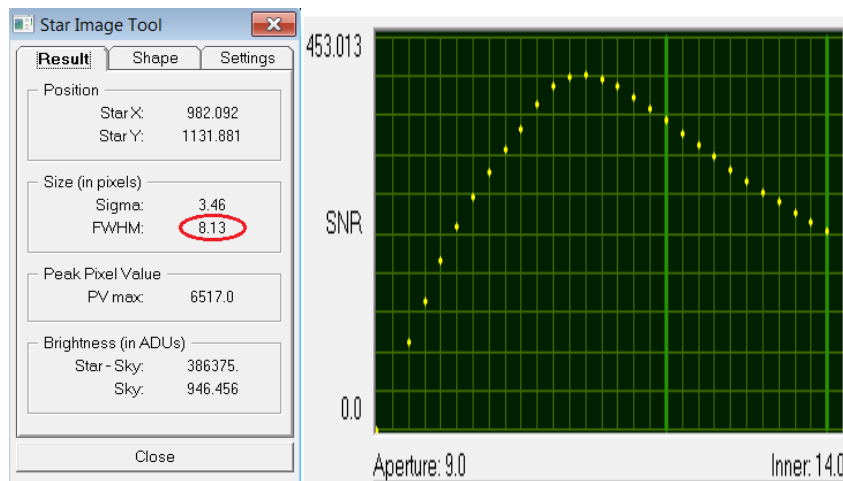
Der Radius der Messblende, der in der Regel in Pixel angegeben wird, muss für alle zu messenden Sterne im Bild gleich sein. Der Radius wird so gewählt, dass er den größten Teil des Signals des Sterns selbst enthält und den Anteil des Signals von anderen Quellen wie Himmelsleuchten und Hintergrundsternen minimiert. Eine gute Methode zur Auswahl eines geeigneten Aperturradius ist die Darstellung des Intensitätsprofils des hellsten zu messenden Sterns mit Hilfe von Werkzeugen aufzuzeichnen, die normalerweise in Photometrie-Software zu finden sind (z. B. das Werkzeug Graph Window in MaxIm DL). Abbildung 6.2 zeigt das Profil des Sterns aus Abbildung 6.1, und Sie können sehen, dass die Intensität des Sterns auf die Intensität des Sterns im Wesentlichen auf das Niveau des Himmelshintergrunds bei einem Radius von 9 Pixeln abfällt; dies ist daher ein geeigneter Radius für die Wahl.

Es ist wichtig, das Intensitätsprofil grafisch zu betrachten und nicht nur anhand des angezeigten Sternbildes zu raten, denn die angezeigte Intensität kann gestreckt sein, um ein angenehmeres Bild auf dem Computerbildschirm zu erzeugen, aber einen falschen Eindruck von der tatsächlichen Breite des Sternbildes vermittelt.



Grafisches Sternprofil des gezeigten Zielsterns unter Verwendung des Graph Window in MaxIm DL. (Mark Blackford)

Wenn Ihre Photometrie-Software kein grafisches Sternprofil erstellen kann, sollte sie zumindest in der Lage sein, die Halbwertsbreite-Maximum (Full Width Half Maximum, FWHM) des Sternbildes zu bestimmen (siehe Abbildung 6.3, linkes Feld). Eine nützliche Faustregel ist es, den Blendenradius auf das 1,2- bis 1,5-fache der FWHM des größten Sternbildes einzustellen. Es ist besser, die größere Größe zu wählen, wenn Sie eine nicht nachgeführte Montierung wie ein einfaches Kamerastativ verwenden. Wenn der Messblendenradius erhöht wird, steigt das SNR zunächst auf einen Spitzenwert an und fällt dann ab, weil kein zusätzliches Signal vom Stern gesammelt wird, sondern das in den zusätzlichen Pixeln vorhandene Rauschen hinzugefügt wird. Das Spitzen-SNR entspricht einem Radius von 6,5 Pixeln, der kleiner ist als die FWHM von 8,13 Pixeln, weshalb eine signifikante Menge an Sternenlicht nicht erfasst wird. Es ist besser, einen kleinen Teil des SNR gegen eine im Wesentlichen vollständige Erfassung des Sternenlichts.



Messwerte des in Abbildung 6.1 dargestellten Zielsterns, die mit dem Sternbild-Werkzeug in AIP4Win. Der Radius der Messblende betrug 9 Pixel und die Radien des Himmelsrings betrugen 14 und 20 Pixel. Rechts: Signal-Rausch-Verhältnis als Funktion des Messblendenradius bei einem Radius von 9 Pixeln beträgt das SNR ~360. (Mark Blackford).

#### Auswahl der Größe und Position des Ringes

Der Himmelsring wird verwendet, um die durchschnittliche Pixelintensität des Himmelshintergrunds in der Nähe des gemessenen Sterns zu bestimmen. Der innere Radius sollte einige Pixel größer als die Messapertur gewählt werden um sicherzustellen, dass jegliche Restintensität des Sterns vollständig aus dem Himmelsring ausgeschlossen wird. Da der Himmelshintergrund aus dem Durchschnitt einer Reihe von Pixeln im Ring berechnet wird, sollte eine beträchtliche Anzahl von Pixeln in den Ring eingeschlossen sein. Er sollte mindestens die gleiche Anzahl von Pixeln enthalten wie die Messblende, vorzugsweise aber mehr. Sie können dies anpassen, indem Sie den Radius des äußeren Kreistrings ändern.

Wenn möglich, sollten Sie auch versuchen, zu viele Hintergrundsterne im Ring zu vermeiden. Die meisten guten photometrischen Programme kompensieren ein paar schwache Hintergrundsterne, aber die beste Praxis ist vermeiden Sie sie nach Möglichkeit. Die Software für die Photometrie verlangt in der Regel, dass die Radien der Himmelsringe für alle Sterne gleich sind die auf dem Bild gemessen werden sollen. Nach der Festlegung der Messblende und der Himmelsringradien ist der nächste Schritt die Bestimmung der Sterne auf dem kalibrierten Bild gemessen werden sollen. Photometrieprogramme ermöglichen die Auswahl von einem oder mehreren Zielsternen, einem oder mehreren Vergleichssterne und einem oder mehreren Kontrollsternen in jedem Bild und führen alle relevanten Berechnungen durch. Das Ergebnis der Aperturphotometrie ist einfach eine Zählung, wie viele ADU von den eintreffenden Photonen der gemessenen Sterne erzeugt wurden, nach Abzug der ADU-Zahlen aufgrund von Skyglow. Dieser Wert wird als ADU der Sterne bezeichnet.

#### Instrumentelle, differentielle und standardisierte Größen

##### Instrumentelle Helligkeiten

Die traditionelle Einheit der Sternhelligkeit wird als Magnitude bezeichnet und ist eine logarithmische Skala, während Stern ADU-Werte eine lineare Skala sind. Die Photometrie-Software rechnet Stern-ADU in instrumentelle Helligkeiten um, indem sie die folgende Gleichung:

$$\text{Instrumentelle Helligkeit} = -2,5 \log_{10}(\text{Stern-ADU})$$

Instrumentelle Magnituden sind spezifisch für die Kamera und das Objektiv, die zur Aufnahme der Bilder verwendet wurden, und für die Bedingungen unter denen sie aufgenommen wurden (z. B.

Belichtungszeit, Blendenzahl, ISO, atmosphärische Bedingungen usw.). Sie können nicht direkt mit instrumentellen Helligkeiten verglichen werden, die von anderen Beobachtern oder sogar demselben

Beobachters unter anderen Bedingungen. Außerdem können verschiedene Photometrie-Software unterschiedliche kalibrierte Bilder unterschiedliche instrumentelle Helligkeiten erzeugen, weil sie einen anderen instrumentellen Nullpunkt verwenden. Wichtig ist jedoch der Helligkeitsunterschied zwischen dem Vergleichssterne und dem veränderlichen Sternen wichtig, nicht die absolute instrumentelle Helligkeit.

Die differentielle Helligkeit,  $\Delta_{\text{mag}}$ , wird berechnet, indem die instrumentelle Helligkeit des Vergleichssterne  $c_{\text{measured}}$ , von der instrumentellen Helligkeit des variablen Zielsterne,  $v_{\text{measured}}$ , subtrahiert wird:

$$\Delta_{\text{mag}} = v_{\text{measured}} - c_{\text{measured}}$$

In diesem Handbuch werden die instrumentellen Helligkeiten mit Kleinbuchstaben angegeben. Für den blauen, grünen und Rot-Kanal haben wir:

$$\Delta b = v_{\text{measured } b} - c_{\text{measured } b}$$

$$\Delta v = v_{\text{gemessenes } g} - c_{\text{gemessenes } g}$$

$$\Delta r = v_{\text{gemessenes } r} - c_{\text{gemessenes } r}$$

$\Delta_{\text{mag}}$  kann auch direkt aus den ADU-Werten der Sterne bestimmt werden:

$$\Delta_{\text{mag}} = -2,5 \log_{10}(\text{Stern ADU}_{\text{target}} / \text{Stern ADU}_{\text{comp}})$$

Offensichtlich hängt die differentielle Helligkeit davon ab, welcher Vergleichssterne verwendet wurde, sie ist einfach die Helligkeit des Ziels relativ zum konstanten Vergleichssterne. Für einige photometrische Projekte ist dies ausreichend, z. B. für die Bestimmung der Minima von Bedeckungsveränderlichen oder der Rotationsperiode von Asteroiden.

### Standardisierte Helligkeiten

Andere Projekte erfordern jedoch die „tatsächliche“ Helligkeit des Zielsterne auf einer standardisierten Helligkeitsskala. Sie können zum Beispiel angeben, dass der Zielsterne zum Zeitpunkt Ihrer Beobachtung die Helligkeit 8,45 hatte was direkt mit ähnlichen Beobachtungen anderer Beobachter verglichen werden kann. Ein weiterer Schritt ist erforderlich, um die standardisierte Helligkeit zu bestimmen. Dies wird einfach erreicht durch die veröffentlichte Katalogmagnitude des konstanten Vergleichssterne,  $C_{\text{catalog}}$ , zu der gemessenen differentiellen Helligkeit:

$$\text{Standardisierte Mag} \approx \Delta_{\text{mag}} + C_{\text{catalog}}$$

Kursiv gesetzte Großbuchstaben bezeichnen standardisierte Größen, nicht kursiv gesetzte Großbuchstaben bezeichnen Katalogstärken. Für den blauen, grünen und roten Kanal gilt also

$$B \approx \Delta b + C_{\text{catalog } B}$$

$$V \approx \Delta v + C_{\text{Katalog } V}$$

$$R \approx \Delta r + C_{\text{Katalog } R}$$

Wenn Sie also das Ziel um 0,40 Magnituden schwächer als den Vergleich im grünen Kanal messen und wissen, dass die V-Helligkeit des Vergleichssterne  $C_{\text{catalog } V} = 8,05$  ist, dann können Sie die standardisierte V-Helligkeit des Zielsterne die standardisierte V-Helligkeit des Zielsterne 8,45 beträgt.



Diese Beobachtung eignet sich für die Einreichung bei der AAVSO, um in deren Datenbank für veränderliche Sterne aufgenommen zu werden. Sie sollte als Photometrie im „TG“-Filter gekennzeichnet werden, wenn der grüne Kanal verwendet wurde. „TG“ zeigt an, dass die Photometrie Messungen darstellt, bei denen nur grüne Pixel von einem digitalen Dreifarbensensor, standardisiert mit der Katalog-V-Magnitude des Vergleichssterne. „TB“ sollte ausgewählt werden für Magnituden, die aus dem blauen Kanal und den Katalog-B-Magnituden bestimmt werden. „TR“ sollte ausgewählt werden für Magnituden, die aus dem roten Kanal bestimmt werden, und für Katalog-R-Magnituden.

Diese Filterbezeichnungen werden auf den AAVSO-Einreichungsformularen verwendet, um DSLR- (und One-Shot-Color-CCD) Photometrie von verschiedenen anderen Filtersystemen zu unterscheiden.

TG-, TB- und TR-Helligkeiten sind wertvolle und nützliche Beiträge zur Analyse vieler kurz- und langperiodischer Veränderlichen, Novae und Supernovae.

Das Symbol  $\approx$  wird verwendet, um zu verdeutlichen, dass die standardisierten Größen nur eine Annäherung an die wahren Vergrößerungen sind. Dies liegt hauptsächlich daran, dass DSLR-Filter nicht perfekt an das astronomische photometrische Filtern, die zur Bestimmung der Katalogmagnituden von Vergleichssterne verwendet werden. Die spektrale Empfindlichkeit der Blau-, Grün- und Rotfilter Ihrer Kamera entspricht nicht genau den B- und V-Bändern von Johnson bzw. dem R-Band von Cousins, und diese Unterschiede wurden bei der Berechnung der standardisierten Größen nicht berücksichtigt. Magnituden. In den Abschnitten 6.4 und 6.5 finden Sie eine ausführliche Diskussion über die spektrale Empfindlichkeit und wie wir Filterunterschiede korrigieren können. Außerdem haben wir implizit angenommen, dass die atmosphärische Extinktion für den Zielstern und den Vergleichssterne gleich ist. Bei der Verwendung von Bildern mit relativ großem Gesichtsfeld, wie sie für viele DSLR Photometrie-Projekte geeignet sind, besteht die Möglichkeit einer signifikanten differentiellen Extinktion über das Bild hinweg.

### Vergleichs- und Kontrollsterne

Wir haben in diesem Handbuch die Begriffe Vergleichssterne und Kontrollsterne verwendet, ohne vollständig zu erklären was sie sind, also lassen Sie uns das jetzt klären. Vergleichssterne sind nichtveränderliche Sterne im Sichtfeld des Zielveränderlichen, die präzise gemessene Helligkeiten in einem oder mehreren photometrischen Standardbandpässen haben. Sie werden verwendet, um standardisierte Helligkeiten des veränderlichen Zielsterns zu ermitteln, wie im vorangegangenen Abschnitt beschrieben. Kontrollsterne haben genau dieselben Eigenschaften wie Vergleichssterne, werden aber auf die gleiche Weise behandelt wie behandelt wie der Zielveränderliche. Ihre Aufgabe besteht darin, zu überprüfen, ob der ausgewählte Vergleichssterne tatsächlich nicht veränderlich ist.

Die Auswahl geeigneter Vergleichs- und Kontrollsterne ist ein entscheidender und aufwendiger Prozess. Die AAVSO hat bereits Sucherkarten und Photometrietabellen mit Vergleichssterne erstellt, die für viele Veränderliche geeignet sind; Sie werden jedoch unweigerlich auf Ziele stoßen, für die noch keine geeigneten Vergleichssterne zusammengestellt wurden. In diesen Fällen müssen Sie entweder eine Anfrage an das AAVSO Sequence Team stellen.

Im Folgenden finden Sie einige Richtlinien, die Sie bei der Auswahl des zu verwendenden Vergleichssterne beachten sollten:

- Die können entweder einen einzelnen Vergleichssterne oder mehrere Sterne wählen, die als Vergleichssterne Ensemble. Jede Methode hat ihre Stärken und Schwächen. Verwenden Sie keine Ensembles, bis Sie ein erfahrener Photometrist sind und die damit verbundenen Komplikationen verstehen und ausgleichen können. Komplikationen, die sie mit sich bringen.

Obwohl manche Software standardmäßig die Verwendung von Ensembles empfiehlt, unterstützen alle Softwarepakete die Verwendung von Einzelvergleichssterphotometern.



	Ein Stern	Mehrere Sterne
Vorteil	Einfache Anwendung von Farbtransformationen mit VPhot Passt sich gut an das AAVSO Extended Dateiformat und ermöglicht spätere Korrekturen, wenn die Sequenz angepasst wird	Reduziert die Ungenauigkeit des Vergleichssterne durch Referenzsterne durch Mittelwertbildung über das Ensemble
Nachteil	Die Ungenauigkeit der Helligkeit des Vergleichssterne wirkt sich direkt auf die Genauigkeit der Helligkeit der Variablen	Erfordert einen alternativen Ansatz zur Anwendung von Farbtransformationen in VPhot oder einen alternativen Algorithmus, der speziell für die Verwendung mit Ensembles. - Alle Fehler in Ihren Berechnungen sind extrem schwer zu erkennen und/oder zu korrigieren nach der Einreichung

- Wählen Sie einen Vergleichssterne, der sich in der Nähe des Ziels befindet und nicht in der Nähe der Ränder des Bildes wo er verzerrt werden könnte. Es ist sinnvoll, Vergleichssterne möglichst in der Mitte des Bildes auszuwählen.
- Bei sehr großen Gesichtsfeldern (d. h. Grad) ist es wichtig, Vergleichssterne innerhalb von 30 Bogenminuten von der Bildmitte (und dem Zielstern) auszuwählen, um unkorrigierte Extinktionseffekte zu minimieren.
- Verwenden Sie einen Vergleichssterne, der eine ähnliche Farbe wie der Zielstern hat. Wenn die Farbe mit der des Zielsterns identisch ist der Farbe des Zielsterns identisch ist, ist für die geschätzte Helligkeit keine spätere Farbtransformation erforderlich. Leider sind Vergleichssterne mit identischer Farbe nur selten zu finden. Ähnliche, aber nicht identische, farbige sind manchmal verfügbar, wodurch die Ungenauigkeit aufgrund von Farbeffekten minimiert wird.
- Verwenden Sie keine roten Sterne (von denen viele selbst veränderlich sind) oder sehr blaue Sterne. Eine gute Regel Faustregel ist es, Sequenzsterne auszuwählen, die (B-V)-Farben zwischen +0,3 und +1,0 haben, mit (B-V) von +0,7 ist ein guter Mittelwert. Bedenken Sie aber, dass Sie auf die Sterne beschränkt sind, die im Feld erscheinen, und Sie haben möglicherweise keine große Auswahl.
- Wählen Sie einen Vergleichssterne, der eine ähnliche Helligkeit wie der Zielstern aufweist.
- Wenn Sie ein Ensemble verwenden, klammern Sie die Helligkeit des Zielsterns ein, indem Sie Vergleichssterne mit die innerhalb einer Magnitude des Zielsterns liegen. Beachten Sie, dass, wenn sich die Helligkeit des Zielsterns ändert, müssen die besten Vergleichssterne möglicherweise neu ausgewählt werden. Solange die ausgewählten Vergleichssterne ausreichend hell sind ( $\text{SNR} > 20$ ), können alle Vergleichssterne zur Berechnung der Ziel Magnitude unter allen Bedingungen (hell oder lichtschwach) verwendet werden. Es ist nur mehr Aufwand erforderlich, um diejenigen zu bestätigen Komps zu bestätigen, die eine gute Übereinstimmung mit der durchschnittlichen Zielhelligkeit ergeben.

- Versuchen Sie, einen Vergleichssterne auszuwählen, der keine nahen Begleiter hat, die die Blenden verunreinigen könnten. Aperturen, insbesondere die Messapertur, verunreinigen könnten. Der Einfluss von Fremdsternen an der Hintergrundapertur kann in vielen Photometriesoftwareprogrammen statistisch entfernt werden, z. B. in VPhot.
- Wählen Sie einen Vergleichssterne mit einem Signal-Rausch-Verhältnis (SNR) von mindestens 100. (Idealerweise hat der Zielsterne ebenfalls ein SNR von über 100.) Wenn die Zielsterne sehr lichtschwach sind, kann es notwendig sein, Vergleichssterne mit einem schwächeren SNR einzubeziehen, vielleicht sogar mit einem  $\text{SNR} > 20$ .
- Wählen Sie einen Vergleichssterne mit kleinen Helligkeitsfehlern, vorzugsweise weniger als 0,01 - 0,02.
- Stellen Sie sicher, dass die Vergleichs-, Kontroll- und Zielsterne alle unter 50-70% des Sättigungspunktes in Ihrem Bild liegen.

Ein Kontrollsterne ist eine wichtige Qualitätskontrolle. Er erkennt jede Abweichung in Ihren Vergleichssterne oder andere Probleme, die mit Ihrem Bild auftreten können. Die Angabe der Sterngröße ist im AAVSO Extended File Format Report erforderlich. Ein Kontrollsterne ist einfach ein Vergleichssterne mit bekannter Helligkeit, der nicht schwankt und den Sie genauso behandeln können wie Ihren Zielsterne. Der ausgewählte Kontrollsterne muss der Helligkeit des Zielsterns ähnlich sein, damit er die potenzielle Genauigkeit und Präzision des Ziels am besten repräsentiert. Es ist wichtig, dass Sie die von Ihnen ermittelte Helligkeit mit seiner mit der veröffentlichten Helligkeit (im gleichen Bandpass) vergleichen, wobei die Übereinstimmung sehr gut sein sollte ( $< 0,05$  Größenordnung). Wenn die Übereinstimmung mit der Helligkeit des Prüfsterne schlecht ist, sollten Sie sich die Mühe machen, das Bild zu überprüfen.

Qualität und doppelte Überprüfung des Analyseverfahrens auf Probleme, die die Genauigkeit und Präzision der Genauigkeit und Präzision des Ziels für den veränderlichen Sterne. Der Kontrollsterne wird aus der Liste der verfügbaren Vergleichssterne im gleichen Feld wie das Ziel ausgewählt. Wenn Sie mehrere oder viele Bilder desselben Feldes in derselben Nacht (Zeitreihe) verarbeiten, ist es empfiehlt es sich, die Helligkeit des Kontrollsterns über die Zeit aufzuzeichnen. Wenn alles gut geht, sollte das Ergebnis eine gerade horizontale Linie sein. Wenn die Helligkeit Ihres Kontrollsterns schwankt, stimmt etwas nicht. Könnte eine Wolke vorbeigezogen sein, als Sie nicht aufgepasst haben?

### Spektrale Reaktion von DSLR-Farbkanälen

Astronomische Photometrie ist einfach die Messung der Intensität in einem bestimmten Teil des stellaren Spektrums. Dies wird durch die Verwendung von Filtern erreicht, die nur einen bestimmten Bereich von Wellenlängen zum Detektor durchlassen. Daraus ergibt sich eine bestimmte spektrale Empfindlichkeit für den jeweiligen photometrischen Bandpass. Damit verschiedene Beobachter ihre Ergebnisse vergleichen können, müssen sie Filter und Detektoren mit der gleichen Spektralempfindlichkeit verwenden. Da es immer einen gewissen Unterschied zwischen Filtern und Detektoren gibt, verwenden die Astronomen eine Technik namens Transformation, um diese (hoffentlich) kleinen Unterschiede zu korrigieren. Wir werden die Transformation werden wir später im Detail behandeln. Es gibt Dutzende von astronomischen photometrischen Filtern, die den ultravioletten, sichtbaren und infraroten Bereich des elektromagnetischen Spektrums abdecken. Jeder wurde entwickelt, um spezifische astrophysikalische Informationen zu extrahieren. Die Filter

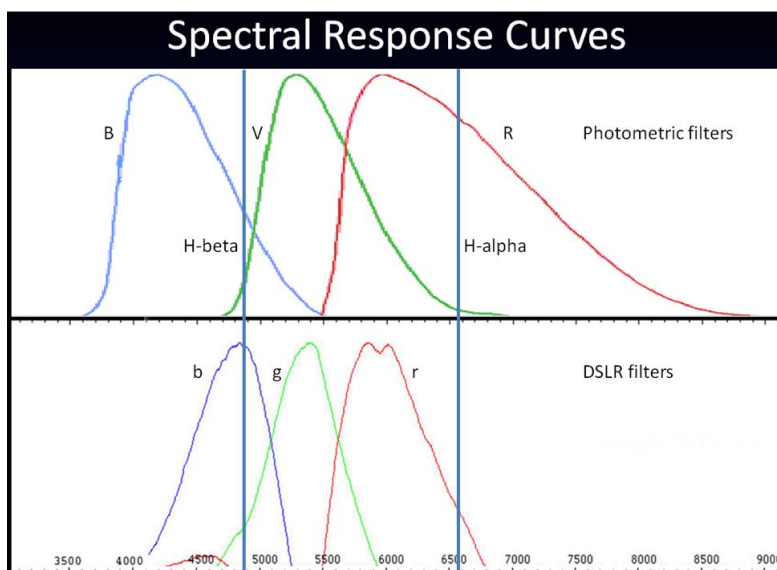
sind die Johnson-B- und -V-Filter sowie die Cousins-R-Filter, die in diesem Bereich des Spektrums am häufigsten verwendet werden. in dem Teil des Spektrums, für den DSLR-Detektoren empfindlich sind. Jeder DSLR-Farbkanal ist für einen bestimmten Wellenlängenbereich des Lichts empfindlich. Diese spektrale Empfindlichkeit wird durch die spektrale Transmissionseffizienz der Linsen und Filter vor

dem CMOS-Detektor bestimmt (Abbildung 2.2) und die Empfindlichkeit des Detektors selbst für Photonen verschiedener Wellenlängen.

DSLRs wurden jedoch nicht für die Fotometrie entwickelt, und ihre RGB-Filter sind nicht gut an die BVR-Standardfilter abgestimmt. Das bedeutet, dass die Transformation viel größere Korrekturen erfordert, und einige Sterntypen sind für die Transformation überhaupt nicht geeignet. Dies liegt daran, dass ihre Spektren starke Emission enthalten oder Absorptionslinien, die in den Spektralbereich von z. B. Johnson-B-Filtern fallen, aber nicht in den Spektralbereich von

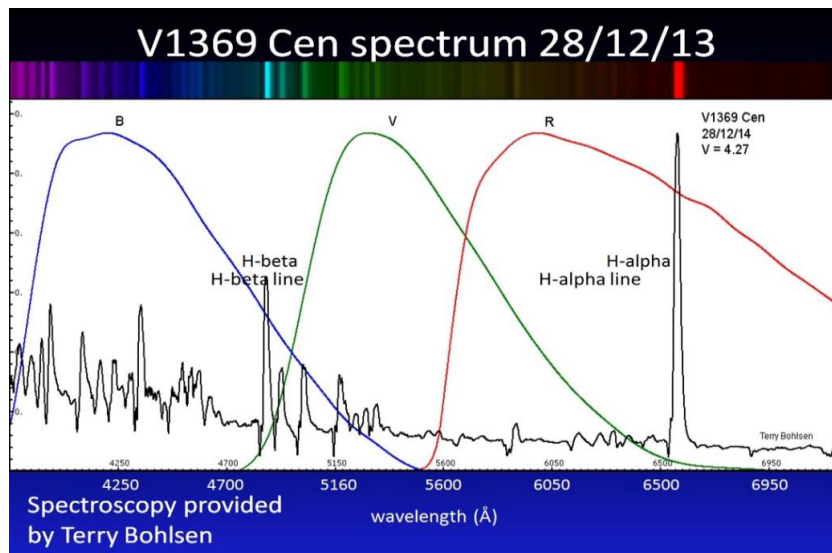
Empfindlichkeit von DSLR-B-Filtern fallen. Solche pathologischen Sterne verursachen auch Probleme bei der herkömmlichen CCD Photometrie durch photometrische Filter Probleme, aber der Effekt ist bei der DSLR-Photometrie wesentlich schlimmer. Abbildung zeigt oben die Reaktionskurven der photometrischen Standardfilter und unten die Reaktionskurven der DSLR rgb-Filter Kurven im unteren Bereich. Die Wellenlänge der Spitzenempfindlichkeit des DSLR-g-Filters entspricht weitgehend der des Johnson V-Filters, hat aber einen engeren Bandpass. Die Bandpässe der DSLR-Filter r und b sind ebenfalls schmaler als die entsprechenden astronomischen Filter und ihre Spitzenempfindlichkeiten liegen viel näher beieinander. Daher ist die gesamte DSLR-Spektralempfindlichkeit ist also insgesamt stärker komprimiert als bei Standard-BVR-Filtern.

Gezeigt sind auch die Positionen der Wasserstoff-Beta- und Wasserstoff-Alpha-Linien, die in den Spektren einiger Sterne auffällig sind. in den Spektren einiger Sterne sind. Eine unveränderte DSLR-Kamera ist für H-alpha deutlich weniger empfindlich als ein Cousins R-Filter, aber empfindlicher für H-beta als ein Johnson B-Filter.

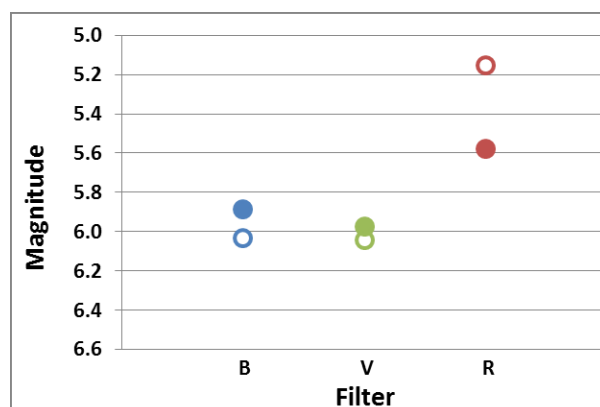


Die nächste Abbildung zeigt ein Spektrum von V1369 Cen (Nova Centauri 2013), das auffällige Emissionslinien einschließlich H-beta und H-alpha. Die Stärke dieser Emissionslinien variiert stark, da verschiedene physikalische Prozesse während der Entwicklung der Nova dominant wurden.

An diesem Punkt in der Entwicklung der Nova waren die transformierten DSLR-R-Magnituden systematisch schwächer um etwa 0,43 Magnituden schwächer als Messungen mit CCD-Kameras durch Cousins-R-Filter. Dies war auf die intensive H-alpha-Emissionslinie zurückzuführen, für die die DSLR weniger empfindlich ist. Andererseits waren die transformierten B- und V-Höhen der DSLR systematisch um etwa 0,15 bzw. 0,07 Magnituden zu hell, was hauptsächlich auf die H-Beta-Emissionslinie zurückzuführen ist (Abbildung 6.8).



Spektrum von V1369 Cen (Nova Centauri 2013), aufgenommen etwa zwei Wochen nach Spitzenhelligkeit aufgenommen wurde, zeigt deutliche H-Alpha- und H-Beta-Emissionslinien. Überlagert sind die Johnson B und V und Cousins R photometrische Filterreaktionskurven.



Vergleich von DSLR- (gefüllte Symbole) und CCD-Beobachtungen (leere Symbole) von V1369 Cen (Nova Centauri 2013), die fast gleichzeitig aufgenommen wurden. Blaue, grüne und rote Daten Punkte stehen für Johnson B, Johnson V bzw. Cousins R transformierte Beobachtungen. (Mark Blackford)

Dies veranschaulicht sehr deutlich, warum die instrumentellen DSLR-Höhen bestimmter Sterntypen (solche mit starken Emissions- oder Absorptionsmerkmalen) nicht umgewandelt werden. Beobachten Sie sie auf jeden Fall aber melden Sie nur die nicht transformierten Helligkeiten.

Das ist also die schlechte Nachricht, aber für die DSLR-Fotometrie ist noch nicht alles verloren. Viele Arten von Sternen haben Spektren mit gedämpften spektralen Merkmalen und das Gesamtspektrum ist ungefähr schwarzkörperähnlich. DSLR Instrumentelle Helligkeiten dieser Sterne können sehr erfolgreich in das Standard Johnson-Cousins photometrisches System transformiert werden.

In der nachfolgenden Tabelle sind die transformierten BVR-Höhen von 15 photometrischen Standardsternen aufgeführt, die mit einer DSLR gemessen wurden. Der Durchschnitt von 30 Messungen ist in den Spalten mit der Überschrift „ave“ angegeben, die Standardabweichung dieser Messungen ist in den Spalten „stdev“ angegeben. In den Spalten mit der Bezeichnung „delta“ sind die Unterschiede zwischen den DSLR-Messwerten und Katalogwerten. Wie Sie sehen können, liegen die transformierten DSLR-V-Magnituden alle innerhalb von 0,02 Magnituden der Katalogwerte und die Genauigkeit liegt für alle Sterne außer den schwächsten unter 10 Millimag. Genauigkeit und Präzision sind nur geringfügig schlechter für B und R.

Star	ID	B			V			R		
		ave	stdev	delta	ave	stdev	delta	ave	stdev	delta
E130	HD 7706	7.763	0.011	-0.021	6.569	0.007	-0.011	5.939	0.010	-0.027
E142	HD 10167	7.003	0.011	0.008	6.672	0.007	0.007	6.487	0.015	0.018
E134	HD 8001	8.254	0.012	0.005	6.767	0.006	0.001	5.984	0.011	0.012
E121	HD 9733	7.829	0.011	0.013	6.921	0.006	0.004	6.445	0.011	0.018
E132	HD 8963	8.456	0.012	0.001	6.955	0.006	-0.006	6.175	0.012	0.003
E131	HD 10121	8.116	0.012	-0.023	6.964	0.007	-0.011	6.374	0.012	-0.030
E143	HD 8391	7.353	0.010	-0.006	7.023	0.007	-0.001	6.837	0.015	0.006
E104	HD 8305	7.799	0.013	-0.018	7.437	0.007	-0.018	7.228	0.018	-0.014
E170	HD 10101	8.609	0.016	0.008	7.576	0.009	-0.003	7.049	0.017	0.004
E101	HD 8977	7.798	0.012	0.007	7.710	0.008	0.006	7.670	0.021	0.004
E146	HD 7795	7.764	0.012	-0.007	7.849	0.009	-0.008	7.887	0.024	-0.012
E122	HD 7886	9.023	0.021	0.007	8.019	0.011	0.009	7.489	0.025	0.008
E109	HD 9403	8.727	0.022	0.022	8.206	0.011	0.019	7.913	0.034	0.017
E173	HD 9160	9.355	0.032	0.012	8.322	0.014	0.019	7.777	0.032	0.009
E102	HD 8382	8.659	0.029	0.009	8.449	0.020	0.005	8.335	0.051	0.017

Die wichtigsten Erkenntnisse sind also:

- 1) Sterne mit signifikanter spektraler Emission oder Absorptionslinien sind ungeeignet für DSLR-Photometrie ungeeignet, wenn transformierte Helligkeiten erforderlich sind, aber diese pathologischen Sterne können aber diese pathologischen Sterne können mit DSLR beobachtet werden, wenn Sie untransformierte Helligkeiten angeben.
- 2) Es gibt viele Arten von Sternen, die für transformierte DSLR-Photometrie geeignet sind.
- 3) Alle drei DSLR-Farbkanäle können für die Photometrie verwendet werden

### Herkömmliche Extinktionskorrektur und Transformation

Wie in den vorangegangenen Abschnitten erörtert, müssen die Auswirkungen der spektralen Reaktion des Abbildungssystems und der differentiellen der atmosphärischen Extinktion korrigiert werden müssen, um genaue Größenmessungen zu erhalten, die mit Messungen anderer Beobachter verglichen werden können. In den folgenden Abschnitten werden wir Korrekturen, die für zwei weit gefasste Beobachtungssituationen geeignet sind.

#### Enges Gesichtsfeld oder nahe am Zenit

Bei der traditionellen CCD-Photometrie wird davon ausgegangen, dass die differentielle Extinktion vernachlässigbar ist, da das Gesichtsfeld bei der Abbildung durch ein mittel- bis langbrennweitiges Teleskop typischerweise nur einige zehn Bogenminuten beträgt. Eine DSLR, die durch das gleiche Teleskop abbildet, hätte ein ähnlich kleines Gesichtsfeld. Selbst bei Teleobjektiven (bei denen das Sichtfeld mehrere Grad oder mehr beträgt) ist die differentielle Extinktion in der Regel innerhalb von etwa 30 Grad vom Zenit unbedeutend. In solchen Situationen kann die differentielle Extinktion vernachlässigt werden und die traditionellen CCD-Photometrie-Transformationskorrekturen können angewendet werden.

Der AAVSO-Leitfaden zur CCD-Photometrie enthält eine vollständige Beschreibung der Messung und Anwendung von Transformationskoeffizienten von Bildern photometrischer Standardsternfelder. Daher wird in diesem Handbuch nur zusammengefasst, wie diese Koeffizienten angewendet werden, um die instrumentellen Helligkeiten in ein Standard-Helligkeitssystem. Bei der DSLR-Photometrie werden drei Farben gleichzeitig aufgenommen. Wenn also die differentielle Extinktion

vernachlässigbar ist, lauten die Transformationsgleichungen:

$$Bvar = \Delta b + Tb_{bv} \cdot \Delta(B-V) + Bcomp \text{ Gleichung 6.11}$$

$$Vvar = \Delta v + Tv_{bv} \cdot \Delta(B-V) + Vcomp \text{ [Gleichung 6.12]}$$

$$Rvar = \Delta r + Tr_{bv} \cdot \Delta(B-V) + Rcomp \text{ Gleichung 6.13}$$

$$\Delta(B-V) = Tbv \cdot \Delta(b-v) \text{ Gleichung 6.14}$$

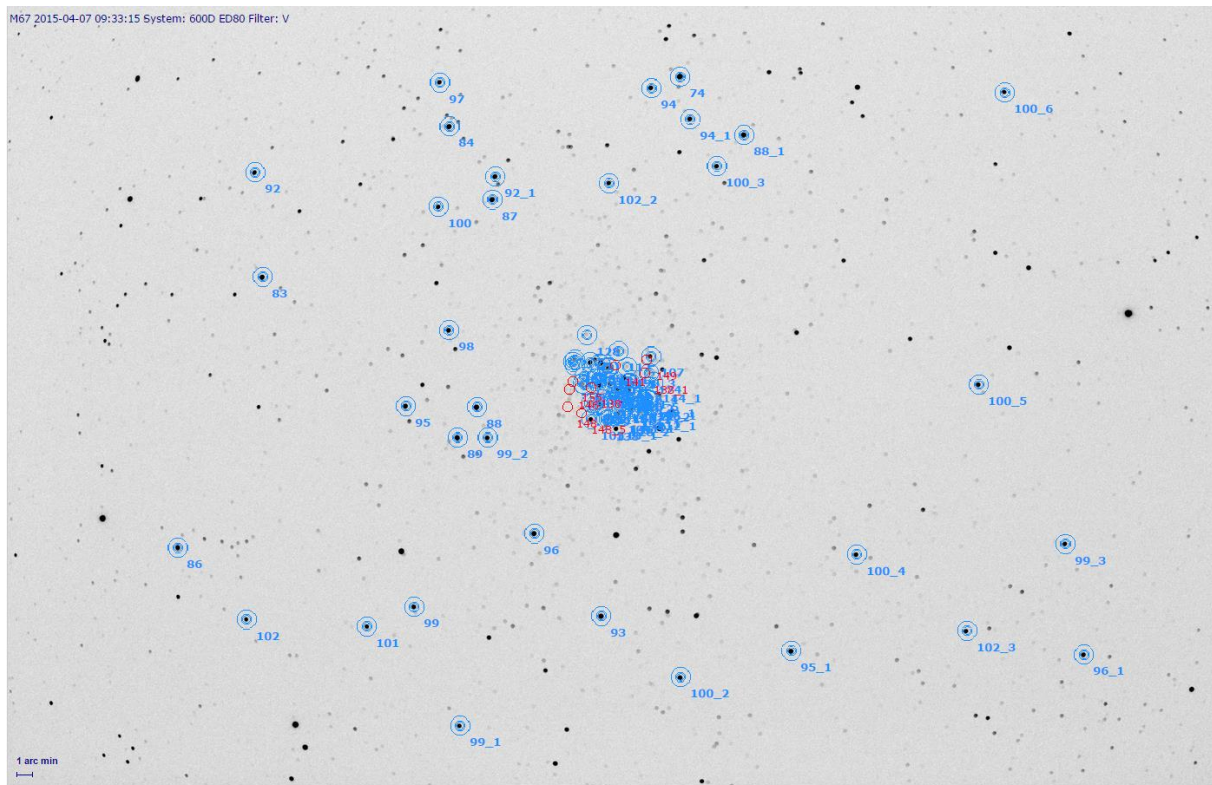
Wobei:

- Bvar, Vvar und Rvar sind transformierte B-, V- und R-Größen der Variablen;
- $-\Delta b$ ,  $\Delta v$ ,  $\Delta r$  sind die instrumentellen Helligkeiten des Veränderlichen minus die instrumentellen Magnituden des Vergleichssterne (d. h. bvar- bcomp, vvar- vcomp und rvar- rcomp);
- $Tb_{bv}$ ,  $Tv_{bv}$  und  $Tr_{bv}$  sind die Transformationskoeffizienten der B-, V- und R-Höhen;
- $\Delta(B-V)$  ist der Katalog-B-V-Farindex des Veränderlichen minus dem Katalog-B-V-Farindex des Vergleichssterne;
- Bcomp, Vcomp und Rcomp sind die B-, V- und R-Magnituden des Vergleichssterne;
- Tbv ist der B-V-Farbtransformationskoeffizient; und
- $\Delta(b-v)$  ist der instrumentelle b-v-Farindex des Veränderlichen minus dem instrumentellen b-v Farindex des Vergleichssterne.

Bei der normalen DSLR-Fotometrie werden der blaue und der rote Kanal ignoriert, da ihre spektralen Reaktionen als zu unterschiedlich von Johnson B und Cousins R sind. Daher wurde nur Gleichung 6.12 verwendet, und  $\Delta(B-V)$  wurde aus den B-V-Werten des Katalogs für die veränderlichen und die Vergleichssterne berechnet. Aber diese Methode berücksichtigt jedoch nicht die Tatsache, dass viele Veränderliche ihre Farbe im Laufe der Zeit ändern, was zu systematischen Fehlern in den transformierten Helligkeiten führen würde. Wir haben in Abschnitt gesehen, dass für viele Sterne die instrumentellen DSLR b- und r-Höhen erfolgreich Gleichung 6.14 kann daher verwendet werden, um  $\Delta(B-V)$  aus den instrumentellen instrumentellen b- und v-Höhen zu bestimmen, und die Gleichungen 6.11 und 6.13 können verwendet werden, um die instrumentellen b- und r Magnituden.

Um die Transformationskoeffizienten zu bestimmen, müssen wir ein „Standardfeld“ abbilden, das viele Sterne mit genau gemessenen Johnson B-, Johnson V- und Cousins R-Höhen. Der AAVSO-Leitfaden für CCD Photometry listet mehrere Standardhaufen auf, von denen einige für Weitfeld-DSLR-Aufnahmen geeignet sind. Für Beobachter der südlichen Hemisphäre werden auch die Cousins-E-Regionen bei -45 Grad Deklination empfohlen. Abbildung zeigt ein Bild von M67, aufgenommen mit einer Canon 600D DSLR und einem 80mm f6 Refraktor (Gesichtsfeld Sichtfeld 2,67 x 1,78 Grad).





Nach der Kalibrierung und Extraktion jedes Farbkanals aus den Standardsternfeldbildern messen wir dann instrumentelle Helligkeiten aller geeigneten Standardsterne. Gleichung 6.15 wird zur Berechnung des Farb-Transformationskoeffizienten,  $T_{bv}$ :

$$(b-v) = 1/T_{bv} \cdot (B-V) + ZP_{bv} \quad [\text{Gl. 6.15}]$$

Dabei ist  $(b-v)$  die Instrumentalfarbe,  $(B-V)$  die Katalogfarbe und  $ZP_{bv}$  ein willkürlicher Nullpunktwert.

Wir tragen  $(b-v)$  gegen  $(B-V)$  für jeden der Standardsterne auf und passen dann eine gerade Linie nach der Methode der kleinsten Quadrate an die Datenpunkte Punkte.  $T_{bv}$  ist der Kehrwert der Steigung der Linie.

Die folgenden Gleichungen werden zur Berechnung der Magnituden-Transformationskoeffizienten verwendet:

$$(B-b) = T_{b,bv} \cdot (B-V) + ZP_b \quad [\text{Gl. 6.16}]$$

$$(V-v) = T_{v,bv} \cdot (B-V) + ZP_v \quad [\text{Gl. 6.17}]$$

$$(R-r) = T_{r,bv} \cdot (B-V) + ZP_r \quad [\text{Gl. 6.18}]$$

Dabei ist  $(X-x)$  die Kataloggröße minus die instrumentelle Größe und die anderen Begriffe sind wie oben definiert oben definiert. Für den grünen Kanal zeichnen wir  $(V-v)$  gegen  $(B-V)$  für jeden der Standardsterne auf und passen dann mit Hilfe der kleinsten Quadrate eine gerade Linie an die Datenpunkte angepasst.  $T_{v,bv}$  ist die Steigung der Linie. Die anderen Farbtransformations-Koeffizienten werden auf ähnliche Weise bestimmt. Nun liegen alle Informationen vor, die zur Bestimmung der transformierten Helligkeiten von veränderlichen und Kontrollsternen mit Hilfe der Gleichungen 6.11 bis 6.14 zu bestimmen. Der AAVSO-Leitfaden für CCD-Photometrie geht ausführlicher auf die Durchführung der traditionellen CCD-Transformation durchführt. Eine alternative Methode wird im nächsten Abschnitt dieses Handbuchs vorgestellt.

### Weites Gesichtsfeld oder horizontnahe Situation

Einer der Vorteile der Differentialphotometrie besteht darin, dass das Licht von beiden Sternen im Wesentlichen durch den Horizont hindurchgeht, solange sich Ziel- und Vergleichssterne nahe beieinander stehen und nicht zu nahe am Horizont, durchdringt das Licht beider Sterne im Wesentlichen die gleiche Menge an Atmosphäre (Luftmasse) durchläuft und daher im Wesentlichen die gleiche Menge an Streuung und Absorption.

Wenn jedoch ein normales Kameraobjektiv mit einer DSLR-Kamera verwendet wird, ist das Sichtfeld ziemlich weit, leicht mehrere Grad und vielleicht mehr als 30 Grad. Für einige Projekte mit hellen Sternen ist es notwendig, dieses weite Sichtfeld zu nutzen, da Ihr Ziel und geeignete Vergleichssterne möglicherweise weit auseinander liegen. Wenn sie mehr als ein paar Grad voneinander entfernt sind und mehr als 30 Grad vom Zenit entfernt sind, durchläuft ihr Licht unterschiedliche atmosphärische Weglängen, so dass die unterschiedliche atmosphärische Extinktion erheblich sein kann. Die Bedeutung dieses Effekts nimmt zu, wenn (a) der Abstand zwischen den beiden und (b) die Entfernung eines oder beider Sterne vom Zenit zunimmt. Wir ignorieren hier einen anderen Effekt, die Extinktion zweiter Ordnung, ignorieren, der von der Farbe des jeweiligen Sterns abhängt, aber ein sehr viel kleiner ist als die differentielle Extinktion erster Ordnung.

In diesem Fall muss die „Transformation“ den Effekt der Unterschiede in der spektralen Reaktion (wie oben) plus den Effekt der differentiellen atmosphärischen Extinktion. Dies geschieht durch Hinzufügen eines weiteren Terms zu den Gleichungen der differentiellen photometrischen Gleichungen:

$$Bvar = -k_b \cdot \Delta X + \Delta b + T_{b\_bv} \cdot \Delta(B-V) + Bcomp \quad [Gl. 6.19]$$

$$Vvar = -k_v \cdot \Delta X + \Delta v + T_{v\_bv} \cdot \Delta(B-V) + Vcomp \quad [Gl. 6.20]$$

$$Rvar = -k_r \cdot \Delta X + \Delta r + T_{r\_bv} \cdot \Delta(B-V) + Rcomp \quad [Gl. 6.21]$$

Wobei:

- $k_b$ ,  $k_v$  und  $k_r$  sind Extinktionskoeffizienten erster Ordnung (in Magnituden pro Luftmasse);
- $\Delta X$  ist die Luftmasse des Veränderlichen minus der Luftmasse des Vergleichssterne; und
- Andere Begriffe wie oben definiert.

Airmass,  $X$ , ist die Weglänge, die das Licht des Sterns auf seinem Weg zur Kamera durch die Atmosphäre zurücklegt und ist definiert als  $X=1$  im Zenit. Für den Zenitwinkel  $\zeta$ , den Winkel des Sterns vom Zenit, der kleiner als 60 Grad wird die Luftmasse durch  $X = \sec(\zeta)$  angenähert. Größere Zenitwinkel erfordern eine kompliziertere Berechnung. Viele photometrische Analyseprogramme berechnen die Luftmasse auf der Grundlage des Beobachtungsorts und Zeitzone, der Aufnahmezeit und den Äquatorialkoordinaten des Sterns. Die traditionelle Methode zur Bestimmung der Extinktionskoeffizienten umfasst die Aufnahme mehrerer Standardsterne zu verschiedenen zu verschiedenen Zeiten in der Nacht aufgenommen werden, zuerst wenn sie hoch am Himmel stehen (niedrige Luftmasse) und später, wenn sie niedrig am Himmel stehen (hohe Luftmasse) am Himmel (hohe Luftmasse) - oder umgekehrt. Wir werden diese Methode hier nicht beschreiben; der interessierte Leser wird auf Henden, A. A., und Kaitschuck, R. H. 1990, Astronomische Photometrie, Willmann-Bell, verwiesen. Stattdessen, eine alternative Methode, die für die Weitwinkel-DSLR-Photometrie geeignet ist im nächsten Abschnitt beschrieben.

### Alternative Extinktionskorrektur und-transformation

In diesem Abschnitt stellen wir einen alternativen Ansatz zur Extinktionskorrektur und -transformation vor, der für die AAVSO Citizen Sky 2009-2011 epsilon Aurigae Finsterniskampagne entwickelt wurde (Kloppenborg et al., JAAVSO Band 40, 2012). Der Einfachheit halber beschreiben wir die Technik, wie sie auf den grünen Kanal angewandt wird, aber sie ist gleichermaßen auf den blauen und den roten Kanal anwendbar. Gleichung 6.17 kann erweitert werden, um den Korrekturterm der Extinktion einzubeziehen:

$$(V-v) = -k_v \cdot X + T_{v\_bv} \cdot (B-V) + ZP_v \quad [\text{Gl. 6.22}]$$

Diese Gleichung hat die gleiche funktionale Form wie eine geometrische Ebene in drei Dimensionen:

$$z = Ax + By + C \quad [\text{Gl. 6.23}]$$

Wenn wir annehmen, dass die instrumentelle Größe  $v$  nur von der rechten Seite der obigen Gleichung abhängt, dann können wir die Koeffizienten  $k_v$ ,  $T_{v\_bv}$  und  $ZP_v$  lösen, indem wir mindestens drei Vergleichssterne in das Bild. Wenn jedoch ein Vergleichsstern „schlecht“ ist (vielleicht selbst ein Veränderlicher, falsch identifiziert, mit einem nahen Stern vermischt oder seine Helligkeit/Luftmasse falsch berechnet), werden die Koeffizienten verzerrt. Aus diesem Grund werden 6 oder mehr Vergleichssterne empfohlen, um die Auswirkungen eines einzelnen „schlechten“ Vergleichssterns zu minimieren „schlechten“ Vergleichs.

Wie Kloppenborg et al. erläutern, wird eine Kleinst-Quadrat-Anpassung von  $n$  Kalibrierungssternen an die Ebene, die durch Gleichung 6.23 definiert ist, durch Lösen der Koeffizientenmatrix  $X$  in dem folgenden Matrixausdruck unter Verwendung der Inversen von  $A$ :

$$AX = B \quad [\text{Gl. 6.24}]$$

$$\begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i^2 & \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n x_i \\ \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n y_i^2 & \sum_{i=1}^n y_i \\ \sum_{i=1}^n x_i & \sum_{i=1}^n y_i & \sum_{i=1}^n 1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} -k_v \\ T_{v\_bv} \\ ZP_v \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i z_i \\ \sum_{i=1}^n y_i z_i \\ \sum_{i=1}^n z_i \end{bmatrix}$$

Aber Sie müssen sich nicht mit den Details von Matrixberechnungen beschäftigen, viele Tabellenkalkulationsprogramme und Programmiersprachen verfügen über geeignete eingebaute Routinen. Die Tabellenkalkulation Reduction-Intermediate Tabellenkalkulation, die vom AAVSO Citizen Sky Projekt verwendet wurde, die Funktion „LINEST“ in Excel.

Die Tabellenkalkulation, die Sie hier (unter „Zusätzliches Material“) finden:

<https://www.aavso.org/dslr-cameraphotometry->

ermöglicht die Analyse von instrumentellen Helligkeiten aus dem blauen und roten Kanal zusätzlich zum dem grünen Kanal. Sie berechnet auch den (B-V)-Farbindex des Zielobjekts aus seinem instrumentellen (B-V)-Farbindex unter Verwendung der Vergleichs- und Kontrollsterne als Kalibrierungsstandards. Der Benutzer kann wählen, was er anwenden möchte:

- 1) Keine Korrekturen (d. h. standardisierte Größen); oder
- 2) Nur Transformationskorrektur; oder

3) Sowohl Extinktions- als auch Transformationskorrekturen.

Es werden Beispieldaten und Anweisungen zur Verwendung der Tabelle bereitgestellt.

Standardisierte oder transformierte Helligkeiten aus beiden Tabellen sind für die Meldung an die AAVSO geeignet.

## [Übermittlung Ihrer Ergebnisse](#)

Noch offen

## [Empfehlungen für den Anfänger](#)

Originaltext Tabelle

## [Beobachtungsrate](#)

ART DES STERNS BEOBACHTUNGSHÄUFIGKEIT MELDEN JD BIS

Cepheiden Jede klare Nacht 4 Dezimalstellen

Kataklysmische Veränderliche Jede klare Nacht 4 Dezimalstellen

Mira-Variablen Einmal pro Woche 1 Dezimalstelle

Semiregulär Einmal pro Woche 1 Dezimalstelle

RV Tauri-Sterne Einmal pro Woche 1 Dezimalstelle

Symbiotische Sterne\* Einmal pro Woche 1 Dezimalstelle

R CrB\*-Sterne Während des Maximums einmal pro Woche 1 Dezimalstelle

R CrB-Sterne Während der Überblendung in jeder klaren Nacht 4 Dezimalstellen

Unregelmäßige Variablen Einmal pro Woche 1 Dezimalstelle

Verdächtige Variablen Jede klare Nacht 4 Dezimalstellen

Flare-Sterne Kontinuierlich für 10 bis 15 Minuten bei seltenen Ausbrüchen. 4 Dezimalstellen

Bedeckungsveränderliche Alle 10 Minuten während der Verfinsterung 4 Dezimalstellen

RR Lyrae-Sterne Alle 10 Minuten 4 Dezimalstellen

## [Anhang](#)

### [Kamera testen](#)

Noch offen