



---

# Grundlagen der Photometrie mit monochromen CCD/CMOS- Kameras

---

Freie Übersetzung des AAVSO Handbuchs zur Photometrie mit CCD/CMOS



1. MAI 2024

AG ASTRO-PRAXIS  
Matthias Kiehl

## Inhalt

Einleitung.....	3
Equipment .....	3
Teleskop.....	3
Montierung.....	3
Optische Erfassung .....	4
Gesichtsfeld .....	4
Abbildungsmaßstab.....	4
Seeing und Sampling (Abtastung) .....	4
Was tun bei Undersampling? .....	5
Was tun bei Oversampling?.....	6
Binning.....	6
ADU-Wert .....	8
Kameras .....	8
CCD .....	8
CMOS-Charakteristika.....	9
Offset .....	9
Gain .....	10
Full-Well.....	11
ADC .....	11
QE .....	11
Ausleserauschen.....	11
Filter.....	12
Computer und Software .....	12
Bildaufnahme und Bearbeitung .....	13
Die Natur der photometrischen Bilder.....	13
Kalibrierungsbilder .....	13
Die Natur des Rauschens.....	14
Bildgewinnung Wissenschaft.....	15
Prüfung des Sternbildes – PSF .....	15
Wahl der Belichtungszeit.....	16
Anzahl der Aufnahmen? .....	16
Helle Sterne .....	18
Eng beieinanderstehende Sterne .....	18
Extinktion-Nahe dem Horizont .....	19
Sättigung.....	19

Filterrad Probleme.....	19
Streulicht .....	20
Geisterbilder .....	20
Atmosphärische Probleme .....	20
Die potentiellen Bildprobleme .....	20
Photometrie – Bilder ausmessen .....	21
Was ist differentielle Photometrie?.....	21
Die Analysephase .....	21
Prüfen Sie Ihre Bilder .....	21
Sterne identifizieren .....	22
Setzen der Messblende .....	22
Vergleichssterne und Kontrollsterne auswählen.....	23
Die Messphase .....	25
Messung der Helligkeit .....	25
Messen Sie die Unsicherheit .....	27
Auswertung .....	29
Transformation der Daten .....	29
Die zwei Schritte der Transformation .....	29
Allgemeiner Überblick und Annahmen .....	30
Die Graphen der Transformationskoeffizienten .....	31
Benennung der Koeffizienten .....	32
Anwendung der Transformationskoeffizienten .....	32
Bewertung und Verbesserung .....	33
Grundlegende Analysetechniken.....	34
Schätzung von Genauigkeit und Fehler .....	34
Verbesserung.....	37
Photometrie und Astrophysik.....	38
Photometrie und Filter .....	39
Zeitliche Überlegungen: Variabilitätszeitskalen, Belichtungszeiten und Kadenz .....	40
Ausnahmen.....	43
Anhang .....	44
Was ist Sternenlicht? .....	44
Wie und warum strahlen Sterne?.....	44
Wie die Beobachtungen zur AAVSO gesendet werden? .....	44
Berechnung der Farbtransformation.....	44
Selbstbewertung.....	44

Starten Schritt für Schritt.....	44
Bespiel Equipment.....	44
Software .....	44
Vorbereitung.....	45

## Einleitung

Übersetzung des Manuals für CCD-Photometrie der AAVSO und eigenen Beiträgen der AG Astro-Praxis

## Equipment

### Teleskop

Die meisten Teleskope lassen sich gut mit Digitalkameras verwenden. Kleinere Teleskope, wie ein 70-mm-Refraktor, sind gut für die Abbildung hellerer Sterne. Teleskope mit größerem Durchmesser, wie z. B. ein 300-mm-Reflektor, helfen bei schwächeren Veränderlichen, wo eine größere Lichtsammlung erforderlich ist. Jedes Teleskopsystem kann folgenden Faktoren unterliegen:

Aber die heutigen Teleskope, vom einfachsten Teleobjektiv über einen bescheidenen Refraktor bis hin zum größten und ausgefeimtesten 0,5-m-Reflektor, können alle nützliche Photometrie. Die Kosten werden mit Sicherheit ein wichtiges Kriterium für Ihre Wahl sein, aber bedenken Sie, dass aber bedenken Sie, dass praktisch alle heute erhältlichen Teleskopsysteme Ihnen den Einstieg in die Photometrie und das Sammeln nützliche wissenschaftliche Daten zu sammeln.

Eine der Schwierigkeiten bei der Verwendung eines großen Teleskops mit einer kleinen Kamera ist, dass das Sichtfeld (FOV) viel kleiner sein kann viel kleiner sein kann als das, was Sie durch ein Okular gewohnt sind. Im Allgemeinen gilt: Je kleiner die Brennweite je kleiner die Brennweite des Teleskops, desto größer ist das Gesichtsfeld, was das Auffinden des Feldes erleichtert. Das macht es etwas einfacher, das Feld zu finden und alle Vergleichssternekandidaten im selben Bild zu erfassen. Allerdings können sehr schnelle Systeme ( $<f/3$ ) können jedoch optische Aberrationen und Schwierigkeiten mit beschichteten photometrischen Interferenzfiltern verursachen.

Es ist wichtig, dass Sie versuchen, den Eintritt von Streulicht in das System zu reduzieren. Dies ist im Allgemeinen eher ein Problem bei Reflektoren. Entfernen Sie Ihre Kamera und schauen Sie durch das Ende Ihres Teleskops auf den Nachthimmel. Achten Sie auf Spiegelungen oder Lichtreflexe auf inneren Oberflächen. Wenn Sie mehr sehen als die mehr als die Sterne am Ende des Teleskops sehen, wird Ihre Kamera auch das auffangen und Ihre Bilder beeinträchtigen. Versuchen Sie, dieses Streulicht mit Farbe oder Beflockungsmaterial im Inneren des Tubus zu beseitigen.

Besser: Reines Spiegelsystem ohne Linsenkorrektor. Besser auf den Korrektor verzichten und dafür kleineres FOV in Kauf nehmen.

### Montierung

Eine gute Montierung für Ihr Teleskop ist sehr wichtig für den Erfolg, und Beobachter beschreiben die Montierung oft als das wichtigste Element ihres Systems. Eine gute Montierung bringt Einfachheit und Effizienz für den gesamten Abbildungsprozess. Äquatoriale Montierungen werden im Allgemeinen bevorzugt, da bei mittleren und langen eine Feldrotation verursachen, die ohne Rotator

nicht zu beseitigen ist. Eine Gabelmontierung vermeidet Meridiandrehungen und kann auf einem Äquatorialkeil aufgestellt werden.

Ein Goto-Teleskop das auch Remote steuerbar mit Sternkartenprogramm und Platesolving.

## Optische Erfassung

### 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)

### Abbildungsmaßstab

Eine weitere wichtige Information über Ihr System ist die Bildgröße oder Auflösung. Diese gibt an, wie viel des Himmels von jedem einzelnen Kamerapixel erfasst wird. Der Abbildungsmaßstab Ihres Systems lässt sich kann mit dieser Gleichung berechnet werden:

$$\text{Abbildungsmaßstab} = \text{Pixelgröße}[\mu\text{m}] / \text{Brennweite}[\text{mm}] \times 206,265$$

Die Kenntnis des Abbildungsmaßstabs Ihres Systems ist entscheidend für die Anpassung Ihrer Kamera an die typischen Sehbedingungen Bedingungen an Ihrem Standort anzupassen. Verwenden Sie einfach diese Gleichung:

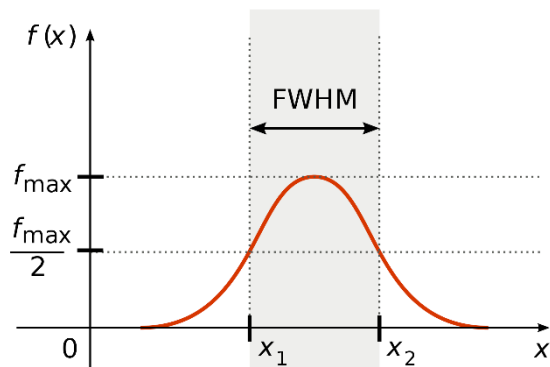
$$\text{Seeing} = \text{Abbildungsmaßstab} * \text{FWHM}$$

(Seeing in Bogensekunden, Abbildungsmaßstab in Bogensekunden/Pixel, FWHM (Full Width Half Maximum) in Pixel)

### Seeing und Sampling (Abtastung)

Ideale Bilder von Punktquellen, die durch eine Optik erzeugt werden, haben ein Intensitätsmuster, das als Airy-Scheibe bezeichnet wird. Jedoch in der Praxis muss das Licht von Sternen (die im Allgemeinen als Punktquellen betrachtet werden) durch die Erdatmosphäre passieren, die das Muster streut und in das von der Kamera erfasste Seeing-Scheibchen ausdehnt, die wesentlich größer ist als die Airy-Scheibe. Wenn Sie das Intensitätsprofil eines Sterns in Ihrem Bild untersuchen, werden Sie sehen, dass es sich über eine Gruppe von Pixeln verteilt ist, wobei einige hellere Pixel in der Nähe des Zentrums von einigen schwächeren Pixeln umgeben sind. Der Rand des Sterns ist undeutlich (und reicht technisch gesehen bis ins Unendliche). Die Gesamtheit der Pixel, aus denen das Sternbild Ihrer Kamera wird als Seeing-Scheibe bezeichnet, weil die atmosphärischen Seeing-Bedingungen einen großen Einfluss auf die Lichtintensität haben. Um die Größe einer Scheibe zu messen, die keine scharfen Kanten hat nicht scharfkantig ist, verwenden Fotometristen den Begriff Full Width, Half Maximum (FWHM). Dieser ist definiert als die Anzahl der Pixel, die bis zur Hälfte der Helligkeit zwischen dem Hintergrund Helligkeit zwischen dem Hintergrund und dem hellsten Pixel im Bild des Sterns gefüllt sind. Um die besten Photometrieergebnisse zu erhalten, sollten Sie sich bemühen, die

dass sich die FWHM des Seeing-Scheibchens über zwei bis drei Pixel verteilt ist. Dies trägt zur Optimierung des Signal-Rausch-Verhältnis (SNR) und verbessert die Genauigkeit der Messung.



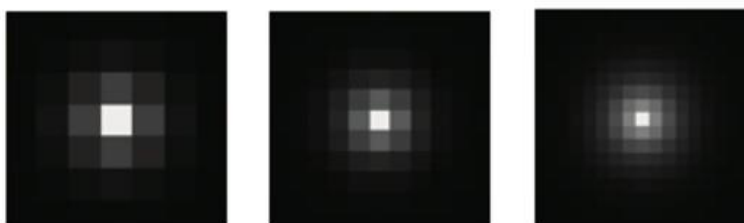
Woher wissen Sie also, ob Ihr System eine ordnungsgemäße Abtastung vornimmt?

Die Antwort ist einfach:

Sie messen es direkt. Verwenden Sie einfach eines Ihrer gut fokussierten Bilder in der Nähe des Zenits. Die meisten Kamera Steuerungssoftware verfügt über ein Werkzeug zur Messung der Form eines einzelnen Sterns, einschließlich der Größe (FWHM) der Seeing-Scheibe, ausgedrückt in Pixeln. Dies ist die Abtastung des Sternbildes durch Ihr System. Messen Sie mehrere Sterne um die Mitte des Bildes, die ein gutes SNR haben, aber nicht gesättigt sind. Die FWHM kann aufgrund von Seeing-Effekten und optischen Aberrationen über das Bild hinweg ein wenig variieren. Sie kann sich auch mit der Zeit ändern, wenn sich das Seeing (Szintillation) ändert. Die FWHM ist jedoch für alle Sterne, ob hell oder schwachen, im Bild. (Ihr Auge wird die helleren Sterne oft als größer wahrnehmen als die schwächeren Sterne, aber wenn Sie sorgfältig messen, werden Sie feststellen, dass alle Sterne ungefähr die gleiche FWHM haben). Sie suchen einfach nach einer ungefähren Anzahl von 2-3 Pixeln pro FWHM. (Bedenken Sie aber, dass das vollständige Profil eines jeden Sterns viel größer ist und sich über viel mehr Pixel erstreckt). Oft ist es nicht möglich, dieses Ziel zu erreichen, da es stark von den

Bedingungen und den Einschränkungen Ihrer Ausrüstung abhängt, aber vielleicht können Sie es ein wenig optimieren. Wenn Sie einen FWHM-Wert von weniger als 2 Pixeln erreichen, sind Sie wahrscheinlich undersampled. Wenn die FWHM Ihres mehr als 3 Pixel im Durchmesser beträgt, haben Sie möglicherweise ein Oversampling. Beide Situationen können sich auswirken auf die Genauigkeit Ihrer Photometrie, obwohl Unterabtastung viel schlimmer ist als Überabtastung. Glücklicherweise gibt es einige Möglichkeiten, die Situation zu verbessern. Der optimale Abbildungsmaßstab liegt bei 2-4" FWHM zwischen 0,67"/Pixel und 2"/Pixel bei durchschnittlichen Seeing.

Was tun bei Undersampling?



Under sampling    Suitable sampling    Over sampling

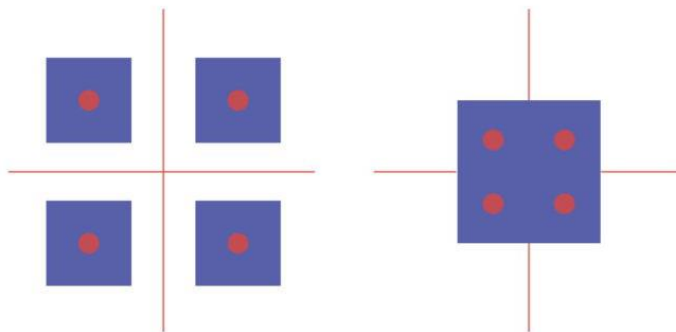
Das Ziel ist es, die Größe der Sehscheiben auf Ihren Bildern zu erhöhen. Eine Möglichkeit ist, das Teleskop etwas zu Defokussieren. Teleskop ein wenig zu Defokussieren und dann die Belichtungszeit zu verlängern. Wenn Sie sich für die Defokussierung entscheiden, achten Sie sehr darauf, dass andere nahe gelegene Sterne nicht so nah sind, dass sie miteinander verschmelzen und die Fotometrie beeinträchtigen. Die Flats müssen gleich stark defokussiert werden, wie die defokussierten Bilder. Chronische Unterabtastung deutet auf eine schlechte Abstimmung zwischen Ihrem Sensor und Ihrem Teleskop hin; Sie könnten feststellen, dass das Hinzufügen eines hochwertigen Brennweitenverlängerung die Situation etwas verbessern könnte, wenn Sie das kleinere FOV tolerieren können. Oder erwägen Sie den Kauf einer neuen Kamera mit kleineren Pixeln.

### Was tun bei Oversampling?

Prüfen Sie zunächst den Fokus und stellen Sie sicher, dass die Seeing-Scheiben so klein wie möglich sind. Wenn die FWHM größer als sechs Pixel ist, sollten Sie die Verwendung eines Brennweitenreduzierers in Betracht ziehen. Damit würden Sie nicht nur das Oversampling durch Vergrößerung des Abbildungsmaßstabs reduzieren, sondern auch ein größeres Sichtfeld erhalten. Binning ist eine weitere Option, die in einem späteren Abschnitt erläutert wird. Oversampling ist nicht annähernd so gravierend wie Undersampling, denn bei Unterabtastung verlieren Sie tatsächlich. Denn bei Undersampling verliert man tatsächlich Informationen über den Stern, indem man den Stern auf zu wenige Pixel konzentriert. Es gibt nichts, was Sie bei der Nachbearbeitung tun können, um diese fehlenden Informationen wiederherzustellen. Beim Oversampling geht es jedoch mehr um die Optimierung des SNR des Systems; feine Photometrie ist möglich, wenn etwas Oversampled wird.

Bei Kleinplaneten, die sich schnell bewegen kann bei Oversampling noch durch Binning die Belichtungszeit kurzgehalten werden und die Abtastung ist immer noch fein genug.

### Binning



Mit dem Binning können Sie die effektive Pixelgröße erhöhen, indem Sie Pixel zu Gruppen zusammenfassen. Ihre Software kann so eingestellt werden, dass sie eine Gruppe von 2 mal 2 Pixeln (oder mehr) abtastet (oder gebinnet), damit diese vier Pixel wie ein einziges wirken. Es gibt jedoch einen Kompromiss. Die Auflösung geht verloren, und Sie müssen sicherstellen, dass die Sternscheibchen nicht mit anderen Sternen in der Nähe verwischt sind.

Für das Binning gibt es zwei Techniken, von denen eine nur bei CCD-Kameras angewendet wird. Die beiden Techniken unterscheiden sich darin, ob die Pixelkombination erfolgt, bevor die Pixelladung in den ADC oder nach der A/D-Wandlung erfolgt. Binning vor dem ADC ist nur bei CCD-Kameras möglich

und reduziert die Anzahl der A/D-Wandlungszyklen, wodurch sich das Ausleserauschen in den gebinnten Pixel reduziert. Beim Binning nach der ADC, wie bei den CMOS-Kameras wird das Rauschen aus mehreren A/D-Wandlungen in dem endgültigen, gebinnten Pixel kombiniert. Das Ausleserauschen des gebinnten Pixel ist die Summe der einzelnen Pixel. Sie ist höher als bei der CCD-

Kamera gebinnten Pixel. Nun ist das Ausleserauschen von CMOS-Kameras deutlich geringer als bei den CCD-Kameras und der Vorteil des Binnings bei CCD auch dahin.



Beispiel:

## ASI1600 VS KAF8300

Sensor	ASI1600	ASI1600 software BIN2	KAF8300
Size	4/3"	4/3"	4/3"
Resolution	4656 x 3520	2328 x 1760	3326 x 2504
Pixels Size	3.8um	7.6um	5.4um
FPS	23FPS	23FPS	0.5FPS
Full Well	20ke	80ke	25ke
Read Noise	1.2e - 3.6e	2.4e - 7.2e	8e
Dynamic Range	75db	81db	70db
DR stops in bit	12.5bit	13.4bit	11.6bit
Dark Current(-10C)	0.01 e/s	0.02 e/s	0.01 e/s

Das Post-ADC-Binning kann auch die Sättigung und den Schwellenwert für die Nichtlinearität subtil beeinflussen. Wenn einer der rohen Pixel in der Binning-Gruppe gesättigt ist, leidet die Genauigkeit der Photometrie. Wenn Sie einen Linearitätstest durchführen, sollten Sie sicherstellen, dass Sie diesen Test mit der gleichen Binning-Stufe durchführen, die Sie für Ihre wissenschaftlichen Bilder verwenden werden. Auch Ihre Kalibrierungsbilder müssen im gleichen Maße gebinnt sein. Analysen und Erfahrungen deuten darauf hin, dass die ADU-Spitzenwerte (gebinnt oder ungebinnt) nicht mehr als 60-70 % des Grenzwerts betragen, den Sie während Ihrer Linearitätsprüfungen messen, um Sättigung zu vermeiden. Beachten Sie jedoch, dass Sie bei Verwendung von CMOS-artigem Binning verwenden, können Sie keine zuverlässige Photometrie durchführen, wenn Ihre ADU-Pegel bei 90 % (oder darüber) Ihrer gemessenen Linearitätsgrenze liegen.

### ADU-Wert

Die Abkürzung ADU steht für Analog-Digital-Unit (Analog-Digital-Einheit) und ist ein dimensionsloser Wert. Im Prinzip steht ein hoher ADU-Wert für große Objekthelligkeit und ein kleiner ADU-Wert für ein sehr lichtschwaches Objekt. In Histogrammen von astronomischen Bildern wird der ADU-Wert auf der waagerechten Achse aufgetragen. Im Prinzip könnte man den ADU-Wert einer CCD/CMOS Aufnahme am besten mit dem Schwärzungswert eines Filmkorns vergleichen. Ein helles Objekt ergibt eine hohe Schwärzung, ein lichtschwaches Objekt ergibt wenig Schwärzung des Filmkorns.

## Kameras

### CCD

Die aktuellen CMOS Astro-Kameras haben die CCD-Kameras nach und nach vom Markt verdrängt. In der professionellen Astronomie werden sie weiter verwendet allerdings mit erweitertem Bereich im UV und Infrarot, QE 95%, Kühlung -100°C und der Preis ist fünfstellig.

### CCD/Vorteile

16 Bit Wandler. Große Pixel sind gut für lange Brennweiten von RCs und SCTs. Was nützt ein großes Teleskop, wenn die Pixel zu klein sind und man dadurch schlechte Effizienz erhält, siehe Kamera-Teleskop-Effizienz.xlsx. Noch größere Chips als bei den CMOS-Kameras. Saubere Rohbilder, glatter Hintergrund und skalierbare Darks. Das heißt ein 2 Minuten Dark auf 3 Minuten skalieren um es mit ein 3 Minuten Light zu kalibrieren. Sehr gute Linearität. Starke Kühlung. Wer messen will wird eher zu CCD greifen. Vereinfachtes Arbeiten da man kein Gain oder Offset einstellen muss wie bei CMOS. Im

Gebrauchtmärkte finden sich derzeit viele Angebote teilweise nur 25% vom Neupreis. CCDs sind langlebiger und robuster.

## CCD/Nachteile

Lange Downloadzeit von 10-15 Sekunden, geringere QE von ca. 60%. Die größeren Pixel machen das wieder besser. Kamera mit mechanischen „Shutter“ können nicht kürzer als 0,2 sek. belichten. Die älteren Kameras zeigen oft Spaltenfehler, die man mit Darks korrigieren kann. Höheres Ausleserauschen als bei CMOS. In der Regel schwere Kamera. Hoher Preis bei Neuanschaffung.

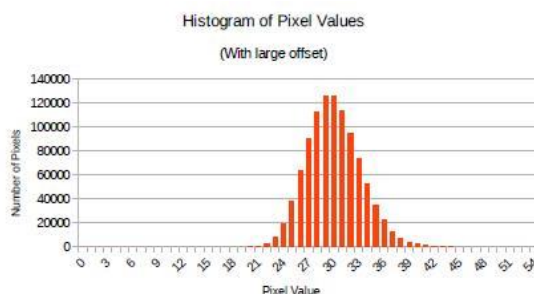
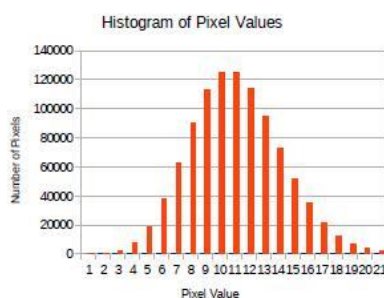
## CMOS-Charakteristika

### Offset

Der Offset ist ein fester Vorspannungswert, der zu der Spannung addiert wird, die von den durch die Photonen freiwerdenden Elektronen Photonen. Der Offset wird normalerweise während des ADC-Prozesses hinzugefügt. CCD-Kameras (mit wenigen Ausnahmen) fügen einen festen Vorspannungswert hinzu; bei CMOS-Kameras können Sie den Vorspannungswert selbst bestimmen. Die Einstellung eines geeigneten Bias-Betrags für die Fotometrie ist etwas wichtiger als die Einstellung des Bias für die Erstellung schöne Bilder zu machen, aber (glücklicherweise) gibt es nur wenige Nachteile, wenn der Offset etwas zu hoch eingestellt ist. Typische Offset-Werte liegen bei etwa 100 ADU. Der Offset ist wichtig, weil der ADC keine negativen Zahlen meldet und die Software geht oft implizit davon aus, dass das Rauschen des Hintergrundbildes gleichmäßig über und unter dem durchschnittlichen Hintergrundpegel verteilt ist. Ihr Ziel ist es, den Offset so hoch einzustellen, damit das gesamte Hintergrundhistogramm im positiven Bereich liegt. Ein größerer Offset als unbedingt erforderlich

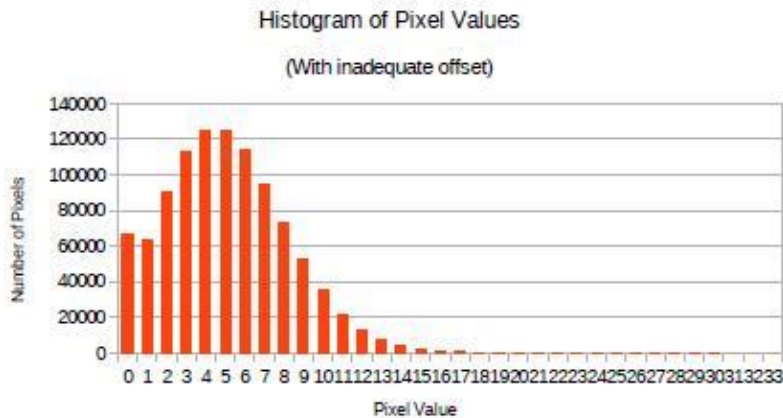
Offset wird der Dynamikbereich des Systems reduziert. Bei realen Kameras ist jedoch die tatsächliche Verringerung des Dynamikbereichs. Bei realen Kameras beträgt die tatsächliche Verringerung des Dynamikbereichs aufgrund dieses „zusätzlichen“ Offsets weniger als 0,1 dB (bei einem typischen Dynamikbereich von 70 oder 80 dB) und beeinträchtigt die photometrische Verwendbarkeit nicht.

Wenn wir ein kurz belichtetes Bild mit wenig oder gar keinem Lichteinfall in die Kamera erstellen, können wir die alle ADU-Pixelwerte nehmen und ein Histogramm aus diesen Werten erstellen. Es sieht dann etwa so aus wie das Diagramm links unten. Dieses gesamte Diagramm kann nach links oder rechts verschoben werden, indem man einen festen Offset, der in den ADC des Sensors integriert ist. Bei einem großen positiven Offset verschiebt sich das Diagramm in Richtung des Diagramms auf der rechten Seite unten.



Wenn der Offset jedoch zu klein ist, kann sich das Histogramm so weit nach links verschieben, dass der linke Rand der Verteilung auf Null abgeschnitten wird (siehe unten). Beachten Sie, dass die Symmetrie, die Verteilung bei größeren Offset-Werten hatte, vollständig verloren gegangen ist. Einige

der mathematischen Algorithmen, die in Bildverarbeitungssoftware nehmen an, dass diese Verteilung der Hintergrundpixelwerte wohlbehalten ist; Insbesondere gehen einige Algorithmen davon aus, dass der einzige Spitzenwert mit dem durchschnittlichen Hintergrundgeräuschpegel übereinstimmt. In diesem Diagramm, gibt es zwei Spitzen: eine beim Hintergrund Durchschnitt und eine weitere bei einem Pixel Wert von Null. Diese Probleme können dazu führen, dass die Analysesoftware falsche Werte für den Hintergrundrauschen erzeugen, was sich auf die Berechnung der Messgenauigkeit auswirken kann.



Wenn man die Verteilung weit genug nach rechts verschiebt, wird diese Begrenzung um den Nullpunkt herum beseitigt.

### Gain

Die meisten CMOS-Kameras haben einstellbare Verstärkungseinstellungen, aber die Kamerahersteller empfehlen selten eine bestimmte Einstellung und nie eine Einstellung für die Photometrie. Was soll man wählen? Der beste Ort, um beginnt man den Auswahlprozess am besten auf der Website des Kameraherstellers. Suchen Sie nach einer Spezifikationskurve, die den Dynamikbereich der Kamera angibt. Beispiel ein Auszug aus dem QHY-Handbuch für die QHY268M Kamera. (Beachten Sie, dass QHY ursprünglich drei Auslesemodi zur Verfügung stellte (was sie einfach als „Modi“. Als der vierte Modus hinzugefügt wurde, wurden einige der Graphen nicht umbenannt (z. B. das nachstehende Diagramm des Dynamikbereichs, das vier Kurven hat, aber einen Titel, der nur die ersten drei.))

<https://www.qhyccd.com/astronomical-camera-qhy268/>

Der höchste Dynamikbereich (DR) wird im Auslesemodus 1 (blaue Kurve) erreicht, der zwei „Spitzen“ aufweist, eine bei einer Verstärkungseinstellung von 0 und eine bei einer Verstärkungseinstellung von 56 und bei einer Verstärkungseinstellung von 0 und die andere bei einer Verstärkungseinstellung von 56. Wenn mehrere Verstärkungseinstellungen die gleichen (oder ähnlichen) Dynamikbereich, sollten Sie die niedrigere Verstärkungseinstellung wählen. (Dies liegt daran, dass die meisten AAVSO-Beobachter mit Lichtverschmutzung und Mondschein als den wichtigsten Rauschquellen die das SNR beeinflussen. Die niedrigere Gain-Einstellung ermöglicht längere Belichtungszeiten, mehr eingefangene Photonen und besseres SNR als eine höhere Verstärkungseinstellung bei gleichen Bedingungen). Für diese Kamera wäre die bevorzugte Verstärkungseinstellung Einstellung 0 mit Auslesemodus 1 sein. [Beachten Sie auch, dass sich die Gain-Einstellung der Kamera von der Systemverstärkung (gemessen in Elektronen pro ADU). Obwohl die Verstärkungseinstellung die Systemverstärkung beeinflusst, sind die Einheiten für die Verstärkungseinstellung willkürlich; eine Verstärkungseinstellung von 100 ergibt nicht eine Systemverstärkung von 100 Elektronen/ADU.

Der Hersteller stellt in der Regel ein Diagramm zur Verfügung, in dem die Gain-Einstellung in die Systemverstärkung übersetzt wird].

### Full-Well

Die Full-Well-Capacity gibt an welche Ladungsmenge der Pixel aufnehmen kann, wie beim Messbecher. Der kleinste Wert auf dem Messbecher den man abgelesen kann ist das Ausleserauschen. Beide Werte zusammen Full-Well-Capacity / Ausleserauschen ist die Dynamik. Ein großer Dynamikumfang macht es möglich das helle Sterne nicht ausbrennen. Eine niedrige Kapazität kann man durch Kurzbelichtung und Stacking ausgleichen. Auch die Abhängigkeit zum Analog zu Digital Wandler (ADC) ist wichtig.

### ADC

Der Analog zu Digital Wandler (ADC) wird in Bits angegeben und liegt zwischen 12 und 16 Bit. Bei 12Bit sind  $2 \text{ hoch } 12 = 4096$  Helligkeitswerte darstellbar, bei 14 Bit sind es 16384 und bei 16 Bit sind es 65536 Helligkeitswerte. Hat die Kamera eine Full-Well von 50.000 aber nur 14 Bit können Helligkeitswerte über 16384 nicht mehr unterschieden werden. Hier hilft dann nur kürzer belichten und Stacken. Hätte die Kamera 16 Bit aber eine Full-Well von 15.000 würde nur das Rauschen digitalisiert werden.

### QE

Die Quanten-Efficiency QE in % gibt an wie viele Photonen registriert werden. Bei Angabe der relativen QE wird nur angezeigt bei welcher Wellenlänge, welche QE-Wert. Das Maximum liegt meist im „Grünen“. Wenn man Kameras bzw. Chips mit einander vergleichen braucht man die absolute QE. Sollte die QE zu klein sein, können größere Pixel dann wieder die Performance verbessern.

### Ausleserauschen

Das Ausleserauschen aktueller CMOS-Kameras ist heute sehr gering im Vergleich zum Rauschen des Himmelshintergrundes. Es ist sogar einstellbar. Es ist erst dann der limitierende Faktor, wenn der Himmel sehr dunkel ist, wie in der Wüste Namibia oder wenn man sehr schmalbandige Filter Ha oder OIII benutzt und der Himmelshintergrund im wahrsten Sinne des Wortes in den Hintergrund tritt. Die Summe der Rauschanteile des Bildes sind:

$$\text{Wurzel}(\text{Himmelshintergrund}^2 + \text{Dunkelbildrauschen}^2 + \text{Ausleserauschen}^2)$$

Das Ausleserauschen kann man nicht abziehen. Entscheidend ist welcher Rauschanteil der dominierende ist.

### CMOS/Vorteile

Hohe QE, geringes Ausleserauschen, schnelles Auslesen des Bildes Dank USB3. Neue Anwendungen durch kurze Belichtungszeiten und Stacking wie Deepsky ohne Nachführung oder EAA. Hintergrundlimitiertes Belichten durch Stacking vieler kurzbelichteter Einzelbilder. Zusätzliche Einstellmöglichkeiten wie Gain und Offset. Große Modellauswahl und niedriger Preis durch Verwendung von Chips, die auch in den Konsumenten- und Überwachungskameras Verwendung finden.

### CMOS/Nachteile

Viele CMOS-Kameras haben nur 12 oder 14 Bit Wandler damit sind 4096 oder 16384 Graustufen darstellbar. Die Pixel sind recht klein im Vergleich zu CCD und für Brennweiten über 1,5m nicht geeignet. Verstärkergeräusche bei älteren Modellen kommt noch hinzu. Die Kalibrierungsbilder sind nicht gleich. Bei manchen CMOS-Kameras sind Strukturen in den Bias Bildern zu sehen. Dazu kommen Banding und „Walking Noise“. Das kann man für „Pretty Pictures“ mit Bildbearbeitung korrigieren. Wer Messungen wie Photometrie oder Spektroskopie machen will, wird eher zu einer CCD-Kamera greifen.

## Filter

In der Photometrie begrenzen Filter den Wellenlängenbereich des Lichts, das zu einem bestimmten Zeitpunkt auf den Detektor trifft. Dadurch können Sie das grobe Spektrum einer Quelle innerhalb genau definierter Wellenlängenbereiche messen. Spektrums einer Quelle in genau definierten Wellenlängenbereichen zu messen, was mehr physikalische Informationen über das Sternenlicht liefert und die Messungen mit einem standardisierten photometrischen Farbsystem in Einklang zu bringen. Die gefilterte Photometrie liefert zusätzliche physikalische Informationen über den Zielstern und erhöht im Allgemeinen die Nützlichkeit Ihrer Beobachtungen. Die Verwendung mehrerer Filter liefert wertvolle astrophysikalische Informationen und wird empfohlen. Verschiedene Filter lassen unterschiedliche Gesamtlichtmengen durch und erfordern unterschiedliche Belichtungen.

Ein Beispiel:

Johnson-B-Filter erfordern oft doppelt so lange Belichtungen wie Johnson-V-Filter.

Wenn Sie nur einen Filter verwenden, ist die beste Wahl Johnson V. Die Helligkeitswerte von Bildern, die mit diesem Filter gemacht wurden, entsprechen am ehesten den visuellen Beobachtungen. Wenn Sie einen zweiten Filter verwenden möchten, ist der nächstbeste Filter Johnson B, gefolgt von Cousins I und Cousins R in dieser Reihenfolge. Johnson U wird selten verwendet und ist für fortgeschrittene Fotometristen. „Johnson“ und „Cousins“ bezeichnen Standard-Bandpassfilter, die von Harold Johnson bzw. Alan Cousins entwickelt wurden.

Filterkurven:

<https://www.baader-planetarium.com/de/filter/photometrische-filter/ubvri-bessel-filtersatz-%E2%80%93-photometrisch.html>

## Computer und Software

Ihre Computersoftware erfüllt eine Vielzahl von Funktionen:

Kamera-Interface - Steuerung der Kamera selbst, Auswahl von Filtern, Belichtung, eventuell Fokussieren. Oft wird Ihre Kamera mit einer eigenen Bildbearbeitungssoftware geliefert.

Beispiel: SharpCapPro

Schnittstelle zur Montierung - Steuerung der Montierung, Ausrichten des Teleskops.

Beispiel: ASCOM und Carte du Ciel, ASTAP zum Platesolving

Beispiel Guiding: PHD-2

Kalibrierung - Kombinieren von rohen Bias-, Dark- und Flat-Bildern zu Masterbildern; Kalibrieren von wissenschaftlichen Bildern mit Master-Kalibrierungsbildern.

Beispiele: Fitswork, Siril, AstroArt

Photometrie - Durchführung von Messungen der differentiellen Helligkeit mit Hilfe von Vergleichssterne; Bewertung von Präzision und Genauigkeit.

Beispiel: AstrolmageJ, AIP4Win, Siril

Transformationen - Ermittlung von Farbtransformationskoeffizienten (ein paar Mal im Jahr) und Anwendung dieser Transformationen jede Nacht.

Berichterstattung - Erstellen eines AAVSO-Berichts im richtigen Format

## Bildaufnahme und Bearbeitung

### Die Natur der photometrischen Bilder

Wenn wir einen unserer Zielsterne abbilden (zusammen mit nahe gelegenen Sequenzsternen, die als Vergleichssterne in Frage kommen), erhalten die ADU-Zahlen, die wir von jedem Pixel erhalten, verschiedene Informationen werden), enthalten die ADU-Zahlen, die wir von jedem Pixel erhalten, eine Vielzahl von Informationen:

- Licht von den Sternen selbst,
- Himmelshintergrund (sowohl künstliche Lichtverschmutzung als auch natürlich vorkommendes Hintergrundlicht),
- Thermische (Dunkelstrom-)Elektronen, vielleicht auch Verstärkerlicht,
- Ein Hintergrundpegel (Bias), der sich in jedem Pixel allein durch den Ausleseprozess zeigt.

Darüber hinaus sehen wir Rauschen: Pixelabweichungen im Bild, die ihrerseits auf eine Vielzahl von Effekten zurückzuführen sind Effekte zurückzuführen sind:

- Pixelspezifische Schwankungen des Hintergrund-Bias-Pegels,
- so genannte Hot Pixel, die aggressiver auf thermische (temperaturbedingte) Effekte reagieren als der durchschnittliche Pixel,
- Kalte Pixel, die weniger empfindlich sind als ihre Nachbarn,
- ... und andere.

Photometristen verwenden einen Prozess, der Kalibrierung genannt wird, um so viele dieser Signale wie möglich zu entfernen. Bild-Kalibrierung besteht im Wesentlichen darin, eine Reihe von Kalibrierungsbildern zu verwenden, um Pixel-für-Pixel-Anpassungen an unseren photometrischen Bildern vorzunehmen. Die Anpassungen erfolgen entweder durch Subtraktion eines

Kalibrierungsbild Pixel für Pixel von unserem „wissenschaftlichen Bild“ subtrahiert oder jeder einzelne Pixel in unserem Wissenschaftsbildes auf der Grundlage des Wertes des entsprechenden Pixels in einem Kalibrierungsbild. Durch den Kalibrierungsprozess entfernen wir das sich verschlechternde Signal aus unseren wissenschaftlichen Bildern; mit Sorgfalt können wir dies tun, ohne gleichzeitig (viel) neues Rauschen hinzuzufügen. Wir tun dies mit sorgfältiger Technik, die dazu beiträgt, das Signal-Rausch-Verhältnis in allen unseren Bildern so hoch wie möglich zu halten, einschließlich der Kalibrierungsbilder

### Kalibrierungsbilder

Alle Kalibrierungsbilder sollten bei der gleichen Temperatur aufgenommen werden wie die wissenschaftlichen Bilder. Lassen Sie den Kamerakühler ca. ½ Stunde lang laufen, um ein thermisches Gleichgewicht zu erreichen, bevor Bilder aufzunehmen.

### Bias-Frames

- Die Aufnahmen sollten im Dunkeln bei geschlossenem Verschluss und/oder aufgesetzter Objektivkappe gemacht werden.



- Die Belichtungszeit sollte null Sekunden betragen (oder so kurz wie möglich).
- Nehmen Sie 100 Bilder auf und bilden Sie einen Mittelwert, um einen Master Bias zu erstellen.

### **Dark Frames**

- Sollten im Dunkeln bei geschlossenem Verschluss und/oder aufgesetzter Objektivkappe gemacht werden.
- Die Belichtungszeiten sollten die gleichen sein (oder länger, wenn Sie skalierte Dark Frames verwenden) wie bei den wissenschaftlichen Aufnahmen.
- Nehmen Sie 20-30 Bilder auf.
- Wenn Sie ein nicht skaliertes Rohdaten-Masterdark erstellen, verwenden Sie dieses nur zusammen mit den Wissenschaftsbildern mit der gleichen Belichtung und verwenden Sie nicht den Master Bias.
- Wenn Sie ein Master-Dark erstellen, subtrahieren Sie den Master Bias von jedem Bild und kombinieren Sie dann alle Bilder kombinieren, um ein Master-Dark für wissenschaftliche Bilder mit gleicher oder kürzerer Belichtung. Verwenden Sie dies mit dem Master Bias in der Kalibrierung.

### **Flat Frames**

- Nehmen Sie Bilder von einer gleichmäßigen Lichtquelle oder dem Dämmerungshimmel auf.
- Vergewissern Sie sich, dass der Fokus gut ist und mit dem der wissenschaftlichen Bilder übereinstimmt.
- Die Belichtungszeit sollte zu flachen Bildern mit Pixeln führen, die ADU-Zählungen von etwa der Hälfte der vollen Well-Tiefe des Pixels und nicht größer als die Linearitätsgrenze.
- Nehmen Sie 11-21 Bilder für jeden Filter auf, kombinieren Sie sie und subtrahieren Sie dann ein Master Dark und Master Bias, um ein Master Flat zu erstellen. Hinweis: Möglicherweise führt Ihre Software die Dunkelsubtraktion automatisch für Sie durchführen; sehen Sie nach, welche Optionen zur Verfügung stehen.

### **Die Natur des Rauschens**

Wenn wir unsere Kameras mit einer flachen, gleichmäßigen Lichtquelle beleuchten, stellen wir fest, dass es eine durchschnittliche Anzahl von Photonen, die von jedem Pixel empfangen werden, sowie zufällige Schwankungen von Pixel zu Pixel in der Anzahl der empfangenen Photonen. Die zufälligen Schwankungen werden als Schussrauschen oder Poisson Rauschen genannt und werden durch die inhärente Unvorhersehbarkeit des Zeitpunkts, zu dem diskrete, zufällige Ereignisse (das Eintreffen eines Photons, das ein Elektron auslöst) tatsächlich eintreten. Poisson-Rauschen hat die inhärente Eigenschaft, dass die erwartete Variation der Anzahl der Ereignisse gleich der Quadratwurzel aus der Anzahl der Ereignisse entspricht.

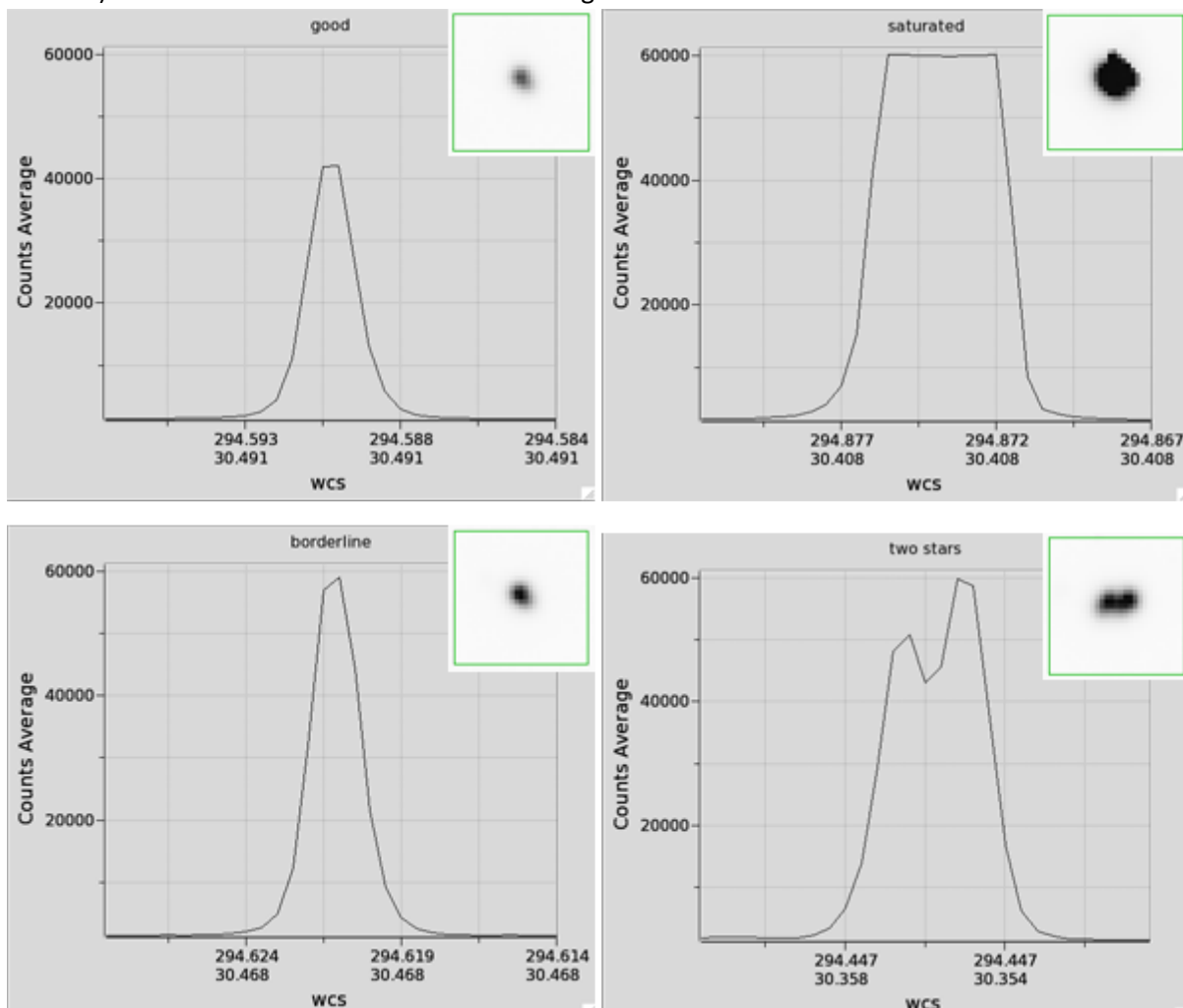
Alle diskreten Ereignisse, die von unseren Pixeln erfasst werden, haben dieses Verhalten, unabhängig von ihrer Quelle; Himmelsleuchten (Lichtverschmutzung), Dunkelstromelektronen und Photonen von den Sternen selbst weisen dieses Schussrauschen auf, das die tatsächliche Anzahl der Ereignisse aus dieser Quelle überlagert. Quelle. Wenn wir über diese Signalquellen in unseren Photometriesystemen sprechen, wird in diesem Leitfaden sorgfältig zwischen der Stärke des Signals und dem Rauschen, das dem Signal überlagert ist. Während des Kalibrierungsprozesses entfernen wir den Pegel einiger dieser Störsignale. (Zum Beispiel, subtrahieren wir dunkle Bilder, um den Pegel des Dunkelstroms zu entfernen.) Sobald jedoch eine Rauschquelle eingeführt wurde Es gibt keine

Möglichkeit, das zufällige Rauschen von einem Pixel zu subtrahieren. (weil es zufällig ist). Wenn außerdem das dunkle Bild, das wir subtrahieren, ein inhärentes Rauschen aufweist (und das wird es (und das wird es), dann verbindet sich dieses Rauschen mit dem Rauschen in unserem wissenschaftlichen Bild und erhöht das Gesamt-rauschen in unserem endgültigen Bild. Aus diesem Grund ist Lichtverschmutzung schlecht; sie erzeugt Messrauschen, auch wenn wir die Hintergrundhelligkeit des Himmels während unserer photometrischen Messungen abziehen.

## Bildgewinnung Wissenschaft

### Prüfung des Sternbildes – PSF

Ihre Photometriesoftware sollte Ihnen die Möglichkeit bieten, eine Punktspreizungsfunktion (PSF) eines ausgewählten Sterns aus Ihrem Bild zu erstellen. Im Allgemeinen ist dies eine zwei- oder dreidimensionale Darstellung der ADU-Zahl für jedes Pixel gegenüber einem Querschnitt oder radialen Schnitt durch den Stern, wie er auf Ihrem Bild zu sehen ist. Eine solche Darstellung kann sehr nützlich sein, um festzustellen, ob ein Stern in Ihrem Bild gesättigt ist oder vielleicht mit einem anderen Stern überblendet ist. Nachfolgend finden Sie einige Beispiele für PSF-Diagramme (erstellt mit DS9) zusammen mit einer Nahaufnahme des gemessenen Sterns aus dem Bild.





### Wahl der Belichtungszeit

Die Belichtungszeit, die Sie für jedes Bild wählen, hängt von einer Reihe von Faktoren ab, darunter die Helligkeit des Veränderlichen zu diesem Zeitpunkt, dem verwendeten Filter, der Qualität des Antriebs Ihres Teleskops und davon, ob Sie nachführen oder nicht. Im Allgemeinen sollten Sie die längste Belichtungszeit verwenden, die für die Gesamthelligkeit und die Zeitskala der Veränderung, die Sie messen möchten. Der kritischste Aspekt bei der Wahl einer geeigneten Belichtungszeit für einen bestimmten Filter ist, dass das Bild des Veränderlichen oder der Vergleichssterne nicht gesättigt wird.

Veränderlichen oder eines der Vergleichssterne zu sättigen. Andernfalls erhalten Sie eine falsche Ablesung der Sternhelligkeit was zu wertlosen Daten führt.

Um dieses Problem zu vermeiden, sollten Sie die Linearität Ihrer Kamera an der Verstärkung messen,

Offset, Binning und Auslesemodus, die Sie gewählt haben, messen und die resultierende Kurve verwenden, um die maximale und minimale „sichere“ Belichtungszeit für jeden Stern, den Sie wahrscheinlich aufnehmen werden. Ihre Ergebnisse können Sie dann als Belichtungszeit in Abhängigkeit von der Sterngröße für jeden Filter in einer Tabelle speichern, um sie später Referenz. Dies wird Ihnen in Zukunft viel Zeit und möglicherweise Frustration ersparen. Denken Sie daran, dass ein Sternbild gesättigt sein kann, lange bevor es „aufblüht“ (d. h. Sie sehen vertikale Zacken aus ihm herauskommen)!

- Sehr lange Belichtungen werden am besten in mehrere kürzeren Belichtungen aufgeteilt. Je länger die je länger die Belichtung, desto größer ist die Wahrscheinlichkeit, dass Ihr Bild durch Antriebsanomalien beeinträchtigt werden könnte, einen vorbeiziehenden Satelliten, Einschläge kosmischer Strahlung, vorbeiziehende Wolken, usw. Die kürzeren Bilder können gestapelt werden, um den SNR zu verbessern.

- Wenn Ihre Kamera über einen elektromechanischen Verschluss verfügt, sollten Sie Belichtungszeiten von weniger als 10 Sekunden vermeiden und niemals Belichtungszeiten von weniger als 3 Sekunden aufnehmen. Jede kürzere Zeit führt dazu, dass Öffnen und Schließen des Verschlusses zu einer deutlich unterschiedlichen Belichtung verschiedener Bereiche des Sensors unterschiedliche Zeiten belichten. Bei Kameras mit elektronischen Verschlüssen ist dies kein Problem.

- Verschiedene Filter erfordern fast immer unterschiedliche Belichtungszeiten, nicht nur wegen der nicht nur wegen der Reaktion des Filters und des Sensors, sondern auch, weil der Stern in einem Band viel weniger Licht aussenden kann als in einem anderen. Dies gilt insbesondere für blaue Filter, vor allem bei der Beobachtung von roten Sternen.

### Anzahl der Aufnahmen?

In diesem Abschnitt wird unterschieden zwischen der Anzahl der von Ihnen durchgeführten Messungen (mit Hilfe der Photometrie, um und der Anzahl der von Ihnen gemeldeten Messungen (eine Ergänzung der AAVSO Internationalen Datenbank). Diese Zahlen stimmen oft nicht überein, wenn Sie z.B. mehrere Messungen zu einer einzigen Meldung zusammenfassen (um die Qualität durch Mittelung zu verbessern und die Unsicherheit durch Messung der Standardabweichung der beteiligten Messungen).

Wie viele Aufnahmen Sie machen müssen, hängt von vier miteinander zusammenhängenden Faktoren ab:

**Zeitreihe der Beobachtung:** In den meisten Fällen ergibt sich die erforderliche Beobachtungsreihe aus dem Verhalten des Sterns, den Sie beobachten. Im Moment unterscheiden wir nur zwischen einer Zeitreihe, die eine einzelne (wie bei einem langperiodischen Veränderlichen) und einer Zeitreihe, bei der mehrere Messungen im Laufe einer einzigen Nacht gemacht werden. Eine Zeitreihe des

Beobachtungslauf, bei dem Hunderte von Messungen an einem Zielstern im Laufe einer einzigen Nacht durchgeführt werden einer einzigen Nacht durchgeführt werden, sollten Sternen vorbehalten sein, die tatsächlich etwas im astrophysikalischen Sinne tun (z. B. kurzperiodische Veränderliche oder verfinsternde Doppelsterne). Weitere Informationen dazu später.

Entscheidend ist, dass die Zeitreihe für die Wissenschaft angemessen sein muss. Zu viele Beobachtungen von bestimmten Arten von Sternen in zu kurzer Zeit verzerren die Lichtkurve, verunreinigen die Datenbank und verschwenden Ihre Zeit. Zu wenige Beobachtungen anderer Sterne können dazu führen, dass Ihre Daten unvollständig und möglicherweise bedeutungslos sind.

**SNR:** Die Wissenschaft, die Sie unterstützen, diktiert das minimale SNR, das Sie tolerieren können. Wenn Ihr wissenschaftliches Ziel beispielsweise darin besteht, zu unterscheiden, ob sich ein eruptiver Stern in seinem aktiven oder ruhenden ist, kann ein relativ niedriges SNR ausreichend sein. Wenn Sie andererseits nach Farbverschiebungen suchen in Verbindung mit einem Exoplanetentransit, benötigen Sie wahrscheinlich ein relativ hohes SNR. Bedenken Sie auch, dass Ihr SNR-Ziel muss sowohl für das Ziel als auch für den/die Vergleichsstern(e) berücksichtigt werden. Ein gutes Ziel-SNR, aber ein schlechtes Vergleichsstern-SNR führt zu einer höheren Messunsicherheit als ein als ein gutes SNR für beide.

**Belichtungszeit:** Im vorherigen Abschnitt haben Sie die Belichtungszeit festgelegt, auf der Grundlage einer Reihe von Faktoren von denen einer das benötigte SNR ist. In einigen Fällen ist die gewünschte Belichtungszeit in manchen Fällen so lang, dass Sie die gesamte Integrationszeit in eine Reihe von Belichtungen aufteilen, die Sie zu einem einzigen Bild zusammenfügen, das analysiert wird, um eine einzige Messung zu erstellen.

**Messunsicherheit:** In diesem Leitfaden werden mehrere Möglichkeiten zur Schätzung der Unsicherheit Ihrer Messungen angegeben. Eine (gute) Möglichkeit besteht darin, mehrere Messungen durchzuführen und die Standardabweichung dieser Einzelmessungen um ihren Mittelwert zu messen. Drei Messungen sind die Mindestanzahl die einen vernünftigen Mittelwert und eine vernünftige Standardabweichung ergibt.

Anhand dieser vier Überlegungen können Sie mehrere Entscheidungen treffen:

- Wie viele gemeldete Werte sollen für die Sitzung übermittelt werden? Wenn mehr als einer, mit welcher Zeitreihe?
- Wie viele photometrische Messungen werden zu jedem gemeldeten Wert beitragen?
- Wie viele Bilder werden für jede photometrische Messung kombiniert (gestapelt)?

In der Regel sind die Antworten auf die ersten beiden Fragen für alle Filter, die Sie für diesen Zielstern in dieser Nacht verwenden, gleich für diesen Zielstern in dieser Nacht verwenden. Die Antwort auf die dritte Frage kann durchaus filterabhängig sein, Sie wird sowohl von der Farbe des Zielsterns als auch von der Empfindlichkeit Ihres Systems in jedem Durchlassbereich des Filters beeinflusst. Die

Antworten auf diese drei Fragen bestimmen sowohl die Anzahl der benötigten Bilder als auch die Entscheidung, ob Sie Bilder mit verschiedenen Filtern verschachteln wollen.

### Helle Sterne

Helle Sterne stellen für Photometristen ein besonderes Problem dar. Um eine Sättigung Ihres Sternenbildes zu vermeiden, sollten Sie eine kurze Belichtungszeit verwenden. Zusätzlich zu den möglichen Problemen, die durch das Öffnen und Schließen des Verschlusses verursacht werden, können sehr kurz belichtete Bilder stärker unter Szintillationseffekten leiden als bei längeren Belichtungszeiten, bei denen sich das „Flimmern“ über einen längeren Zeitraum hinweg ausgleicht. Zur Vermeidung solcher Probleme zu vermeiden, empfiehlt es sich, in der Regel Belichtungszeiten von mehr als 10 Sekunden zu wählen. Wenn Sie den Punkt erreichen, an dem Sie nicht mehr kurz genug belichten können, um eine Sättigung zu vermeiden, können Sie eine oder mehrere der folgenden Techniken ausprobieren.

- Verwenden Sie eine Blendenmaske am Ende Ihres Teleskops, um die Menge des einfallenden Lichts auf Ihre Kamera zu reduzieren. (Beachten Sie, dass Sie die Aufnahmen wiederholen müssen, wenn Sie dies tun!)-  
Versuchen Sie, einen B-Filter anstelle eines V-Filters zu verwenden. Der Filter selbst reduziert die Lichtmenge, die Ihre Außerdem sind einige Kameras weniger empfindlich für blaues Licht als für die längeren Wellenlängen der V-, Rc- oder Ic-Bänder.
- Defokussieren Sie das Bild ein wenig. Dadurch wird das Licht auf mehrere Pixel verteilt und Sie können die Belichtungszeit verlängern, bevor die Sättigung eintritt.

Wenn Sie zu sehr kurzen Belichtungszeiten (< 10 Sekunden) gezwungen sind, um eine Sättigung zu vermeiden, nehmen Sie auf jeden Fall mehrere Bilder aufnehmen und sie zu einer einzigen Messung kombinieren, wenn sich der Stern langsam genug bewegt. Diese Dadurch wird der Einfluss der Szintillation verringert, die fälschlicherweise zu falschen Helligkeitsschwankungen von mehr als 0,1 Magnituden! Eine nützliche Faustregel ist, so viele Kurzzeitbelichtungen zu stapeln, dass sich eine Gesamt Bilddauer von mindestens 20 Sekunden ergibt.

### Eng beieinanderstehende Sterne

Unerfahrene Beobachter sollten die Aufnahme von Feldern vermeiden, in denen die Sterne sehr dicht beieinanderstehen. Der Grund dafür ist, dass es sehr schwierig ist, eine genaue Photometrie durchzuführen, wenn sich die Sterne berühren oder überlagern überlagern. Daten, die versehentlich Licht von zwei Sternen kombinieren, sind im Allgemeinen von sehr geringem Nutzen. Um zwei eng beieinander liegende Sterne zu trennen, könnte man ein größeres Teleskop verwenden oder mathematische Techniken einsetzen wie z. B. die Anpassung der Punktspreizungsfunktion (PSF), was jedoch den Rahmen dieses Leitfadens sprengen würde. Die einzige Ausnahme von dieser Richtlinie ist, wenn der nahe gelegene Stern 1% oder weniger der Zählungen des Zielsterns des Zielsterns über den gesamten Bereich der Variablen hat. In diesem Fall können Sie das kombinierte Licht des Veränderlichen und des nahen Sterns verwenden. In überfüllten Feldern ist dies jedoch selten der Fall. Schlimmer noch, Veränderliche mit großen Bereichen (wie Miras) können im Maximum viel heller als der nahe Stern sein, aber im Minimum schwächer. Dieser Fall führt oft dazu, dass Beobachter die Identität der beiden Sterne verwechseln, und in den AAVSO-Archiven enthalten daher eine Reihe von Lichtkurven mit „flachem Boden“.

### Extinktion-Nahe dem Horizont

Auch Beobachtungen in niedriger Höhe des Horizonts sollten vermieden werden. Beobachten Sie Objekte nur, wenn die Luftmasse weniger als 2,5 (oder Höhe  $> \sim 23^\circ$ ) beträgt. Wenn das Licht eines Sterns durch einen dickeren Querschnitt der Erdatmosphäre passieren muss, wird seine Helligkeit abgeschwächt. Dies wird als Abschwächung oder atmosphärische Extinktion. Es ist möglich, Korrekturen an Ihren Daten vorzunehmen, um dies auszugleichen, aber es wird kompliziert, da sich der Grad der Abschwächung mit zunehmender Nähe zum Horizont schnell ändert. Der Effekt ist auch von der Farbe der Sterne ab, die Sie messen. Irgendwann müssen Sie jeden Stern unterschiedlich stark abschwächen, selbst wenn er sich im selben Sichtfeld befindet. Das Seeing wird auch schlechter, je näher Sie dem Horizont kommen.

Die Dicke der Atmosphäre wird in Form der Luftmasse angegeben. Die Luftmasse ist definiert als die Länge des Lichtweges durch die Atmosphäre, bezogen auf die Länge des kürzest möglichen Weges - gerade nach oben. So ist die Luftmasse für ein Objekt direkt über dem Kopf 1,0 und die Luftmasse für etwas am Horizont ist sehr groß. Wenn Sie Ihre Daten bei der AAVSO einreichen, sollten Sie die Luftmasse für jede Beobachtung angeben. Wenn Ihre Photometrie-Software diese nicht berechnet oder Sie die Luftmasse nicht mit Ihrer Planetariumssoftware abrufen können, können Sie den Zenitwinkel Ihres Ziels schätzen und ihn selbst berechnen.

Airmass (X) at sea level can be approximated using this formula:

$$X = 1/\cos(\theta)$$

Where  $\theta$  is the zenith angle (measured from  $0^\circ$  at the zenith to  $90^\circ$  at the horizon)

Altitude (angle above horizon)	Zenith angle (angle from overhead)	Formula Airmass	Airmass (actual)
$90^\circ$	$0^\circ$	1.00	1.00
$60^\circ$	$30^\circ$	1.15	1.154
$30^\circ$	$60^\circ$	2.00	1.995
$25^\circ$	$65^\circ$	2.37	2.357
$20^\circ$	$70^\circ$	2.92	2.904
$10^\circ$	$80^\circ$	5.76	5.60

### Sättigung

Sterne, die für die Belichtungszeit viel zu hell sind, zeigen oft ein Blooming. Auch hier ist es wichtig dass das Bild eines Sterns bereits gesättigt sein kann, bevor Sie Blooming sehen. Um festzustellen, ob ein Stern gesättigt ist, prüfen Sie die ADU-Zahl im hellsten Zentrum des Sterns. Führen Sie dies sowohl für den Zielstern als auch für den Kontrollstern und alle Vergleichssterne, die Sie verwenden öchten. Wenn die ADU-Zahl für einen dieser Sterne nahe an die oder die Linearitätsgrenze Ihrer Kamera überschreitet, dann ist dieser Stern gesättigt und sollte nicht in die Messungen einbezogen werden. Alternativ dazu können Sie auch das Sternprofil betrachten, um festzustellen, ob das Profil eine „flache Spitze“ aufweist. Es ist völlig in Ordnung, andere ungesättigte Sterne im Feld zu verwenden, solange sie nicht durch Blooming Spikes eines gesättigten Sterns beeinträchtigt werden.

### Filterrad Probleme

Ihr Filterrad ist ein ziemlich empfindliches Gerät. Manchmal kann das Filterrad klemmen, so dass es sich entweder gar nicht oder nur halb in die richtige Position dreht. Ein auf halbem Weg festsitzender Filter verdeckt oft die Sterne in einem Teil des Bildes verdeckt.

### Streulicht

Reflexionen auf der Innenseite Ihres Teleskoptubus oder anderen optischen können zu hellen erreichen, Ringen oder Doppelsternbilder verursachen, die Ihre Ergebnisse beeinträchtigen. Dies ist besonders deutlich, wenn der Mond aufgegangen ist oder sich helle Sterne oder Planeten in der Nähe des abzubildenden Feldes befinden. Beim Newtonteleskop kann Streulicht über die Rückseite des Tubus gelangen, wenn der Tubus hinten offen ist. Oft kommt auch Streulicht vom Notebook hier in den Tubus. Auf die AdapterT2-M48 sind zwar innen schwarz aber glänzend, dann sieht man den Schatten des Sekundärspiegels.

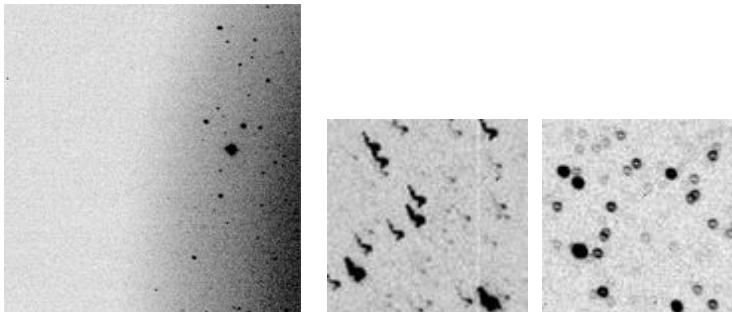
### Geisterbilder

Aufgrund der Funktionsweise des Sensors in Ihrer Kamera kann es vorkommen, dass Sie bei der Aufnahme eines hellen Objekts einen „Geisterbild“ desselben Objekts auf dem nächsten Bild. Ein Geisterbild ist daran zu erkennen, dass es wie ein unscharfer Fleck aussieht und mit jedem weiteren Bild allmählich verblasst. Im Allgemeinen stellen diese Artefakte kein Problem dar, es sei denn sie stören einen Stern, den Sie zu messen versuchen, oder sie verwirren Sie bei der Identifizierung des Feldes. Sie sind Sie treten häufiger bei Bildern auf, die mit einem Rotfilter (z. B. Rc oder Ic) aufgenommen wurden. Um sie zu vermeiden, sollten Sie die Kamera aufwärmen und einige Minuten zu warten, bis das Bild „ausblutet“. Wenn Sie die Kamera wieder abkühlen, sollte es verschwunden sein. Eine weitere Möglichkeit besteht darin, helle Objekte in der Nähe des Randes des Sichtfeldes zu halten des Sichtfelds zu halten, damit das Geisterbild keine Auswirkungen hat.

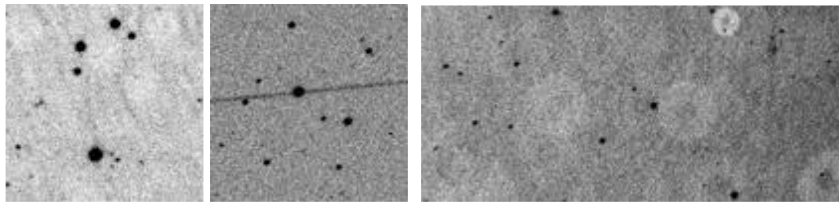
### Atmosphärische Probleme

Wenn Sie Ihre Ausrüstung für eine Beobachtungsnacht aufbauen, nehmen Sie sich ein paar Minuten Zeit, um den Himmel zu studieren! Zeichnen Sie auf, was Sie sehen, vor allem, wenn Wolken in der Nähe sind, und machen Sie sich Notizen über die Sichtbedingungen und Transparenz. Da es schwierig ist, dünne Wolken an einem sehr dunklen Himmel zu sehen, sollten Sie die Aufnahmen was Sie sehen, wenn es noch dämmt oder wenn es dämmt. Es ist nicht immer einfach, den Effekt der dünnen Wolken auf Ihren Bildern zu erkennen, aber wenn Sie später die aber wenn Sie später die Ergebnisse Ihrer Fotometrie studieren und vermuten, dass etwas nicht stimmt, können Ihnen Ihre Notizen sehr nützlich sein. In seltenen Fällen kann eine dünne, gleichmäßige Wolke Ihren Zielstern und die Vergleichssterne, die Sie Vergleichssterne in gleichem Maße beeinflussen, und aufgrund der Funktionsweise der Differentialphotometrie wird sich der Effekt aufheben. Dies ist jedoch selten der Fall, so dass Sie Ihre Messungen bei fragwürdigen Wetterbedingungen mit großer Skepsis betrachten sollten. Wetterbedingungen mit großer Skepsis betrachten.

### Die potentiellen Bildprobleme



Filter nicht richtig eingerastet    Nachführung    Fokus



Vereisung

Satellitenspur

Probleme mit Flats

## Photometrie – Bilder ausmessen

### Was ist differentielle Photometrie?

Es gibt zwei Arten der Photometrie, die in der Astronomie häufig angewandt werden:

**Differentialphotometrie** - bei der die Helligkeit des veränderlichen Sterns mit der Helligkeit mit der Helligkeit eines Sterns bekannter Helligkeit im gleichen Sichtfeld zur gleichen Zeit so dass eine „standardisierte Helligkeit“ für den veränderlichen Stern bestimmt werden kann.

**All-Sky-Photometrie** - ein komplizierteres Verfahren, bei dem die Sternhelligkeiten direkt von den Ergebnissen der nächtlichen Kalibrierung Ihres Systems und den aktuellen atmosphärischen Bedingungen unter Verwendung einer Reihe von Standardsternen außerhalb des Gesichtsfeldes abgeleitet werden.

In diesem Leitfaden wird nur die Differentialphotometrie behandelt, weil sie viel einfacher ist, normalerweise ausgezeichnete Ergebnisse liefert und Ergebnisse liefert und bei nicht idealen Beobachtungsbedingungen weniger Probleme bereitet. Wenn zum Beispiel eine dünne Wolke durch Ihr Gesichtsfeld zieht, während Sie ein Bild aufnehmen, stehen die Chancen gut, dass sie die Helligkeit des von Ihnen gemessenen Vergleichssterne ebenso stark beeinflusst wie die Helligkeit des Zielsterns. Der Helligkeitsunterschied zwischen den beiden Sternen wird daher nahezu gleich sein und Ihre Ergebnisse können unbeeinflusst sein. Dies liegt daran, dass wir davon ausgehen, dass die Himmelsbedingungen während des gesamten Bildes gleich sind.

### Die Analysephase

#### Prüfen Sie Ihre Bilder

Auch wenn Sie dies vielleicht schon einmal getan haben, kann eine visuelle Prüfung jedes Bildes viel Zeit und Frustration sparen. Achten Sie auf Wolken, Flugzeug- oder Satellitenspuren oder Einschläge kosmischer Strahlung, die der Sterne (sowohl des Ziels als auch des Vergleichs), die Sie messen möchten. Wenn Sie eine Reihe von Zeitreihen Bilder desselben Feldes aufgenommen haben, können Sie sie alle nacheinander untersuchen, um nach Veränderungen im Laufe der Zeit zu suchen. Überprüfen Sie alle von Ihnen gemessenen Sterne, um sicherzustellen, dass keiner von ihnen gesättigt ist. Denken Sie daran nur weil Sie kein Blooming eines Sterns in Ihrem Bild sehen, heißt das nicht, dass er nicht gesättigt sein kann. Eine Möglichkeit, um festzustellen, ob ein Sternbild gesättigt ist oder nicht, besteht darin, eine Punktausbreitungsfunktion (PSF) des Helligkeitsprofils des Sterns). Wenn es so aussieht, als ob der obere Teil der Kurve flach ist, sind die Chancen gut, dass der Stern den Detektor gesättigt hat und es keine Möglichkeit gibt, eine gute Magnitude abzuleiten. Es ist wichtig, dass Sie bereits die Linearität Ihrer Kamera bestimmt haben und dass Sie 50-70% dieser Grenze nicht überschreiten (vor allem, wenn Sie CMOS-ähnliches Binning verwenden).

Mit etwas Übung bekommen Sie ein Gefühl für die beste Belichtungszeit, die Sie für Ihre Bilder verwenden können, je nach Helligkeit des Sterns und dem verwendeten Filter. Helligkeit eines Sterns und dem verwendeten Filter.

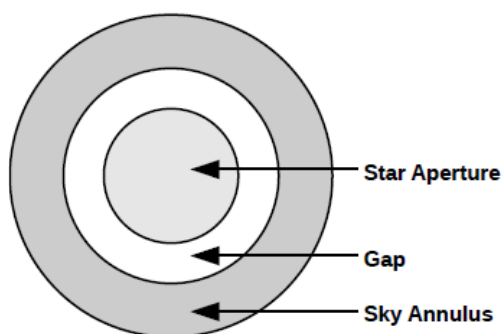
### Sterne identifizieren

Studieren Sie Ihre Bilder sorgfältig - besonders in überfüllten Feldern oder wenn die Sterne, die Sie messen wollen, sehr schwach sind. Es ist nicht ungewöhnlich, dass ein naher Begleiter oder ein naher gelegener Stern mit dem zu messenden variablen Stern verwechselt wird, insbesondere wenn der Begleiter heller ist. Außerdem, wenn manche Software auf schwache Sterne in der Nähe von hellen Sternen stößt, wird der Cursor auf den hellen Stern „rezentriert“, unabhängig davon, welchen Sie auszuwählen versuchten. Eine großformatige (vergrößerte) Karte sollte immer herangezogen werden, wenn Sie ein für Sie neues Feld abbilden, damit Sie sicherstellen können, dass es keine versteckten Überraschungen gibt und Sie den richtigen Stern beobachten (und analysieren). Je nachdem, welches Softwarepaket Sie verwenden, erfolgt die Sternidentifizierung entweder automatisch oder Sie selbst mit Hilfe von Diagrammen. In jedem Fall ist es wichtig, zu überprüfen, ob die Veränderlichen, Vergleichs- und Kontrollsterne korrekt identifiziert sind. Astrometrie-Software ist gut, aber nicht perfekt! Sie kann durch Fehler in Ihren Bildern gestört werden und Sterne mit nahen Begleitern falsch identifizieren. Wenn Ihre Software keine Informationen über Vergleichssternefolgen von der AAVSO importiert, müssen Sie dies selbst tun. Die beste Möglichkeit, die benötigten Informationen zu erhalten, ist die Verwendung des AAVSO Variable Star Plotter (VSP), um eine Karte zu erstellen und eine Photometrietabelle zu erhalten. Mit Hilfe der Karte können Sie Vergleichssterne identifizieren und die veröffentlichten Helligkeiten für jede Filterfarbe an den entsprechenden Stellen eintragen. Die Verwendung eines DSS-Bildes in Ihrer Sternkarte kann ebenfalls von Vorteil sein.

### Setzen der Messblende

Streng genommen ist die Photometrie einfach die Messung der Menge an Lichtenergie, die pro Zeiteinheit. In diesem Leitfaden befassen wir uns nur mit der Aperturphotometrie, die so genannt wird, weil wir die Stärke des Lichts in kreisförmigen Blenden messen, die auf einzelne Sterne in unserem Bild zentriert sind. Zwei weitere Möglichkeiten der Photometrie sind die Anpassung der Punktausbreitungsfunktion (PSF) und Bildsubtraktion. Diese Techniken sind nützlich, um Messungen in sehr dicht besetzten Feldern durchzuführen. Da beide jedoch sehr kompliziert sind und nur selten in kommerziellen Softwarepaketen enthalten sind, werden sie hier nicht behandelt.

Die Blende besteht aus drei Teilen, wie in der Abbildung zu sehen ist: Sternblende (oder Messblende) - dies ist der innerste Kreis, der den Stern umgibt, den Sie messen Lücke(Gap) - dies ist einfach ein Raum zwischen dem Signalkreis (Star Aperatur) und dem Himmelsring (Sky Annulus). Himmelsring - der äußere Ring, der verwendet wird, um Informationen über die Helligkeit des Himmelshintergrunds. Der Ring hat sowohl einen inneren als auch einen äußeren Radius.



*Photometry aperture and sky annulus*

Das von Ihnen verwendete Softwarepaket bietet Ihnen wahrscheinlich eine gewisse Kontrolle über die Größe der einzelnen Blenden; möglicherweise müssen Sie kleine Anpassungen vornehmen, um Ihr Bild anzupassen oder Probleme zu vermeiden. Eine wichtige Regel ist, dass Sie für jeden Stern im selben Bild die gleiche Größe der Ringe verwenden müssen.



Im Folgenden finden Sie einige weitere Vorschläge und Richtlinien für die Größe der Blendenringe:

- Der Durchmesser der Sternöffnung sollte das 3- bis 4-fache der durchschnittlichen FWHM aller Sterne betragen die Sie messen möchten. (Der Aperturradius beträgt also das 1,5-2fache der FWHM.) Ihre Software sollte Ihnen eine Möglichkeit bieten, die FWHM zu bestimmen. (FWHM, oder „volle Breite bei Halbmaximum“ Seien Sie vorsichtig mit Ihrer Software, da einige den Radius des Sterns und andere den Durchmesser des Sterns angeben. Achten Sie auch darauf, dass beide Messungen in Pixeln erfolgen und dass Sie Bogensekunden und Pixel nicht vermischen.
- Machen Sie sich keine Sorgen, wenn die helleren Sterne in Ihrem Bild die Grenzen der Sternapertur zu überschreiten scheinen.
- Auch wenn alle Sterne ungefähr die gleiche FWHM haben, können die helleren Sterne größer erscheinen als die schwächeren Sterne.
- Der Durchmesser des inneren Kreises des Himmelsrings sollte etwa das 5-fache der durchschnittlichen FWHM betragen (typischerweise etwa 10 Pixel Durchmesser).
- Passen Sie den äußeren Ring des Himmelsrings an. Ein größerer Himmelsring führt zu einem besseren Signal-Rausch Verhältnis (SNR) des Himmelshintergrunds. Sterne im Himmelsring haben normalerweise keinen Einfluss auf die Messung des Himmelshintergrunds nicht, da die meisten Photometriesoftware Techniken verwenden, um Sterne, die innerhalb des Himmelsrings fallen, auszuschließen. Idealerweise sollte der Himmelsring etwa 10x so viele Pixel enthalten wie die Sternmessblende, was einen Außendurchmesser etwa das 9-fache der durchschnittlichen FWHM.

#### Vergleichssterne und Kontrolsterne auswählen

Die AAVSO-Sequenzen wurden sorgfältig entworfen, um Sterne zu verwenden, deren Helligkeiten sehr genau bestimmt wurden und von denen bekannt ist, dass sie nicht schwanken oder enge Begleiter haben. Durch die Verwendung eines Standards Vergleichssterne werden Ihre Ergebnisse besser mit denen anderer AAVSO-Beobachter verglichen, wenn Ihre Daten in der internationalen Datenbank der AAVSO zusammengeführt werden. Forscher, die Ihre Daten verwenden, werden schätzen das.

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 Einzelvergleichssternephotometern.



	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 Zielsterne) auszuwählen, um unkorrigierte Extinktionseffekte zu minimieren.
- Verwenden Sie einen Vergleichssterne, der eine ähnliche Farbe wie der Zielsterne 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 Zielsterne 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 Prüfsterns 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?

## Die Messphase

### Messung der Helligkeit

Das Magnitudensystem stammt aus dem zweiten Jahrhundert v. Chr. und wird dem griechischen Astronomen Hipparchus zugeschrieben. Es ist logarithmisch und ordnet den helleren Sternen kleinere Magnitudenzahlen zu. Ursprünglich entwickelt, um Sterne mit bloßem Auge zu klassifizieren, wurde sie im Zeitalter der Teleskope angepasst, um die optische Helligkeit für viele Arten von astronomischen Objekten. Es besteht eine direkte Beziehung zwischen Helligkeit und Fluss: Fünf Magnituden Helligkeitsunterschied entsprechen einem Multiplikationsfaktor von 100 im Lichtstrom, was bedeutet, dass jede Magnitude einem Faktor von etwa 2,5 im Lichtstrom entspricht. In diesem Kapitel werden wir mit zwei verschiedenen Arten von Helligkeitsmaßen arbeiten: instrumentelle Magnitude und Standardmagnitude. Obwohl sie sich unterscheiden, sind sie miteinander verbunden, und es ist möglich von einer Art in die andere umzurechnen.

Die instrumentelle Magnitude ist definiert:

$$\text{mag} = -2,5 \times \log (\text{integrated flux} / \text{exposure time})$$

Die Standardmagnitude ist definiert als das Verhältnis zwischen zwei Sternen. Es gibt überall am Himmel Standardsterne, deren Standardmagnituden sorgfältig gemessen wurden. Die

Standardmagnitude eines beliebigen Sterns kann relativ zu einem dieser Standardsterne mit der folgenden Gleichung ausgedrückt werden:

$$(\text{mag1} - \text{mag2}) = -2,5 \times \log (\text{flux1} / \text{flux2})$$

Da die instrumentellen Helligkeiten nicht an eine bestimmte Referenzhelligkeit gebunden sind, beeinflussen viele Faktoren die gemessene instrumentelle Helligkeit beeinflussen. Teleskopgröße, Kameraeffizienz, atmosphärische Transparenz, die Luftmasse (und damit die Beobachtungshöhe über dem Meeresspiegel) und der Wellenlängen-Durchlassbereich beeinflussen die gemessene instrumentelle Magnitude. Bei jeder Beobachtung gibt es eine Abweichung zwischen der instrumentellen Magnitude und der Standardmagnitude; diese Abweichung wird als Nullpunkt bezeichnet. Bei der Durchführung von Differentialphotometrie nehmen wir gleichzeitig unser Ziel und mindestens einen Vergleichssterne von bekannte Standardgröße. So können wir den Nullpunkt berechnen, was uns wiederum erlaubt eine beliebige instrumentelle Helligkeit aus diesem Bild in die entsprechende Standardhelligkeit umzuwandeln. Wir können sogar den Mittelwert der Nullpunkte von mehreren Bildern bilden, um einen gemittelten Nullpunkt mit der weniger Unsicherheit aufweist als eine einzelne Nullpunktschätzung aus einem Bild.

Ihre Software wird wahrscheinlich den Lichtstrom (Anzahl der ADU innerhalb Ihrer Messöffnung) in instrumentelle Größen umrechnen, aber seien Sie sich bewusst, dass die Software möglicherweise beliebige Referenzpunkte für diese instrumentellen Größen. Dies kann zu seltsam aussehenden (aber ansonsten völlig legitimen) instrumentellen Magnituden wie „-12,567“ führen. Solche instrumentellen Helligkeiten sind in Ordnung, solange alle Sterne mit demselben instrumentellen Referenzpunkt gemessen werden. Der Grund dafür ist, dass die instrumentellen Referenzpunkte sich gegenseitig aufheben, wenn differentielle Helligkeiten berechnet werden. In den meisten modernen Software erhalten Sie bei der Eingabe oder Erfassung von Vergleichssterndaten mit einem Mausklick die Helligkeit Ihres Ziels. Es ist jedoch gut zu verstehen, was in der Software vor sich geht Software vor sich geht, denn das AAVSO Extended File Format verlangt die Angabe einiger Prüf- und Vergleichssterndaten unter Verwendung instrumenteller Helligkeiten.

Das gesamte Konzept der Helligkeit ist mit der Betrachtung des Spektrums eines Sterns verwoben. Helligkeit wird über einen Teil des Spektrums gemessen, wobei Fotometristen Farbfilter als primäres Werkzeug verwenden, um bestimmen, welche Teile des Spektrums bei einer bestimmten Helligkeitsmessung berücksichtigt werden. Wenn wir also über die Helligkeit eines Sterns (seine Magnitude) sprechen, geben wir oft an welches Standardfilter zur Messung dieser Helligkeit verwendet wurde. Wenn Sie also die Helligkeit eines Sterns nachschlagen, finden Sie mehrere Helligkeiten aufgelistet, wobei jede mit ihrem Standardmessfilter gekennzeichnet ist.

Die Software misst den Fluss, der in den obigen Gleichungen verwendet wird. Die ADU-Zahlen in den Pixeln, die in der inneren Messblende enthalten sind, werden summiert; Diese Summe umfasst sowohl das Licht des zentralen Teils des Sterns als auch das Hintergrundlicht. Die Software betrachtet die ADU-Zählungen in den Pixeln des äußeren Ringes, um eine Hintergrundhelligkeit zu bestimmen, die dann von der Summe der inneren Blende abgezogen wird. Diese hintergrundbereinigte Summe der inneren Apertur wird zur Berechnung der instrumentellen Helligkeit des Sterns verwendet.

Die bekannten Standard-Helligkeiten des Vergleichssterne (oder des Ensembles von Vergleichssterne) werden dann mit der gemessenen instrumentellen Helligkeit des Vergleichssterne (oder des Ensembles von Sterne) kombiniert, um den Nullpunkt zu berechnen (oder zusammen gemittelt, um einen Nullpunkt zu erhalten). Wenn ein Vergleichssterne-Ensemble verwendet wird Vergleichssterne-Ensemble verwendet, erhalten Sie eine mittlere geschätzte Helligkeit für Ihren Zielstern, die im Allgemeinen genauer ist, als wenn nur ein Vergleichssterne verwendet wird. Wenn es

scheint, dass ein Vergleichssterne im Ensemble verrauscht ist oder ein Problem hat, das Ihre Ergebnisse beeinträchtigt, entfernen Sie ihn aus dem Ensemble und berechnen Sie den Durchschnitt neu. Aber auch hier gilt, dass Sie die Verwendung von Ensembles aufschieben sollten, bis Sie der Photometrie und der Abschätzung Ihrer Messunsicherheiten beherrschen.

### Messen Sie die Unsicherheit

Ihre Sterngrößen liefern nur einen Teil der Informationen über Ihre Beobachtung. Jedes legitime Stück wissenschaftlichen Daten ist nicht nur mit einer Messung, sondern auch mit einer Unsicherheit verbunden, die dem Forscher, der Ihre Daten verwendet, darüber informiert, wie gut Ihre Messung abgesichert ist. Daher ist es wichtig, dass Genaue Berechnung und Übermittlung der Unsicherheit der Größenordnung zusammen mit der Größenordnung selbst. Messunsicherheit gibt es in zwei Formen. Die Präzision ist ein Maß für den zufälligen Fehler, der mit identisch wiederholten Messungen (Wiederholbarkeit). Die Genauigkeit ist ein Maß für den systematischen Fehler zwischen Ihren Messungen und bekannten (wahren) Werten.

Zu den zufälligen Unsicherheiten gehören Dinge wie das Photonenrauschen (proportional zur Quadratwurzel der Anzahl der Photonen, die Ihre Kamera empfängt) sowie Ausleserauschen und thermisches Rauschen in Ihrem Sensor. Diese Rauschquellen müssen charakterisiert werden. Wir versuchen, die Zufallsunsicherheit zu verringern und die Präzision durch Erhöhung des SNR.

Systematische Unsicherheiten messen, wie weit die beobachteten (berechneten) Helligkeiten von der wahren, tatsächlichen Helligkeit des Sterns abweichen. Systematische Unsicherheiten messen die Genauigkeit, nicht die Präzision. Bei einem langsam schwankenden Stern können Sie durch mehrfache Messungen seiner Helligkeit direkt das Ausmaß der Messstreuung (Präzision) direkt messen und die mittlere Helligkeit berechnen. Die Differenz zwischen diesem Mittelwert und der tatsächlichen Helligkeit des Sterns ist die systematische Unsicherheit. Ein nützliches Maß für die Genauigkeit ist die Differenz zwischen der beobachteten und der bekannten Helligkeit des Kontrollsterns.

Alle derzeitigen Messungen der Unsicherheit in der Photometrie sind Präzisionsunsicherheiten. Genauigkeitsunsicherheiten können nur beurteilt werden, indem man die Anpassung des Ergebnisses an ein Modell (z. B. ein Lichtkurvenmodell) untersucht, unter der Annahme, dass das Modell robust ist (falls nicht zutreffend), oder durch Vergleich der Differenz zwischen Ihrem Ergebnis und der akzeptierten Helligkeit eines Standardsterns (unter Berücksichtigung von Zufallsfehlern bei beiden).

Die meiste Software gibt entweder eine Präzisionsunsicherheit in Größenordnungen an oder liefert das Signal-Rausch-Verhältnis (SNR). Ein praktischer Näherungswert ist, dass die Unsicherheit in Größenordnungen  $1/\text{SNR}$  ist, so dass ein SNR von 50 ergibt eine Unsicherheit von 0,02 Größenordnungen. Dies ist jedoch nicht ideal, da

(a) das SNR direkt aus jedem Bild berechnet wird und nichts über das Rauschen durch nichtphotometrische Bedingungen aussagt und

(b) man sich darauf verlassen muss, dass die Software die Berechnung korrekt vornimmt. Die meiste Software heutzutage macht einen vernünftigen Job, aber das war in der Vergangenheit nicht immer der Fall für jede Software. Wie immer sollten Sie sich Ihre Ergebnisse und prüfen Sie, ob sie sinnvoll sind.

Abgesehen von dieser ersten Methode gibt es nicht die eine beste Methode zur Berechnung von Unsicherheiten, sondern es hängt davon ab, was und wie Sie zu beobachten planen. Wenn Sie mehrere Messungen eines Sterns in einer einzigen Nacht durchführen (z. B. eine Zeitreihe), können

Sie die beobachteten Schwankungen Ihres Veränderlichen oder Ihres Vergleichssterne verwenden und Kontrollsternen beobachtet werden, um die gesamte photometrische Unsicherheit zu schätzen.

Sie haben zwei Möglichkeiten. Wenn Sie wissen, dass sich die Variable nur langsam ändert (z. B. ein Mira-Stern), dann können Sie die Helligkeit des Veränderlichen für jedes Bild berechnen und die Standardabweichung dieser Werte berechnen, um die Unsicherheit zu ermitteln. (Denken Sie daran, dass Sie bei einem langsam veränderlichen Stern noch Schritt weitergehen und alle Messungen einer einzigen Nacht zu einer einzigen Helligkeit zusammenfassen, anstatt eine Zeitreihe mit mehreren Messungen einzureichen.) Wenn sich der Veränderliche auf kurzen Zeitskalen verändert (ein kataklysmische Variable, zum Beispiel), dann sollten Sie stattdessen die Unsicherheit aus mehreren Messungen Ihres Vergleichs oder Kontrollsternen ermitteln. In allen Fällen berechnen Sie die Unsicherheit mit Hilfe der Standardabweichungsgleichung:

$$\sigma = \sqrt{\sum (x_i - \bar{x})^2 / (N - 1)}$$

Sie würden dann  $\sigma$  als Ihre Unsicherheit angeben. Beachten Sie, dass Sie, wenn Sie die Standardabweichung eines Vergleichssterne für diesen Test verwenden, sollten Sie einen Stern mit ähnlicher Helligkeit wie die Variable verwenden, um einen repräsentativen Fehlerwert zu erhalten.

Wenn Sie stattdessen nur ein Bild pro Filter für ein bestimmtes Feld aufnehmen, können Sie die Unsicherheiten nur berechnen auf der Grundlage der in diesem einen Bild enthaltenen Informationen. Im Falle eines schwachen Sterns müssen Sie die CCD-Gleichung:

$$SNR = N_{star} / \sqrt{N_{star} + n(N_{sky} + N_{dark} + (N_{readnoise})^2)}$$

wobei N die Anzahl der Photonen ist, die jeweils von den Sternen, dem Himmel, dem Dunkelstrom und dem Ausleserauschen des Sensors und n die Anzahl der Pixel in der Messblende ist. Dies mag zwar kompliziert aussehen, ist es einfach eine Abwandlung des Falles, in dem Sie die Unsicherheit aufgrund von Photonenrauschen messen. Um dies zu verstehen, stellen Sie sich vor, dass Nstar viel größer ist als jeder der anderen Terme. In diesem Fall nähert sich die CCD-Gleichung der Grenze der Quadratwurzel aus der Anzahl der empfangenen Photonen.

Hier sind zwei Dinge zu beachten. Erstens steht N in der obigen Gleichung für die Anzahl der Photonen und nicht für die Anzahl von ADU, die Ihre Kamera liefert. Dies führt zu einer leichten Änderung der Gleichung für ADU, die die Verstärkung G enthält:

Zweitens können Sie den SNR-Wert aus Ihrer Software anstelle des vollständigen CCD-Wertes verwenden Gleichung zur Schätzung der Unsicherheit im Falle eines Sterns, dessen Helligkeit deutlich über dem Himmelshintergrund und dem Ableserauschen liegt.

$$SNR = (N_{ADU})G / \sqrt{((N_{ADU})G + n_{pix}((N_{ADU, sky} + N_{ADU, dark})G + (N_{readnoise})^2))}$$

Eine weitere Option bei der Einzelbildphotometrie (für fortgeschrittene Photometristen) verwendet mehrere Vergleichssterne (ein Ensemble) im Bild. In diesem Fall messen Sie alle Vergleichssterne zusammen mit dem Veränderlichen, berechnen die Helligkeit des Veränderlichen, die mit jedem der Vergleichssterne ermittelt wurde, und berechnen Sie den Mittelwert und die Standardabweichung all dieser Helligkeiten. Dies berücksichtigt die Unsicherheiten sowohl in der Variablen als auch in den Vergleichssterne berücksichtigt.

Die CCD-Gleichung ist allgemeingültig, aber auch etwas kompliziert zu berechnen, da man alle diese Dinge einzeln messen und sie liefert keine Informationen über andere Unsicherheitsquellen die über das spezifische Bild hinausgehen, wie zum Beispiel die Himmelsbedingungen. Aber bei einem einzigen Bild ist dies jedoch das Beste, was Sie tun können, und Sie sollten es verwenden, insbesondere wenn Sie mit schwachen Sternen und niedrigem SNR arbeiten.

## Auswertung

### Transformation der Daten

Die internationale Datenbank der AAVSO setzt sich aus Daten zusammen, die von vielen verschiedenen Beobachtern aus der ganzen Welt zu unterschiedlichen Zeitpunkten rund um den Globus gesammelt wurden. Das Schöne an einem solchen System ist, dass es allen interessierten Beobachtern die Möglichkeit gibt Beobachter zum Archiv beitragen können, was ein großes Potenzial für die Ausweitung der Dauer und des Umfangs der Erfassung für die Zielsterne zu erweitern. Im Gegensatz zu Daten, die durch Durchmusterungen gesammelt werden, kann es zu Lücken in der Abdeckung kommen, die durch schlechte Wetterbedingungen, Geräteausfälle oder die Einstellung der Finanzierung entstehen können, reduziert der AAVSO-Ansatz die Auswirkungen solcher Probleme. Andererseits kann die Tatsache, dass jeder Beobachter andere Geräte Verfahren verwendet, kann es zu Abweichungen kommen, die von Beobachter zu Beobachter nur schwer miteinander in Einklang zu bringen sind. Unter der Annahme, dass die in diesem Leitfaden beschriebenen Verfahren sorgfältig befolgt wurden und keine Fehler gemacht sind die größten verbleibenden Unterschiede zwischen Messungen, die von zwei verschiedenen Beobachtern, die denselben Stern zur selben Zeit mit demselben Filter betrachten, wahrscheinlich auf Unterschiede in der Farbempfindlichkeit der Ausrüstung des jeweiligen Beobachters. Jede Kombination aus Teleskop, Filter und Kamera hat ihre eigenen einzigartige Eigenschaften, die je nach Farbe des gemessenen Sterns und der verwendeten Filter Größenunterschiede von einigen hundertstel Größenordnungen bis zu einigen zehntel Größenordnung von einem Beobachter zum anderen führen können. Selbst zwei photometrische Filter desselben Herstellers können eine leicht unterschiedliche spektrale Empfindlichkeit haben, die Ihre Messungen beeinflusst!

Durch die Umwandlung Ihrer Daten in ein Standard-Farbsystem können diese Unterschiede stark reduziert werden. Dies wird sowohl Ihre Beobachtungen besser mit denen anderer Beobachter, die ihre Daten umgewandelt haben, in Einklang bringen und wird die gesamte Datenbank wissenschaftlich nützlicher. Es ist das Ziel der AAVSO, alle Fotometristen dazu zu bringen ihre Daten zu transformieren.

### Die zwei Schritte der Transformation

- Bestimmung der Transformationskoeffizienten: Dieser Schritt wird relativ selten durchgeführt (ein paar Mal pro Jahr) durchgeführt, um die numerischen Koeffizienten zu berechnen, die den Unterschied zwischen der Reaktion Ihres Systems und dem Standardfarbsystem erfassen. Dazu messen Sie die Helligkeit und Farbe von Helligkeit und Farbe vieler Sterne mit bekannter Helligkeit und Farbe (ein Standardfeld) messen und Ihre Messungen (durch jeden Ihrer Filter) mit der bekannten Helligkeit jedes Sterns.
- Anwenden von Transformationskoeffizienten: Dieser Schritt wird nach jedem Beobachtungslauf als integraler Bestandteil der Verarbeitung jeder Beobachtung. Sie verwenden die zuvor ermittelten Koeffizienten zur Anpassung um jede Ihrer Messungen an das Standardfarbsystem anzugleichen.

### Allgemeiner Überblick und Annahmen

Aus Gründen der Konsistenz mit dem Rest dieses Leitfadens wird bei den folgenden Erläuterungen davon ausgegangen, dass Sie unterschiedliche differentielle Photometrie durchführen und dass Sie mindestens zwei Filter haben (das Minimum, das für eine normale Transformation erforderlich ist).

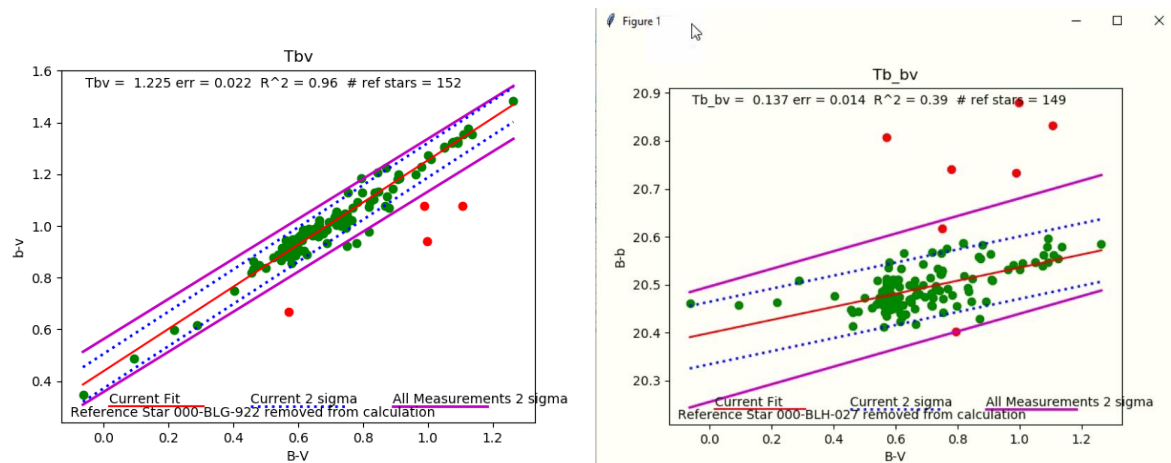
In der Astronomie wird die Farbe eines Sterns (oder der Farbindex) als der Unterschied in der Helligkeit ausgedrückt, der mit zwei verschiedenen Filterbandpässen gemessen wird. So erhält man zum Beispiel den Farbindex B-V durch Subtraktion der V Helligkeit von der B-Helligkeit subtrahiert wird. Vereinbarungsgemäß wird der Buchstabe des Filters mit der kürzeren Wellenlänge immer zuerst angegeben. Einige Farbindizes werden häufiger verwendet als andere. Das am häufigsten verwendete Maß ist B-V (d. h. die Helligkeit, die mit einem Johnson-B-Filter gemessen wird, minus der Helligkeit, die mit einem Johnson-V-Filter gemessen wird). Je kleiner der B-V-Farbindex ist, desto blauer ist der Stern. Farbindizes können positive oder negative Zahlen sein. Die blauen Sterne sind im Allgemeinen mit den negativsten Farbindizes verbunden.

Farbindizes sind in der gesamten Astronomie von Bedeutung. Sie geben einen Hinweis auf die Art des Spektrums eines jeden Sterns, indem sie die relative Stärke des Sternenlichts in verschiedenen Wellenlängenbereichen beschreiben. So bedeutet zum Beispiel ein großer positiver B-V Farbe bedeutet, dass das Spektrum in Richtung Rot „gebuckelt“ ist und wir einen kühlen, roten Stern beschreiben. Außerdem, weil Farbindizes die Differenz zwischen den Helligkeiten messen, sind Farbindizes tendenziell etwas weniger empfindlich gegenüber Nullpunktfehler.

Physikalisch gesehen gibt es für jedes Filterpaar, das Sie haben, einen Farbindex. Wenn Sie zwei Filter haben (z. B. B und V), haben Sie es mit einem einzigen Farbindex zu tun (ein Paar: BV). Wenn Sie drei Filter haben (z. B. B, V und R), gibt es drei Paare (BV, VR und BR). Bei vier Filtern gibt es sechs Paare, und bei fünf Filtern sind es zehn Paare. Jeder Farbindex ist ein Unterschied in der Helligkeit, und wir geben jedem Farbindex einen Namen, der angibt, welche zwei Magnituden für diesen Farbindex subtrahiert wurden. Allerdings haben nicht alle Filterpaare die gleiche astronomische Bedeutung. Einige Farbindizes werden einfach nicht oft verwendet (z. B. B-I) und werden normalerweise ignoriert und nicht einmal berechnet.

Wenn Sie Helligkeitsmessungen mit mehreren Filtern durchführen, messen Sie nicht nur eine Helligkeit (Helligkeitswert) für jedes Filter auch einen Farbindex für jedes Filterpaar messen. In ähnlicher Weise gibt es zwei Arten von Transformationskoeffizienten, die Sie berechnen werden: ein Satz von Transformationskoeffizienten, der die zur Korrektur der gemessenen Farbindizes verwendet werden, und einen Satz, der zur Korrektur der Messungen der einzelnen Filterstärken.

Und an diesem Punkt werden Sie sich vielleicht am Kopf kratzen, da die Anpassung einzelner Filterstärken automatisch die von Ihnen berechneten Farbindizes ändert (wenn Sie die Helligkeitswerte von zwei verschiedenen Farben subtrahieren) umgekehrt (da die Anpassung der Farbindizes eine Änderung der einzelnen Größen impliziert). In der Tat sind Helligkeit und Farbe miteinander verflochten und verworren. Sie sind nur verschiedene Ansichten der gleichen Daten. Diese gegenseitige Abhängigkeit verkompliziert die Mathematik der Transformation, auf die wir später noch eingehen werden.



Beispiele für die beiden Transformationsdiagramme. Das Diagramm auf der linken Seite ist für einen Farb Transformationskoeffizienten und stellt die gemessene Farbe gegen die bekannte (wahre, Standard-) Farbe. Das Diagramm auf der rechten Seite ist für einen Größentransformationskoeffizienten und stellt den Größenfehler (plus eine Konstante) gegen die bekannte Farbe. In jedem Fall wird der Transformationskoeffizient selbst aus der Steigung der Best-Fit-Linie (rot) durch die Punkte abgeleitet. Die violetten Linien zeigen die Standardabweichung der Punkte um die Best-Fit-Linien. (Illustration mit freundlicher Genehmigung von George Silvis)

### Die Graphen der Transformationskoeffizienten

Der Prozess der Bestimmung Ihrer Transformationskoeffizienten beginnt mit einer Beobachtungssitzung, bei der Sie ein Standardfeld (mit Sternen bekannter Helligkeit) mit allen Ihren photometrischen Filtern aufnehmen. Für jeden Stern, einen Satz von Helligkeitsmessungen, und aus diesen Helligkeiten berechnen Sie Ihre die beobachteten Farbindizes für jedes Paar Ihrer Filter. Anschließend erstellen Sie zwei Arten von Diagrammen, eines, das Ihre gemessenen Farbindizes gegen die bekannten Farbindizes für jeden Stern aufträgt und eine, die die Differenz zwischen Ihrer gemessenen Helligkeit und der bekannten Helligkeit gegen den bekannten Farbindex aufträgt.

Wenn Ihr System bereits perfekt auf das Standardfarbsystem abgestimmt ist, hat die erste Reihe von Diagrammen (gemessener Farbindex gegen bekannten Farbindex) eine Steigung von genau 1,0 aufweisen. Ähnlich verhält es sich, wenn Ihr System bereits perfekt auf das Standardfarbsystem abgestimmt ist, hat der zweite Satz von Diagrammen eine Steigung von 0,0, da der Fehler völlig unabhängig von der Farbe ist.

Das Werkzeug AAVSO Transform Generator (TG) hilft Ihnen bei der Messung dieser Steigungen. Es nimmt Ihre Helligkeitsmessungen

Helligkeitsmessungen, berechnet die gemessenen Farbindizes, schlägt die bekannten Farbindizes nach und erstellt alle Diagramme für Sie. Sie werden mit dem TG-Tool interagieren, um jedes Diagramm zu betrachten, die Qualität des Diagramms zu bewerten und alle Punkte zu löschen Punkte, die nicht mit den anderen übereinstimmen (wie die roten Punkte in den obigen Diagrammen). Sobald Sie jedes Diagramm durchgesehen und bearbeitet haben (bei vier oder mehr Filtern können es leicht ein Dutzend Diagramme sein) Filter), berechnet das TG-Tool die Steigung jeder Linie, um Ihnen den Wert des entsprechenden Die Datenstreuung in den Diagrammen wird auch verwendet, um die Genauigkeit (Unsicherheit) des Koeffizienten zu schätzen.

Der resultierende Satz von Koeffizienten wird zur Speicherung in eine Datei aufgenommen.



Mit dem TG-Tool können Sie Koeffizienten vergleichen, die an verschiedenen Tagen gemessen wurden, und den Durchschnitt der Koeffizienten aus verschiedenen Beobachtungssitzungen. Der endgültige Koeffizientensatz wird formatiert und zur Verwendung in Ihren täglichen Beobachtungssitzungen. Die Dokumentation sowohl für das TG-Tool als auch für das Transform Applier-Tool finden Sie unter

<https://www.aavso.org/transforms-everything-you-need-transform-your-ccd-observations>.

### Benennung der Koeffizienten

Wir erinnern uns, dass es zwei Arten von Transformationskoeffizienten gibt: solche, die die Farbe anpassen, und solche, die die Größenordnung. Die Namenskonvention für Transformationskoeffizienten ist für jeden Typ unterschiedlich:

- Für Farbtransformationskoeffizienten wird der Name Txy verwendet, wobei x und y die aus einem oder zwei Buchstaben bestehenden Namen der Filter sind. Namen der Filter sind. Zum Beispiel der Farbtransformationskoeffizient, der den gemessenen b-v Farbindex mit dem bekannten (wahren) B-V-Farbindex in Beziehung setzt, als Tbv bezeichnet. (Beachten Sie auch, dass wir Großbuchstaben (Beachten Sie auch, dass wir Filterbuchstaben in Großbuchstaben verwenden, wenn wir uns auf Standard-Systemmessungen beziehen, und Filterbuchstaben in Kleinbuchstaben, wenn wir uns auf unsere untransformierte (instrumentelle Größen-) Messungen.) Manchmal erfordern die Filtercodes zwei Buchstaben, so dass Tgsr der Farbindex ist, der mit der Differenz zwischen Sloan-Grün und Sloan roten Magnituden.
- Für Magnituden-Transformationskoeffizienten wird der Name Tx\_yz verwendet, wobei x der ein- oder zweistellige Name der gefilterten Größe ist, die angepasst wird, und yz der Name des Farbindexes mit 2-4 Buchstaben ist der als Grundlage für die Anpassung verwendet wird. Zum Beispiel kann der Transformationskoeffizient der Größe, der die instrumentelle b-Größe mit dem bekannten (wahren) B-V-Farbindex in Beziehung setzt, ist als Tb\_bv bekannt.

### Anwendung der Transformationskoeffizienten

Obwohl Sie Ihre Transformationskoeffizienten relativ selten berechnen, werden Sie sie jede Nacht anwenden. Sie wenden diese Koeffizienten an, um Ihre gemessenen Solldaten in das Standardsystem zu transformieren. Die Reihe von Diagrammen, die Ihnen Aufschluss darüber geben, wie die Farben Ihres Systems mit den Standardfarben korrelieren und wie Ihre Helligkeiten auf der Grundlage der Standardfarben angepasst werden müssen, liefern alle Informationen, die für die umgekehrte Berechnung erforderlich sind: die Anpassung der gemessenen Farben und Helligkeiten an den Standard anzupassen. Eigentlich haben Sie zu viele Parameter; Sie müssen nur so viele Korrekturen berechnen, wie Sie müssen nur so viele Korrekturen berechnen, wie Sie Filter haben (eine Korrektur pro gefilterter Helligkeit), aber Sie haben wahrscheinlich mindestens doppelt so viele Transformationskoeffizienten.

Die Anwendung der Transformationskoeffizienten kann aus mindestens drei Gründen komplex sein:

- Die verwendeten Gleichungen müssen für einen anderen Satz von Unbekannten gelöst werden, als wenn die Gleichungen in der Form vorliegen, die die Transformationskoeffizienten erzeugt.
- Es gibt mehr Gleichungen (und mehr Umformungskoeffizienten) als Unbekannte, die Sie zu lösen sind (d. h. das System ist übermäßig eingeschränkt).
- Die Gleichungen basieren auf Farbunterschieden zwischen Sternpaaren, aber wenn Sie ein Vergleichssterne-Ensemble verwenden, haben Sie mehr als nur das einzelne Sternpaar, mit dem Sie zu tun haben, wenn einen Zielstern und einen Vergleichssterne hat. (Dies ist einer der Gründe, warum Sie sich als Anfänger von Ensembles fernhalten sollten.)

Daher kann dieser Teil des Prozesses eine beängstigende Menge an Arithmetik beinhalten, wenn Sie ihn von Hand durchführen. (Die Gleichungen finden Sie in Anhang D dieses Handbuchs.) Allerdings können sowohl das VPhot-TransformApplier-Paket und LesvePhotometry können Sie sich jedoch darauf verlassen, dass Ihre Transformationskoeffizienten als normaler Teil der Analyse korrekt angewendet werden. Abschluss der Analyse.

(Beachten Sie jedoch, dass VPhot derzeit (2022) zwei verschiedene Methoden zur Anwendung von Transformationskoeffizienten anbietet, von denen nur eine mit mehreren Vergleichssterne (einem Vergleichsensemble) funktioniert. Die beiden Methoden verwenden nicht die gleichen Gleichungen und wenden leicht unterschiedliche Transformationskorrekturen an. Eine Methode heißt "TransformApplier" und funktioniert sehr gut, wenn es einen einzelnen Vergleichssterne gibt. Die andere Methode heißt "Two Color Transform" und funktioniert mit einer Gruppe von Vergleichssterne, erfordert aber eine nicht-intuitive Anwendung, wenn mehr als zwei Filter verwendet wurden).

### Bewertung und Verbesserung

Egal, ob Sie Anfänger oder erfahrener Fotometrist sind, Sie werden irgendwann feststellen, dass das unermüdliche Streben nach Selbsteinschätzung und Verbesserung zur zweiten Natur wird. Das Ziel ist immer ein zweifaches: Sie wollen zu verstehen, welche Fehlerquellen (und -mengen) zu Ihrer Photometrie beitragen, und einen Fahrplan zu erstellen, der zu einer sinnvollen Reduzierung dieser Fehler führt. Für Fotometristen ist ein entscheidender Schritt zur Verbesserung der Genauigkeit die Ihre Daten in ein Standard-Farbsystem zu transformieren.

Drei Aktivitäten sind für diesen Prozess von grundlegender Bedeutung:

- Bewertung Ihres Messfehlers
- Feststellen der Grundursache
- Verbessern

Alle drei Aktivitäten sind notwendig und werden nicht unbedingt in der richtigen Reihenfolge durchgeführt, da es Interaktion zwischen den drei Aktivitäten. Außerdem werden Sie die Aktivitäten wiederholt durchlaufen; wenn eine Fehlerquelle reduziert wird, gewinnen andere Fehlerquellen an Bedeutung und erfordern eine Neubewertung (und das Finden der neuen Fehlerursache). Da sich Ihre Techniken mit zunehmender Erfahrung weiterentwickeln werden, beginnen wir dieses Kapitel mit einer Reihe von grundlegenden Techniken, die im Vergleich zu dem, was Sie bereits als Teil Ihres normalen Analyse- und Berichtszyklus tun, keine besonderen im Rahmen Ihres normalen Analyse- und Berichtszyklus.

## Grundlegende Analysetechniken

Bei jeder photometrischen Messung eines Sterns (Veränderlicher, Vergleichssterne oder Kontrollsterne) hat der Stern zum Zeitpunkt der Messung dieser Stern eine tatsächliche Helligkeit, die von einem perfekten Fotometristen der ein perfektes Teleskop und Kamerasystem verwendet. Die Differenz zwischen Ihrer Messung und dieser tatsächlichen Helligkeit ist der Fehler in Ihrer Messung. Da Sie die Helligkeit des veränderlichen Sterns nicht kennen und da Sie bereits die Vergleichssterne als Grundlage für Ihre Messung verwendet haben, bieten Ihre Kontrollsternmessungen Messungen eine gute Einschätzung der Messgenauigkeit. In den folgenden Abschnitten werden sechs einfache Techniken zur Beurteilung (und Verbesserung) Ihrer photometrischen Leistung beschrieben den folgenden Absätzen beschrieben.

### *Führen Sie mehrere Messungen an Ihrem Zielstern durch*

Wenn Sie ein Ziel mit einer Zeitreihe beobachten, um kurzfristige Schwankungen zu erfassen, dann haben Sie bereits Sie machen bereits mehrere Messungen Ihres Ziels im Laufe der Sitzung. Wenn nicht, dann planen Sie Ihre Belichtungssequenzen so, dass Sie mehrere transformierte Messungen durchführen können; Sie können diese Messungen vergleichen und eine gute Schätzung der Messunsicherheit (Präzision) erhalten, indem Sie die Standardabweichung Abweichung dieser Messungen.

### *Verwenden Sie Ihren Kontrollstern*

Ihr Prüfstern sollte bereits in der AAVSO-Sequenz für Ihr Ziel enthalten sein. Diese Sequenz gibt Ihnen eine erwartete Helligkeit für die Überprüfung. Wie genau stimmt Ihre Messung für den Kontrollstern mit dem Wert in der AAVSO-Sequenz? Daraus ergibt sich eine weitere Schätzung der Unsicherheit.

### *Hinzufügen von Standardfeldern zu Ihrem Beobachtungsplan*

Die Standardfelder (die weiter unten besprochen werden) sind über den gesamten Himmel verteilt; Sie können immer mindestens ein Feld finden das für Ihren Standort, Ihr Datum und Ihre Uhrzeit geeignet ist. Bei den Standardfeldern dauert die Aufnahme photometrischer Bilder nicht länger als die AAVSO-Programmsterne; nehmen Sie regelmäßig ein Standardfeld in Ihren Beobachtungsplan auf. Anhand Ihrer Standard können Sie sowohl die Präzision als auch die Genauigkeit leicht messen, indem Sie beobachten, wie sich Ihre Messungen von Bild zu Bild ändern, und indem Sie Ihre Messungen mit den bekannten Standardhelligkeiten für diese Standardfelder (die Sie leicht vom AAVSO VSP herunterladen können).

### *Transformation*

Transformation der Daten wie oben beschrieben

### *Vergleichen Sie ihre Daten mit der Lichtkurve*

Machen Sie es zum Standard: Vergleichen Sie jede Messung, die Sie durchführen, mit der AAVSO-Lichtkurve für dieses Ziel. Markieren Sie Ihre eigenen Beobachtungen und suchen Sie nach systemischen Abweichungen zwischen Ihren Daten und den Daten anderer Beobachter.

## Schätzung von Genauigkeit und Fehler

Es gibt mindestens zwei verschiedene Gruppen von Fehlerwerten, nach denen Sie suchen: einen Genauigkeitswert und einen Präzisionswert Wert. Die Genauigkeit (Wiederholbarkeit) ist viel einfacher zu messen: Machen Sie eine Reihe von Messungen (Bildern) desselben Sterns unter stationären Bedingungen und sehen Sie, wie stark die Messungen voneinander abweichen. (Diese Variabilität ist definiert als die Standardabweichung der Messungen.) Seien Sie sich bewusst, dass Ihre Präzisionsmessung einzigartig ist für die jeweilige Nacht, das Feld und die Gerätekonfiguration. Wenn Sie einen der folgenden Punkte ändern, ändert sich Ihre Genauigkeit:

- Unterschiedliche Belichtungszeiten (längere Belichtungszeiten verbessern das SNR),
- Unterschiedliche Farbfilter (beeinflussen die Effizienz der Lichtsammlung und das SNR),
- Unterschiedlicher Himmelshintergrund (Lichtverschmutzung oder Mondschein verändern den Rauschpegel),
- Kameraeinstellungen (Verstärkung, Auslesemodus, Offset).

Eine Möglichkeit, Ihre photometrische Genauigkeit zu beurteilen, ist der Vergleich Ihrer Messung mit den Messungen anderen Personen. Es gibt drei Möglichkeiten, dies zu tun, und Sie können (und sollten) sich alle drei zunutze machen:

- Erweitern Sie Ihr Beobachtungsprogramm um die Photometrie von Standardsternen in Standardfeldern (z. B. Landolt-Felder - siehe unten); die Helligkeit dieser Standardsterne wurde sorgfältig gemessen und veröffentlicht, so dass Sie Ihre Ergebnisse leicht vergleichen können.
- Vergleichen Sie Ihre Messungen eines Kontrollsterns bei der täglichen Photometrie mit den photometrischen Sequenzen, die mit den AAVSO-Karten verteilt werden. In der Regel sind die veröffentlichten Magnituden dieser Sequenzsterne eine größere Unsicherheit als in den Daten für Standardsterne verbessern, kann es sein, dass Ihre Genauigkeit irgendwann besser ist als die veröffentlichte Genauigkeit der Kontrollsterne.
- Sie können Ihre photometrischen Ergebnisse für veränderliche Sterne mit den Ergebnissen anderer Beobachter vergleichen indem Sie den AAVSO-Lichtkurvengenerator und die Tools zum Herunterladen von Daten verwenden.

### *Standardfelder*

Mehrere hundert unveränderliche Sterne haben sehr bekannte Helligkeiten. Diese besonderen Sterne wurden Dutzende oder Hunderte von Malen von erfahrenen Fotometern mit gut kalibrierten Systemen gemessen. Die AAVSO unterhält Karten für diese Standardfelder, die diese genauen Photometrien enthalten. Eine Liste der Standard Felder, die direkt vom Variable Star Plotter unterstützt werden, finden Sie unter <https://www.aavso.org/standard-stars-vsp>. (Es gibt dort, eine für nördliche Beobachter und eine für südliche Beobachter). Mit Ihrer Ausrüstung können Sie die Helligkeit dieser Standardfelder messen und Ihre Ergebnisse mit den bekannten Standards vergleichen. Diese Standardfelder sind eine hervorragende Möglichkeit, Ihren eigenen Gesamtfehler zu beurteilen; die AAVSO empfiehlt, dass Sie die Photometrie von Standardfeldern in Ihre täglichen Beobachtungszyklen einbeziehen.

Es gibt verschiedene Arten von Standardfeldern. Einige sind Standardhaufen, andere sind Feldsterne, die sich nicht in Haufen. Viele dieser letzteren Sterne verwenden die Photometrie von Arlo Landolt und sind als Landolt-Standards oder Landolt-Felder.

Bei der Auswahl der Standardfelder, die Sie regelmäßig verwenden werden, sollten Sie beachten, dass einige der Standardhaufen typische Sternabstände haben, die in Bogensekunden nahe dem Zentrum des Haufens gemessen werden. Das Vorhandensein von mehreren Sternen innerhalb der Apertur Ihrer Photometriemessung wird zu einer Fehlerquelle. Die Landolt-Standards decken einen relativ großen Bereich von Sterngrößen ab; vermeiden Sie Standardsterne, die außerhalb des für Ihre Ausrüstung geeigneten Bereichs Ausrüstung liegen.

### *Vergleich der Photometrie mit anderen Photometristen*

Dies kann entweder vor oder nach der Einreichung Ihrer Daten bei der AAVSO geschehen. Der beste Weg zum ist es, den Lichtkurvengenerator (LCG2) für den Stern, den Sie vergleichen möchten, zu starten. Wenn Sie Daten vergleichen, die Sie bereits eingereicht haben, können Sie Ihre eigenen Daten markieren, indem Sie den Bereich "Contributors to zu diesem Diagramm" unter dem Diagramm gehen und Ihren Beobachtercode auswählen. Beachten Sie, dass es sich hier um die Genauigkeit relativ zu einem Modell und nicht eine direkte Bewertung der Genauigkeit im Verhältnis zur Wahrheit. Die Übereinstimmung mit einem Modell ist jedoch das Beste, was wir mit Variablen tun können.

Einige Fragen, die Sie sich bei der Bewertung Ihrer Daten stellen können:

1. Weisen meine eigenen Daten eine größere Streuung auf als die photometrischen Daten anderer Beobachter? (Schließen Sie visuelle Beobachtungen aus, wenn Sie diese Bewertung vornehmen).
2. Zeigen meine eigenen Daten irgendwelche systematischen Trends im Vergleich zu den photometrischen Daten anderer Beobachter? Sind meine Daten durchweg heller oder schwächer als andere? (Wenn ja, ist dies oft ein Indikator für einen Vergleichssterne oder ein Filter-Transformationsproblem).
3. Stimmen einige meiner Datenpunkte nicht mit dem Konsens der Gemeinschaft überein? (Mögliche Ursachen: Verklemmtes Filterrad, vom korrekten Sternzentrum abweichende Photometrieblende, falsche Sternidentifikation) Wenn Sie diesen Schritt korrekt ausgeführt haben, verfügen Sie nun über einige Schätzungen der Genauigkeit (Bias) und Präzision (Wiederholbarkeit)

### *Feststellung der Grundursache*

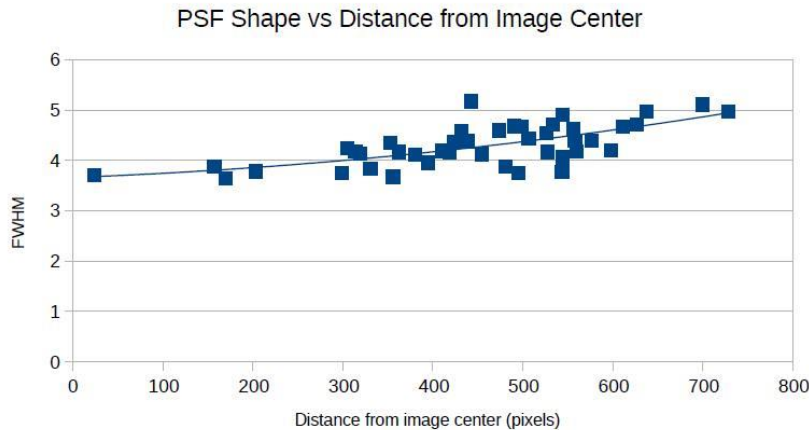
Leider reichen Ihre Genauigkeits- und Präzisionswerte allein nicht aus, um zu wissen, was als nächstes zu tun ist. Sie müssen einen Analyse- und Experimentierprozess durchlaufen, um die Grundursache der Fehler zu ermitteln. Fehler kommen nie aus einer einzigen Quelle. Es gibt viele Ursachen für photometrische Fehler, und sie lassen sich im Allgemeinen nie ganz verschwinden. Zu einem bestimmten Zeitpunkt ist jedoch ein Fehlerverursacher größer als alle anderen Beitrag. Wenn Sie den großen Fehler beheben, schrumpft er, und ein neuer Fehlerverursacher wird der größte.

### *Lernen aus Standardfeldmessungen*

1. Sind Ihre Fehler bei einem bestimmten Stern jede Nacht gleich? Wenn ja, sind Ihre Fehlerbeiträge aufgrund von schlechter Nachführung, schlechte Fokussierung, Wind und niedriges SNR sind nicht so groß wie Fehler aus anderen Quellen.
2. Sind irgendwelche Trends erkennbar? Werden schwache Sterne typischerweise heller als die Standardhelligkeit gemessen? Schwächer? Werden Sterne in der Nähe der Ränder Ihrer Bilder als heller gemessen, als sie sein sollten? Wenn ja, gibt Ihnen der jeweilige Trend einen Hinweis auf die entsprechende Fehlerquelle.
3. Wenn einige Sterne konsistent stärker abweichen als andere, sehen Sie sich die Farben dieser Sterne an. Fehler, die mit der Farbe korrelieren, sind ein möglicher Hinweis darauf, dass die Farbtransformationskoeffizienten entweder nicht verwendet oder falsch berechnet wurden.
4. Erstellen Sie Diagramme des Fehlers gegenüber dem SNR des Sterns und des Zufallsfehlers (Wiederholbarkeit) gegenüber dem SNR. Der zufällige Fehler sollte mit abnehmendem SNR zunehmen und in etwa mit der Schätzung der Messgenauigkeit durch die Photometrie-Software übereinstimmen.

### *Ursachenermittlung: Koma und Flachheit des Feldes*

Ein gutes (und relativ einfaches) Experiment, um die Ursache zu erforschen, ist die Darstellung der FWHM als Funktion des Abstands von der Mitte Ihrer Bilder. Hier ist ein typisches Diagramm für ein Bild, das mit einem 14-Zoll-Schmidt-Cassegrain ohne Komakorrektor oder Flattener im optischen Pfad.



Diese systematische zusätzliche Unschärfe bei Sternen, die aus der Bildmitte verschoben sind, ist eine Ursache für photometrischen Fehler. Der Fehler kann minimiert werden, indem entweder die Photometrie auf die Bildmitte beschränkt wird oder durch Hinzufügen eines Komakorrektors und eines Bildfeldebners in den Strahlengang (was dies war die gewählte Lösung, die wiederum zu mehr Vignettierung führte (eine weitere Quelle für photometrische Fehler), die durch das Flat-Fielding-Verfahren behoben werden musste).

Höchstwahrscheinlich wird die Hauptfehlerquelle nicht offensichtlich sein. Als nächsten Schritt sollten Sie sich selbst ein periodisches Zeugnis auszustellen. Vergeben Sie für jede Kategorie eine Note, vielleicht unter Verwendung der Vorlage in Anhang. Speichern Sie diese Zeugnisse. Füllen Sie nach jeder größeren Systemänderung eine neue Berichtskarte aus (nachdem Sie Ihre Verfahren für die neue Konfiguration optimiert haben), mindestens aber einmal jährlich. Basierend auf Ihrem Photometrie Programm können Sie einige Themen aus der Berichtskarte streichen oder neue hinzufügen. Halten Sie die Berichtskarte aussagekräftig und ehrlich. Nutzen Sie sie, um Ihre Gedanken über die sinnvollsten Änderungen zu sammeln, die Sie vornehmen können um die photometrische Qualität zu verbessern. Das Ausfüllen der Berichtskarte kann Fragen in Ihrem Kopf auslösen. Ein nützlicher Teil des Prozesses des Ausfüllens der Berichtskarte ist das Erstellen von Experimenten, um bestimmte Fehlerquellen zu isolieren oder auszuschließen.

Wenn Sie zum Beispiel vermuten, dass eine Nichtlinearität des Detektors Ihre Photometrie beeinträchtigt, können Sie ein Experiment zur Messung der Linearität unter Verwendung Ihrer üblichen Konfiguration für die Erstellung von Flats durchführen. Denken Sie daran, dass die Möglichkeit, Fehlerquellen auszuschließen, ein wichtiger Schritt zur Ermittlung der zugrunde liegenden Ursache(n) Ihrer Fehler zu finden.

### *Verbesserung*

Manchmal ist eine Verbesserung einfach, wenn die vorherrschende Fehlerquelle bekannt ist, aber manchmal ist es schwierig. Für Wenn Sie z. B. feststellen können, dass die Ursache für grobe Fehlmessungen in einem Filterrad liegt, das bei kaltem Wetter Rad liegt, das bei kaltem Wetter festsetzt, kann eine Filterradüberholung das Problem vollständig lösen. Oder vielleicht Sie erkennen, dass Ihre photometrischen Fehler durch ein schlechtes SNR des Zielsterns verursacht werden, und

alles, was Sie tun müssen, ist Belichtungszeiten zu verlängern. Ihre "Berichtskarte" in Anhang E ist Ihr Freund in diesem Prozess; sie sollte Ihnen helfen Sie sollte deutlich machen, was (vorerst) nicht für Verbesserungen in Frage kommt. Aber manchmal gehört zu diesem Prozess auch die Herausforderung, das Finanzbudget Ihres Haushalts mit Ihrem Budget für photometrische Fehler in Einklang zu bringen: ein kompletter Satz photometrischer Filter kann teuer sein.

An dieser Stelle ermutigen wir zum Experimentieren. Machen Sie, wenn möglich, kleine, schrittweise Schritte. Gewinnen Sie Vertrauen Sie darauf, dass Sie die Ursache richtig erkannt haben. Verarbeiten Sie Bilder mit einer völlig unabhängigen Software-Suite und sehen Sie, wie sich Ihre Ergebnisse ändern. Verarbeiten Sie die Bilder einer anderen Person und sehen Sie, wie Ihr Messfehler im Vergleich. Und vor allem sollten Sie langfristig denken. Hören Sie nie auf, Verbesserungen anzustreben. Hören Sie nie auf zu bewerten.

## Photometrie und Astrophysik

In den ersten sieben Kapiteln dieses Handbuchs finden Sie alles, was Sie für die Beobachtung veränderlicher Sterne benötigen Beobachtungen zu machen, die für die Wissenschaft von Nutzen sein können. Die meisten der Anforderungen, Verfahren, Beobachtungs- und Analysetechniken sind dort beschrieben, und Sie sind bereit, mit der Beobachtung zu beginnen. Dieses Kapitel dient dazu Ihnen zusätzliche astronomische Kenntnisse vermitteln, die Ihnen bei der Planung und Durchführung von Beobachtungen zu helfen, die mit größerer Wahrscheinlichkeit zu wissenschaftlich nützlichen Ergebnissen führen. In vielen Fällen wird eine Beobachtungskampagne, die von der AAVSO oder einer anderen Organisation in Auftrag gegeben wird, genau angeben, welche Beobachtungen gewünscht werden und warum; hier möchten wir Ihnen Hintergrundinformationen zu allgemeinen Prinzipien geben, die die Ihre Beobachtungstechniken leiten sollten. Sie können dieses Kapitel als ein "Extra" betrachten, aber Sie sollten es zumindest aber Sie sollten es zumindest durchlesen, um zu sehen, wie wir bei der AAVSO denken, dass Sie Ihre Beobachtungen machen sollten. Unter wollen wir uns vor allem darauf konzentrieren, woran Sie bei der Erstellung eines Beobachtungsplans für bestimmte Klassen von Veränderlichen, einschließlich der Verwendung von Filtern, der Beobachtungshäufigkeit und der Belichtungszeiten.

Bevor wir weitermachen, sollten Sie als ersten Schritt die AAVSO-Website um zu sehen, welche Ressourcen wir für Beobachter bereithalten und für welche Sterne wir nach Daten fragen. Ein Beispiel, Die AAVSO (und mehrere andere Organisationen für Veränderliche Sterne) führen Beobachtungskampagnen durch, bei denen Daten für bestimmte Sterne zu bestimmten Zeiten angefordert werden. Es gibt auch viele immerwährende Ziele, für die immer Daten benötigt werden,

so dass es an Zielen für Sie keinen Mangel gibt. Wir werden hier im Leitfaden nicht darauf eingehen, welche speziellen Sterne Sie Sterne zu beobachten sind, denn es gibt zu viele, die die Zeit der Beobachter wert sind - allein für dieses Thema wäre ein ein ganzes Buch allein für dieses Thema. Denken Sie nur daran, dass Sie bei der Auswahl der Ziele wählerisch sein können erforschen, um die Wahrscheinlichkeit zu erhöhen, dass Ihre Daten von Forschern verwendet werden. Die Ausnahme ist, wenn Sie selbst der Forscher sind und eine klar definierte, neuartige Forschungsfrage haben, die Sie mit Ihren Beobachtungen beantworten wollen, aber das ist auch ein Thema für einen ganz anderen Leitfaden.



## Photometrie und Filter

Bevor Sie beginnen, sollten Sie die Anhänge A und B dieses Leitfadens lesen, die einige physikalische Hintergrund über Licht und die Strahlung von Sternen behandeln. Das Einfachste, was Sie aus dieser Diskussion mitnehmen können, ist dass das Sternenlicht mehr Informationen enthält als die Menge, die zu einem bestimmten Zeitpunkt in Ihrem Teleskop ankommt und dass Sie mehr lernen können, wenn Sie Beobachtungen mit standardisierten Filtern machen, als wenn Sie einfach ein ungefiltertes Bild aufnehmen. Photometrische Filter haben genau definierte Wellenlängenabgrenzungen und Durchlässigkeitseigenschaften und wurden so entwickelt, dass sie einem Standardsystem wie dem Johnson-Cousins oder Sloan-System. Wenn Sie das Sternenlicht durch einen dieser Filter messen, machen Sie eine nicht die Gesamtmenge des einfallenden Lichts, sondern die Gesamtmenge des Lichts innerhalb eines Wellenlängenbereich, der durch den Bandpass des Filters definiert ist.

Die gefilterte Photometrie liefert sehr nützliche astrophysikalische Informationen. Sterne mit unterschiedlichen physikalischen Eigenschaften (wie Temperatur oder chemische Zusammensetzung) haben einzigartige spektrale Eigenschaften, wie n jedem dieser Filtersysteme gemessen. Ein Stern des Spektraltyps "A" hat zum Beispiel ein Spektrum dass, wenn Sie kalibrierte Messungen des Sterns in Johnson B und V erhalten, der Unterschied in diesen kalibrierten Magnituden nahe bei 0,0 liegen wird. Einfacher ausgedrückt: Die B-V-Farbe eines A-Sterns ist nahe bei Null. Dies wurde per Definition festgelegt - so wurden die Helligkeiten ursprünglich im Johnson-System definiert. Der B-V-Farbindex eines Sterns vom Typ G, der kühler ist als ein Stern vom Typ A, liegt irgendwo etwa +0,7, was bedeutet, dass die kalibrierte B-Band-Magnitude dieses Sterns um 0,7 Magnituden schwächer ist als

die V-Band-Helligkeit. Die Spektraltypen von Sternen basieren größtenteils auf ihren Temperaturen, die wiederum die sich wiederum im Erscheinungsbild ihrer Spektren widerspiegeln. Noch wichtiger ist, dass Sie, wenn Sie einen Satz kalibrierter Photometrie für einen bestimmten Stern erhalten, können Sie diese Farben mit bekannten Spektralkalibrierungen vergleichen, um die ungefähren Spektraltypen Ihrer Sterne zu bestimmen. Eine exakte spektrale Typisierung ist komplizierter (und erfordert in der Regel die Aufnahme von Spektren), aber die photometrischen Farben können Ihnen einige nützliche Informationen über die Eigenschaften von Sternen geben. Ein offensichtliches Beispiel, auf das wir hier nicht eingehen werden, ist die Magnituden-Farbe (Hertzsprung-Russell-Diagramm), bei dem die Helligkeiten und Farben von Sternen in Sternhaufen auf sehr genau definierten auf diesem Diagramm liegen, und diese Positionen entsprechen verschiedenen Entwicklungsstadien wie der Hauptreihe und dem Roten-Riesen-Zweig.

Noch interessanter wird es bei veränderlichen Sternen, denn ihre Farben können sich ändern, während ihre Gesamthelligkeit Helligkeit variiert. Denken Sie daran, dass die Farben zum Teil mit der Temperatur eines Sterns übereinstimmen können. Wir wissen auch, dass einige Sterne im Laufe ihrer Veränderungen Farbe und Temperatur ändern. Ein pulsierender Stern wie ein Cepheid oder RR Lyrae kann sich während eines Pulsationszyklus um 1.000 °K oder mehr ändern, und es ist so Diese Temperaturverschiebung führt zufällig zu einer erheblichen Farbveränderung, insbesondere in B-V.

Also, werden Sie einige Dinge sehen, wenn Sie eine kalibrierte Multifilter-Photometrie eines Cepheiden durchführen. Erstens werden Sie sehen Die Lichtkurve im V-Band hat eine andere Amplitude als die Kurve im B-Band (und kann sogar eine leicht unterschiedliche Form und Phase haben). Zweitens werden Sie aufgrund des Unterschieds zwischen B und V feststellen, dass die Farbkurve - eine Darstellung von B-V gegen die Zeit - ebenfalls variabel ist. Dies ist eine nützliche



Information bei Cepheiden, denn so kann man (unter anderem) sehen, in welchem Teil der Lichtkurve der Stern am heißesten ist.

Lichtkurve der Stern am heißesten ist. Ähnliche Beispiele finden sich auch in anderen Klassen von Veränderlichen, deren Temperatur Zwergnovae sind ein gutes Beispiel dafür; sie gehen in einen Ausbruch über, weil ihre weil ihre Akkretionsscheiben in einen heißen, hellen Zustand übergehen, der vorübergehend das Licht des kühleren, röteren Sekundärstern. Es gibt auch einige andere physikalische Prozesse, die Farbänderungen verursachen können Farbveränderungen verursachen können, zum Beispiel die Verdunklung durch Staub wie bei T CrB.

Warum ist das alles für die Photometrie variabler Sterne relevant? Beachten Sie, dass wir das Wort "kalibriert" in der obigen Diskussion mehrfach verwendet haben. Als Spektralstandards erstellt wurden, geschah dies unter Verwendung sehr gut definierten Filtern und Geräten, deren Eigenschaften gemessen und verstanden wurden. Außerdem wurden sie so erstellt, dass die atmosphärische Extinktion kalibriert und aus den Messungen. Ihre Filter, Ihre Ausrüstung und Ihre Beobachtungsbedingungen werden fast nie übereinstimmen die der Beobachter, die die Spektralstandards erstellt haben, mit denen die verschiedenen Eigenschaften der Sterne definiert wurden.

Wenn Sie also eine „V-Magnitude“ und eine „B-Magnitude“ für einen Stern erhalten, ohne Ihre Filter und Geräte zu kalibrieren Filter und Ausrüstung zu kalibrieren oder die atmosphärische Extinktion zu bestimmen, werden sie sich von denen der bekannten Standards. Sie könnten den B-V-Farbindex des oben erwähnten G-Sterns messen und feststellen, dass er +0,8 statt +0,7 beträgt, und der des Sterns vom Typ A ist +0,05 statt 0,0. Deshalb müssen Sie müssen Sie Ihre Transformationskoeffizienten mit Hilfe genau definierter Standards bestimmen: Sie bestimmen die Korrekturen, die Sie auf Ihre Daten anwenden müssen, damit Ihre Messungen im gleichen System wie die der vereinbarten Standards. Auf diese Weise lassen sich Ihre Messwerte am einfachsten mit denen mit den Größen anderer. Es geht nicht darum, dass Ihre Messwerte „falsch“ sind - sie sind nur anders. Aber das Problem ist dann aber, wie man die Daten von vielen verschiedenen Beobachtern verstehen soll, die alle unterschiedlich sind.

Letztlich werden Ihre Daten viel nützlicher sein, wenn Sie die Unterschiede zwischen Ihren Größen und Standardgrößen minimieren können. Deshalb verbringen wir so viel Zeit damit, die Leute zu bitten, ihre Daten zu transformieren

### Zeitliche Überlegungen: Variabilitätszeitskalen, Belichtungszeiten und Kadenz

Wenn Sie sich schon länger mit der Beobachtung von veränderlichen Sternen beschäftigen, wissen Sie wahrscheinlich, dass verschiedene Sterne auf unterschiedliche Weise variieren. Einige Sterne können in Sekunden- oder Minutenabständen variieren (wie einige kataklysmische Variablen), während andere sich über Wochen, Monate oder Jahre hinweg verändern können. Einige Sterne können sogar beide Arten von Veränderlichkeit zeigen. Das müssen Sie bedenken, wenn Sie entscheiden, wie Sie einen bestimmten Stern beobachten wollen. Wenn Sie viele verschiedene Arten von Veränderlichen in Ihrem Beobachtungsprogramm haben, möchten Sie sicherlich nicht für jeden Stern die gleichen Belichtungszeiten und die gleiche Kadenz verwenden wollen. Die vier wichtigsten Dinge, die Sie zu beachten sind:

1. Sie müssen in der Lage sein, ein brauchbares Signal-Rausch-Verhältnis mit einer Belichtungszeit zu erzielen, die kleiner ist als die Zeitskala der Variation.
2. Sie müssen mehrere Beobachtungen von hellen Sternen mitteln, bei denen die Integrationszeit aufgrund von Szintillation sehr kurz ist (zehn Sekunden oder weniger).

3. Sie sollten weder einen Stern überbeobachten, dessen Veränderungszeitskala sehr lang ist, noch einen Stern unterbeobachten einen Stern, dessen Zeitskala sehr kurz ist.

4. Es ist angemessen, etwa 100 Datenpunkte über die gesamte Periode jedes veränderlichen Sterns zu sammeln, um eine einigermaßen gut definierte Lichtkurve zu erhalten.

Der obige Punkt (1) betrifft vor allem Sterne, die sehr schnelle Veränderungen aufweisen und von Natur aus schwach sind. Das klassische Beispiel hierfür ist die Orbitallichtkurve oder der Superhump eines kurzperiodischen kataklysmischen Veränderlichen. Es gibt eine Reihe von CVs, deren Umlaufzeiten 90 Minuten oder weniger betragen, die aber auch sehr lichtschwach sind. Die Kunst besteht darin herauszufinden, wie man die Anforderungen an das Signal-Rausch-Verhältnis mit der Anforderung in Einklang bringt dass die Belichtungszeit keine interessanten schnellen Schwankungen verwischt.

Punkt (2) ist ein häufiges Problem für Instrumentalbeobachter, die helle Sterne messen, heller als 7.

oder 8. Größenklasse für viele typische Systeme mit mittelgroßen Teleskopen. Achten Sie auf Szintillation.

Dies führt natürlich zu Punkt (3) über die Optimierung der Beobachtungskadenz. Verschiedene Klassen von veränderlichen Sternen variieren auf unterschiedlichen Zeitskalen, von Millisekunden bis zu Jahrtausenden. Ihre Beobachtungen sollten optimiert werden.

Sie sollten Ihre Beobachtungen auf die Art der Veränderlichkeit abstimmen, nach der Sie suchen wollen, und Sie sollten auch erkennen, dass einige Arten von Variabilität möglicherweise außerhalb der Reichweite Ihrer Ausrüstung liegen.

Punkt (4) ist eine empfohlene Faustregel, die zu Messungen führt, die Lichtkurven Änderungen von etwa 1% erkennen lassen.

Nehmen wir als Beispiel einen sich langsam verändernden Zielstern. Helle Miras im AAVSO-Programm sind Beispiele für diese. Nahezu alle gut beobachteten Miras in den AAVSO-Archiven sind leicht Beobachter mit Digitalkameras (mit Filtern) fast über den gesamten Variationsbereich hinweg messen können; es gibt Hunderte von Miras, die die meiste Zeit heller als  $V=14-15$  sind. Die Frage ist also wie oft sollte man beobachten? Der einfache Rat, den wir visuellen Beobachtern geben (nicht mehr als einmal alle 1-2 Wochen) gilt auch für Fotometristen. Eine etwas anspruchsvollere Antwort wäre es, einige Beobachtungen (3 oder 4 Belichtungen in jedem Ihrer Filter) in einer einzigen Nacht zu machen und dann den Durchschnitt

die resultierenden Helligkeiten in jedem Filter zusammen. Sie würden dann die Durchschnittswerte und nicht die Magnituden einreichen, und zwar als Magnitudengruppen, so dass ein Forscher nicht nur nicht nur Größenordnungen, sondern auch Farben hat. Wie oft Sie das tun sollten, hängt vom jeweiligen Stern ab, aber im Allgemeinen bei periodischen Sternen ist es gut, zwischen 20 und 50 Beobachtungen in gleichmäßigen Abständen während der Periode der Variation des Sterns. Wenn die Periode 500 Tage beträgt, ist das höchstens eine Nacht alle 10 Tage. Wenn die Periode 100 Tage beträgt, ist das nicht mehr als einmal alle zwei Tage (und sollte eigentlich nie mehr als einmal alle 4-5 Tage).

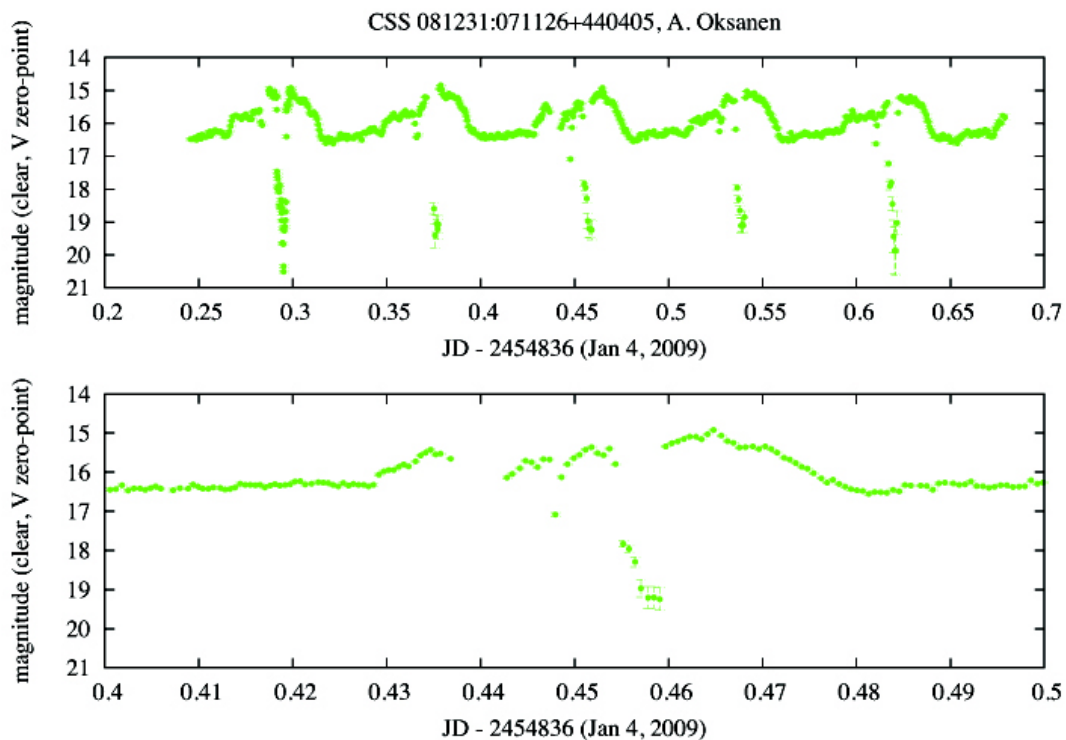
Einige Beobachter tun dies nicht, und in der internationalen Datenbank der AAVSO gibt es einige ungeheuerliche Beispiele Datenbank, in der Beobachter intensive Zeitserien eines Mira erstellt haben, als ob es sich um einen schnellen Veränderlichen handeln würde. Diese Daten sind technisch nicht falsch, aber sie sind größtenteils vergeudete Mühe und in dieser Form nicht für Forscher in dieser Form nicht nützlich. (Die einzige mögliche Verwendung solcher Daten wäre die Suche nach schnellen

Schwankungen zu suchen, die für solche Sterne nicht typisch sind, wie sie durch die Akkretion eines unsichtbaren Begleiters verursacht werden könnten.) Normalerweise kann ein Beobachter einen nützlicheren Beitrag leisten, wenn er ein paar Beobachtungsreihen von einem Stern macht und dann ähnliche Daten von mehreren anderen Sternen aufnimmt. Es gibt viele Variablen, die erfasst werden müssen und ein gewissenhafter Beobachter könnte möglicherweise einige wunderbar nützliche Datensätze für viele Sterne erstellen.

Manchmal kann auch das genaue Gegenteil der Fall sein: Sie haben ein schwaches Objekt, das sich schnell verändert, und Sie haben keinen Bedarf an Photonen (es sei denn, Sie haben ein riesiges Teleskop). Ein Beispiel für diesen Fall, sehen Sie sich die Beobachtungen einer Nacht des verfinsterten Polarsterns CSS 081231:071126+440405 an.

Diese Daten wurden mit einem 0,4-Meter-Teleskop (16-Zoll) durch einen klaren Filter aufgenommen. Wenn der Stern zwischen 15 und 17 Magnituden liegt, betragen die photometrischen Unsicherheiten etwa 0,015 bis 0,02 Magnituden, was deutlich unter der Gesamtamplitude liegt. Ebenso wichtig ist, dass die Beobachtungskadenz bei etwa eine Beobachtung pro Minute beträgt. Die Umlaufzeit des Sterns beträgt etwas mehr als 117 Minuten, so dass die Beobachtungskadenz eine ausreichende Abdeckung des gesamten Orbitalzyklus. Das Ergebnis ist, dass die meisten Orbitalvariationen dieses Sterns sehr gut gemessen werden und die Lichtkurve insgesamt sehr gut aussieht.

Problematisch wird es nur während der extrem kurzen, tiefen Verfinsterung, wenn der Stern unter die Helligkeit 20 fällt. Erstens ist der Eintritt in die Finsternis extrem scharf - nur ein paar Sekunden – so ist es bei einer Beobachtungsfrequenz von einer Belichtung pro Minute nicht möglich, dieses Merkmal aufzulösen. Zweitens, ist die Finsternis sehr tief (mehr als drei Magnituden), so dass die Finsternis das zusätzliche Problem verursacht, dass Signal gegen Rauschen zu verlieren. Die Unsicherheiten bei der Finsternis betragen bis zu 0,3 Magnituden, mehr als zehnmal größer als während des hellen Teils der Umlaufbahn.



In diesem Fall können Sie wirklich nichts tun, um entweder die zeitliche Auflösung oder das Signal-Rausch-Verhältnis während der Sonnenfinsternis zu verbessern - Sie sind durch die Öffnung Ihres

Teleskops und die Anzahl der Photonen begrenzt und es gibt keinen astrophysikalischen Grund, die Belichtungszeit zu verkürzen oder zu verlängern. Eine Verkürzung der Belichtungszeit zur Verbesserung der zeitlichen Auflösung würde die Photometrie zu stark verrauschen, um nützlich zu sein, während längere Belichtungszeiten die Finsternis einfach verwischen würden, so dass man nur noch wenige Datenpunkte während dieser interessanten Erscheinung. Dies ist ein Extremfall, aber die Zahl der interessanten, schwachen Sterne wird nur zunehmen, wenn groß angelegte Durchmusterungen wie LSST beginnen, neue Sterne zu finden. Für den für den allgemeineren Fall, in dem Sie einige Optionen haben, sollten Sie sich einfach über die Art der Variabilität bewusst sein, die Sie und überlegen Sie sich im Voraus, welche Belichtungszeiten und Kadenz Sie wählen sollten.

Dies ist auch ein gutes Beispiel, um die Frage zu stellen, ob es besser ist, ohne Filter zu beobachten. Obwohl wir Filter separat behandelt haben, sind sie hier für die Diskussion über das Timing relevant, denn Filter verringern das Gesamtsignal und wirken sich somit auf die Belichtungszeit und das Signal-Rausch-Verhältnis aus. Einige Filter können das Signal so stark abschwächen, dass Sie mit Ihrer Ausrüstung keine sinnvollen Beobachtungen mit ihnen machen können. Ausrüstung. Hier sind zwei Grundsätze zu beachten.

- Wenn das Ziel hell ist und Sie mit einer angemessenen Belichtungszeit ein gutes SNR erzielen können, sollten Sie immer Filter verwenden, wenn Sie welche haben. (Beachten Sie, dass „gut“ durch Ihre Projektziele definiert wird, aber  $>20$  ist ein vernünftiger SNR-Wert.)
- Wenn das Zielobjekt sehr rote Farben hat, müssen Sie Filter verwenden, es sei denn, es gibt einen zwingenden Grund für den eine ungefilterte Photometrie nützlich ist (z.B. Suche nach Transienten und Gammastrahlenausbrüchen Nachglühen). Wenn Sie bei einem bekannten roten Ziel keinen Filter verwenden können, ist es besser, ein anderes Ziel.

In diesem Fall ist das Objekt zeitweise sehr lichtschwach (mit Verfinsterungen unter Helligkeit 20), so dass Sie definitiv Photonenmangel. Auch die Schwankungen sind relativ schnell, so dass Sie sie so kurz wie möglich halten sollten. Der wichtigste Grund, warum Sie auf einen Filter verzichten können, ist jedoch, dass dieser Stern sehr blau ist (wie die meisten kataklysmischen Veränderlichen). Sein Spektrum ist relativ flach und ändert sich nicht sehr stark mit der Wellenlänge. In diesem Fall stimmen die Breitbandvariationen recht gut mit den durch Filter gemessenen Variationen überein, und ungefilterte Beobachtungen sind ein guter Kompromiss, der ein etwas höheres Signal-Rausch-Verhältnis und/oder kürzere Belichtungszeiten auf Kosten von Spektralinformationen, die in diesem Fall nicht so wichtig sind wie die anderen Informationen, die man erhält.

## Ausnahmen

Bei jeder Regel gibt es Ausnahmen, so auch bei den Richtlinien für die Beobachtung von Kadenz und Belichtungszeit. Das Wichtigste aus der obigen Diskussion ist, dass die Belichtungszeiten ausreichen müssen, um das gesuchte Verhalten zu erkennen, und dass die Beobachtungskadenz muss auch zu den Zeitskalen passen, die Sie abdecken wollen. Es mag Forschungsprojekte geben, die nach Verhalten suchen, das sich von dem unterscheidet, was man normalerweise für eine bestimmte Klasse veränderlicher Sterne erwartet. Ein Beispiel könnte sein die Entdeckung eines extrasolaren Planetentransits in einem Veränderlichen mit längerer Periode wie einem M- oder K-Riesen sein. Sie Normalerweise beobachtet man einen solchen Stern alle paar Tage, aber ein Transit kann sich auf einer Zeitskala von Minuten bis Stunden variieren. In diesem Fall muss man die Beobachtungen mit einer viel schnelleren Kadenz durchführen. Im Allgemeinen, sind solche Fälle selten und treten in der Regel auf, wenn ein Stern bereits in irgendeiner Weise als besonders bekannt ist (zum Beispiel ein Mira-Veränderlicher in einem symbiotischen System). Sie können natürlich auch Daten mit hoher Kadenz nehmen, um selbst nach interessanten Phänomenen zu suchen, aber Sie sollten sich darüber

im Klaren sein, dass diese Daten nur selten in ihrer ursprünglichen Form verwendet werden. Sie sollten in Erwägung ziehen, Ihre Hochkadenzdaten selbst offline zu untersuchen, sie dann zu Mitteln und die gemittelten Daten anstelle der einzelnen Punkte an die AAVSO-Archive zu übermitteln. Noch eine Warnung zu Mira-Sternen: Machen Sie keine ungefilterten Beobachtungen von Miras, Halbmondsternen oder anderen roten Veränderlichen im Allgemeinen. Ungefilterte Beobachtungen sind wirklich nur für „blaue“ Sterne geeignet (mit (B-V) um 0,0). Bei roten Veränderlichen ist Ihre Kamera wahrscheinlich im fernen Rot empfindlich, und rote Sterne sind viel heller sein, als Sie es vielleicht erwarten würden. Sie werden wahrscheinlich gelegentlich Beispiele finden von jemand „CV“-Magnituden für einen Mira- oder Halbmondstern angibt, die zwei oder drei Magnituden heller sind heller sind als sowohl die visuellen Daten als auch die gefilterten CCD-Daten. Solche Beobachtungen sind wirklich falsch, da der „CV“-Bandpass für die Forscher sehr irreführend ist. Sie könnten versucht sein, sehr schwache Mira Sterne ohne Filter zu beobachten, um eine minimale Abdeckung zu erreichen, aber die spektralen Eigenschaften solcher Daten sind so wenig eingeschränkt, dass sie den Forschern nicht viele nützliche Informationen liefern, und mehr Verwirrung stiften können als alles andere. Wenn Sie keine Filter für Ihre Kamera haben, sollten Sie fast alle Arten von roten Variablen vermeiden und Ihre Arbeit hauptsächlich auf kataklysmische Variablen beschränken. Eine Ausnahme könnten sehr schwache Transienten wie Gammastrahlenausbrüche sein.

## Anhang

Was ist Sternenlicht?

Wie und warum strahlen Sterne?

Wie die Beobachtungen zur AAVSO gesendet werden?

Berechnung der Farbtransformation

Selbstbewertung

Starten Schritt für Schritt

In diesem Anhang gehen wir die ersten Schritte durch, die erforderlich sind, um mit Ihrem System nachts nach draußen zu gehen und mit der Photometrie zu beginnen. (Je nach Ausgangspunkt und Zielsetzung kann Ihr Weg durch diesen Prozess etwas von diesem Leitfaden abweichen). Die Abschnittsnummern stehen in eckigen Klammern, um Verweise auf ausführlichere Diskussionen an anderer Stelle in diesem Leitfaden. Obwohl dieser Anhang für jedes Photometriesystem nützlich sein soll, werden in den Beispielen eine bestimmte Kamera und ein bestimmtes Teleskop verwendet

### Beispiel Equipment

Beispiel eine bestimmte Kamera und ein bestimmtes Teleskop: eine monochrome CMOS-Kamera QHY183M mit zwei 1,25-Zoll-Photometriefiltern (Johnson B und V), die mit einem 8" (20cm) f/10 Schmidt-Cassegrain-Teleskop auf einer äquatorialen Montierung gekoppelt sind. Sie müssen die Eigenschaften Ihres eigenen Systems ersetzen. Ein wichtiger Hinweis: Diese spezielle Kamera verwendet einen 12-Bit-Analog-Digital-Wandler. Nach [3.3.4] kann jedes Pixel einen ADU-Wert von bis zu 4.095 haben. Die Kameradesigner haben sich jedoch dafür entschieden, jeden Pixelwert mit 16 zu multiplizieren, um einen ADU-Bereich von bis zu 65.535 zu erhalten. Dies wird bei der Überprüfung der Sättigung (siehe unten) von Bedeutung sein.

### Software

In diesem Anhang werden auch einige Angaben zu der in den Beispielen verwendeten Software gemacht: AstroImageJ und VPhot. Dieses Softwarepaar ist in gewisser Weise einzigartig, da es nicht an ein bestimmtes Betriebssystem gebunden ist; es kann mit Windows, MacOS und Linux verwendet

werden. Aber auch hier gibt es viele andere Möglichkeiten, die Sie nutzen können. Wir haben einfach dieses Paar für unser Beispiel ausgewählt.

Beispiel für ein Aufnahmeprogramm ist SharpCapPro in Verbindung mit ASTAP zum Platesolving und ein Sternkartenprogramm. Skripte in Form von Sequenzen können in SharpCapPro erstellt werden.

VPhot ist ein Online-Tool zur photometrischen Analyse. Sie können Ihre eigenen FITS-Bilder in VPhot hochladen oder Bilder über die [AAVSONet Roboterteleskopnetzwerk](#) automatisch an Ihr VP-Hot-Konto gesendet.

Um VPhot zu verwenden, müssen Sie:

- Seien Sie ein AAVSO-Mitglied ([Anwerben für die Mitgliedschaft.](#))
- Haben Sie einen AAVSO-Beobachtercode ([Anwenden Sie einen Beobachtercode](#) - seine freie und automatische)
- Seien Sie auf unserer Website angemeldet. ([Register für ein Website-Konto.](#))

## Vorbereitung

Wählen Sie ein erstes Ziel: SS Cyg ist ein großartiges erstes Ziel für Beobachter der nördlichen Hemisphäre. Dieser Stern befindet sich in der Regel in einem von zwei Zuständen: in Ruhe (um die 12. Größenklasse) oder im Ausbruch (um die Helligkeit 8,5).

- Berechnen Sie den Abbildungsmaßstab und das Sichtfeld: Der QHY183M-Sensor misst 13,3 mm x 8,87 mm mit 2,4 Mikrometer großen Pixeln.
- Bestimmen Sie den Bildmaßstab und FOV
- Wählen Sie eine Beobachtungskadenz: Für einen Stern mit dieser typischen Lichtkurve ist eine Kadenz von einem Datenpunkt (Bericht) pro Tag angemessen (ein Bericht pro Farbe: ein Datenpunkt in B und ein Datenpunkt in V).
- Ablauf-Skript (Sequenz) erstellen und Testen. Dateinamen mit Objektnamen, Filter und Belichtungszeit.
- Prüfen der Fitsheader auf korrekte Einträge, wie Teleskop, Kamera, Filter, Beobachter, Standort mit geo. Länge, Breite und Seehöhe.
- Umgebungskarte runterladen und Vergleichs- und Kontrollstern bestimmen.
- Machen Sie Testbelichtungen und erzeugen Sie einen Belichtungsplan. Belichtungszeit, Verstärkung, Offset, Auslesemodus und Anzahl der Belichtungen besteht, wird ausgewählt. Basierend auf den Herstellerkurven, bietet eine Verstärkungseinstellung von 0 den höchsten Dynamikbereich. Diese Kamera bietet keine Auswahl an Auslesemodi. Eine Offset-Einstellung von 100 wird auf der Grundlage der Untersuchung des Hintergrund-Histogramms für eine Testbelichtung bei einer Verstärkungseinstellung von 0. Die Testbelichtung von 60 Sekunden war die längste Belichtungszeit, die die Teleskopmontierung ohne Nachführung zulässt (derzeit ist kein Guidscope vorhanden), und die Testbelichtung zeigte mindestens einen Faktor 2 an sättigungsbedingter Nichtlinearität, so dass die geplante Belichtungszeit 60 Sekunden betragen wird.
- Darks und Biases erstellen und die Master-Dateien (schon) vorher erzeugen. Flats für jedes Filter erzeugen. Diese Kalibrierungsbilder bei gleicher Temperatur, Gain und Offset erstellen.
- Teleskop einrichten, Polausrichtung, Sternkartenprogramm, Platesolving und Guider kalibrieren, wenn er genutzt wird. Kamera Kühlung max 80% besser nur 60% ½ Stunde laufen lassen.
- Feld einstellen und Testbelichtungen machen. Prüfen ob der Veränderliche und die Vergleichsterne im Feld sind.

- Prüfen mit AstrolmageJ ob der Stern nicht schon gesättigt ist. Bei dieser Beispielkamera bei 45.000 ADUs
- Durchführung der Belichtungsreihe mit Skripten.

### Literatur für Photometrie

Berry, Richard, and James Burnell. *The Handbook of Astronomical Image Processing* (second edition). Willmann-Bell, Inc. 2005. ISBN 978-0943396828.

Budding, Edwin, and Osman Demircan. *Introduction to Astronomical Photometry* (second edition). Cambridge University Press, 2007. ISBN 978-0521885263.

Buchheim, Robert K. *The Sky is Your Laboratory*, Springer Science+Business Media, 2007. ISBN 978-0387718224.

Hall, Douglas S., and Russell M. Genet. *Photoelectric Photometry of Variable Stars — A Practical Guide for the Smaller Observatory* (second edition). Willman-Bell, Inc., 1988. ISBN 978-0943396194.

Henden, Arne A., and Ronald H. Kaitchuck. *Astronomical Photometry, A Text and Handbook for the Advanced Amateur and Professional Astronomer*. Willman-Bell, Inc., 1990. ISBN 978-0943396255.

Howell, Stephen B., *Handbook of CCD Astronomy* (second edition). Cambridge University Press, 2006. ISBN 978-0521617628.

Warner, Brian D., *A Practical Guide to Lightcurve Photometry and Analysis*. Springer Science+Business Media, 2006. ISBN 978-0387293653.