

The AAVSO DSLR Observing Manual



AAVSO
49 Bay State Road
Cambridge, MA 02138
email: aavso@aavso.org

Version 1.3
Copyright 2014 AAVSO

ISBN 978-1-939538-07-9



Avant-propos

Ce manuel constitue une introduction de base et un guide à l'utilisation d'un appareil photo DSLR pour faire des observations d'étoiles variables. Il est destiné aux débutants comme aux observateurs DSLR de niveau intermédiaire, bien que de nombreux observateurs puissent trouver son contenu utile.

Ce manuel a été inspiré par le grand intérêt dans la photométrie DSLR rencontré durant le programme Sky Citizen de l'AAVSO. Les matériels d'imagerie évoluent rapidement, aussi, nous avons écrit ce manuel pour qu'il soit aussi généraliste que possible et déplacé les sujets logiciels et spécifiques aux appareils photo dans les forums DSLR de l'AAVSO.

La plus grande partie du contenu de ces chapitres ont été écrits pendant le troisième atelier du Citizen Sky du 22 au 24 mars 2013 à l'AAVSO. Les personnes responsables de la création du contenu de ces chapitres sont :

Chapitre 1 (Introduction): Colin Littlefield, Paul Norris, Richard (Doc) Kinne, Matthew Templeton

Chapitre 2 (Vue d'ensemble de l'équipement): Roger Pieri, Rebecca Jackson, Michael Brewster, Matthew Templeton

Chapitre 3 (Vue d'ensemble du logiciel): Mark Blackford, Heinz-Bernd Eggenstein, Martin Connors, Ian Doktor

Chapitres 4 & 5 (Acquisition et traitement d'image): Robert Buchheim, Donald Collins, Tim Hager, Bob Manske, Matthew Templeton

Chapitre 6 (Transformation): Brian Kloppenborg, Arne Henden

Chapitre 7 (Programme d'observation): Des Loughney, Mike Simonsen, Todd Brown
Figures diverses : Paul Valleli

Nous vous souhaitons des cioux clairs et de bonnes observations!

Arne Henden, Directeur
Rebecca Turner, Directeur des Opérations
Brian Kloppenborg, Editeur
Matthew Templeton, Directeur scientifique
Elizabeth Waagen, Assistant technique Senior

American Association of Variable Star Observers

Cambridge, Massachusetts

Juin 2014

Chapitre 1 : Introduction

1.1 Prologue

La plupart d'entre nous qui ont un intérêt passager dans l'astronomie, peut-être en lisant un magazine d'astronomie de temps en temps, ont vus les superbes photos qui enjolivent leurs pages. La plupart de ces images ont été prises avec des appareils photo montés sur des télescopes guidés et traitées pour qu'elles apparaissent aussi belles qu'elles le sont. Cela est du domaine de l'astrophotographie. Ce manuel va vous entraîner dans une autre direction. Ici, nous allons parler de la façon avec laquelle vous pouvez prendre des photos de valeur scientifique pour mesurer la luminosité des étoiles variables - étoiles dont la luminosité change dans le temps. Le but de ce manuel est de vous guider tout au long du processus d'utilisation du même appareil photo DSLR que vous utilisez pour la photographie de tous les jours pour contribuer à la production de données de qualité scientifique pour la communauté astronomique.

1.2 Audience cible

Ce manuel est destiné à ceux qui ont un intérêt à utiliser un appareil photo DSLR pour mesurer les luminosités des étoiles variables. La plus grande partie de ce manuel est destinée au débutant, mais il fournit aussi des détails de haut niveau que l'amateur avancé peut trouver intéressant.

Les astronomes amateurs peuvent trouver que la mesure des étoiles variables ajoute une nouvelle dimension à leur hobby. C'est un vrai régal de voir vos propres mesures construire la courbe de lumière du changement de luminosité d'une étoile ! Les étoiles variables sont de bons sujets pour les étudiants.

1.3 Le quoi, le pourquoi et le comment de la photométrie DSLR

La photométrie est la science qui mesure la luminosité d'un objet dans le ciel. A première vue, cela peut ne pas paraître très excitant, mais c'est vraiment un sujet dynamique dans lequel les amateurs peuvent jouer un rôle clé. Bien qu'il existe des milliers d'objets pour lesquels la photométrie est importante, ce manuel se concentre sur les étoiles variables car la photométrie stellaire est un des champs les plus faciles à étudier et qui contribue à fournir des mesures valables.

1.3.1 Que sont les étoiles variables et pourquoi les observe-t-on ?

Toutes les étoiles changent de luminosité en raison des processus physiques qui se passent à l'intérieur, sur ou à proximité de l'étoile. En observant soigneusement cette variabilité, il est possible d'apprendre une grande quantité d'information au sujet de l'étoile et, plus généralement, les phénomènes astrophysiques. Dans un sens très réel, les étoiles variables sont comme des laboratoires physiques. Les mêmes processus physiques fondamentaux qui opèrent ici sur Terre - la gravité, la mécanique des fluides, la lumière et la chaleur, la chimie, la physique nucléaire - opèrent exactement de la même façon dans l'Univers. En observant la façon dont les étoiles varient, nous pouvons apprendre pourquoi elles changent.

Bien que de nombreuses variations stellaires ne puissent pas être détectées de façon fiable depuis le sol (plus à ce sujet dans le dernier chapitre), il y a encore des centaines de classes d'étoiles variables,

chacune avec quelques membres jusqu'à plusieurs milliers de membres. Par exemple, les étoiles peuvent changer de taille, de forme ou de température dans le temps (pulsantes), elles peuvent subir des changements de luminosité rapides dus à des processus physiques autour de l'étoile (accrétion et éruptions), ou elles peuvent être éclipsées par des étoiles ou des planètes en orbite autour d'elles (binaires et exo-planètes). La clé est que quelque chose est en train de se passer physiquement dans l'étoile elle-même ou dans son voisinage immédiat. (Vous pouvez voir une étoile scintiller dans le ciel, mais cette variation est due uniquement à l'atmosphère terrestre et elle est complètement indépendante de l'étoile).

Différents types d'étoile varient sur des échelles de temps différentes. Certaines étoiles peuvent prendre des semaines, des mois, ou des années pour subir des changements que nous pouvons détecter. D'autres prennent des jours, des heures, des minutes, des secondes, ou même moins. Certaines étoiles varient régulièrement, et nous pouvons voir des motifs dans les variations qui se répètent dans le temps. D'autres étoiles subissent des changements chaotiques que nous ne pouvons jamais prédire exactement. Certaines étoiles varient de la même façon pendant des siècles, pendant que d'autres – comme les supernovæ – peuvent briller brièvement puis disparaissent, pour ne plus être jamais revues.

Observations DSLR d' ϵ Aurigae

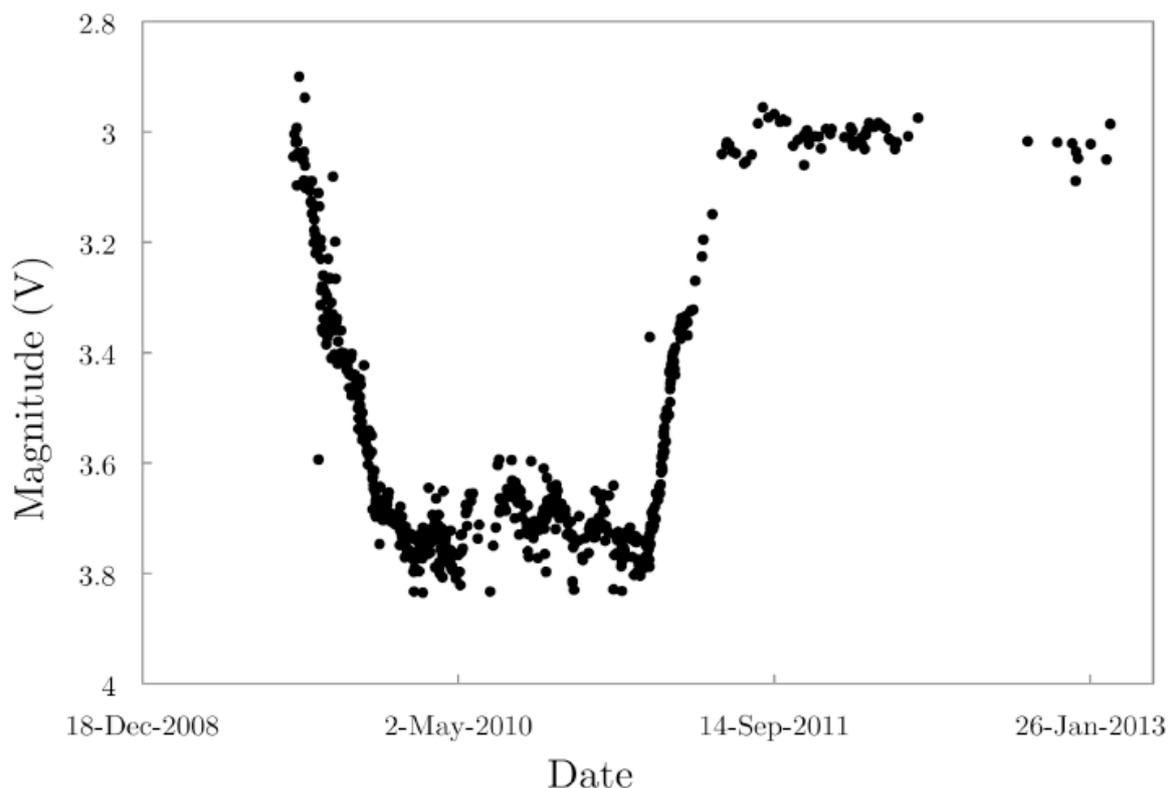


Figure 1.1. Observations DSLR d' ϵ Aurigae pendant son éclipse de 2009 à 2011. Chaque point de donnée correspond à la contribution d'un astronome amateur.

Les étoiles variables ont aussi un intervalle de luminosité apparente (comment elles nous apparaissent) aussi bien qu'un intervalle de luminosité intrinsèque (combien de lumière elles émettent réellement). Une étoile peut être intrinsèquement lumineuse, mais si elle est à des milliers

d'années-lumière de nous, elle paraît faible. Les étoiles variables ont aussi un intervalle d'amplitude – qui est de combien leur brillance change au cours du temps. Certaines étoiles variables peuvent varier de 10 magnitudes ou plus, ce qui correspond à un facteur de 10 000 dans la luminosité, un énorme changement! Certaines étoiles variables varient d'un millième de magnitude, ou même moins, et leurs variations peuvent être impossibles à détecter. Il existe de nombreuses étoiles entre ces deux extrêmes, et il n'y a pas pénurie d'objets sur lesquels vous puissiez effectuer un travail productif, sans tenir compte de votre équipement. Avec ce manuel, vous apprendrez comment utiliser votre appareil photo pour obtenir des mesures scientifiques valables de ces étoiles et rapporter vos résultats afin qu'ils puissent être utilisés pour la recherche scientifique.

Comment les amateurs se positionnent-ils dans ce schéma ? Les astronomes professionnels utilisent extensivement la photométrie, mais comme ils disposent d'un temps d'observation limité, ils dépendent fréquemment des astronomes amateurs pour effectuer la photométrie sur des objets intéressants pour eux. En résultat, vos observations constituent le matériel brut qui alimente la demande scientifique. Les scientifiques peuvent spéculer sans fin à propos du pourquoi les choses se produisent et de la façon dont elles se comportent, mais, en dernier recours, ces hypothèses doivent être testées pour faire avancer de façon productive nos connaissances scientifiques. Si vous fournissez aux chercheurs des données fiables, ils peuvent dresser des modèles précis pour décrire comment l'univers fonctionne, et nos connaissances s'améliorent et s'étendent. Par exemple, les amateurs ont utilisé des appareils photo DSLR courants pour surveiller régulièrement la luminosité d' ϵ Aurigæ, un système binaire notablement énigmatique, quand il a entrepris son éclipse longuement attendue entre 2009 et 2011 (voir figure 1.1). Grâce au travail de ces amateurs, les astronomes professionnels ont reçu une surabondance de données utiles à partir desquelles nous sommes capables de découvrir de nouvelles idées sur cette binaire mystérieuse.

1.3.2 Comment faisons-nous de la photométrie DSLR ?

Fondamentalement, la photométrie DSLR est un processus simple : après avoir configuré votre appareil photo, vous prenez une série d'expositions spéciales (appelées dark et flat-field) qui sont utilisées dans l'analyse ultérieure. Après cela, l'appareil photo est pointé vers le ciel et une série de longues poses (plus de 10 secondes) est prise d'une région particulière du ciel. Ces images sont traitées en utilisant un logiciel spécialisé pour obtenir des magnitudes instrumentales (estimations de luminosité telles qu'elles sont mesurées par l'appareil photo). Puis, les magnitudes instrumentales sont calibrées pour correspondre avec les magnitudes d'étoiles connues avec lesquelles les étoiles variables sont mesurées. Il y a plusieurs étapes qui sont expliquées en détail dans les chapitres suivants.



Figure 1.2. Un appareil photo DSLR typique monté sur un trépied.

1.4. Observations visuelles contre observations DSLR contre observations CCD

Avant l'invention des capteurs électroniques et des équipements photographiques, les astronomes ne disposaient que de leurs yeux pour estimer la brillance des étoiles. Bien que cette technique soit ancienne, elle est encore largement pratiquée et reste utile pour observer certains types d'étoiles variables, en particulier, celles qui sont relativement brillantes et qui présentent de larges variations de luminosité. De plus, avec les estimations visuelles, il n'y a pas besoin d'équipement complexe et coûteux, ce qui en fait une méthode très économique d'observation des étoiles variables. Cependant, les estimations visuelles sont sujettes à des erreurs dues à la sensibilité de couleur de l'œil humain, l'âge de l'observateur, l'expérience des mesures visuelles, et le bias possible. En résumé, il est quelquefois difficile de détecter des variations subtiles de luminosité visuellement, et différents observateurs sont souvent en désaccord avec sur la valeur exacte de l'étoile variable de plusieurs dixièmes de magnitude. Le *manuel pour l'observation visuelle des étoiles variables de L'AVVSO* détaille le processus de réalisation d'observations visuelles d'étoiles variables.

Avec la disponibilité d'appareils photo DSLR abordables et de haute qualité, les amateurs ne sont plus limités pour faire des estimations visuelles d'étoiles variables. Avec les observations DSLR, il est possible de compenser certains effets, comme la couleur de l'étoile, qui contrecarre fréquemment les estimations visuelles précises d'une étoile. Les utilisateurs d'appareils photo DSLR peuvent détecter exceptionnellement de subtiles variations de luminosité et comparer de façon fiable leurs estimations

avec celles d'autres observateurs - mais uniquement s'ils ont suivi les procédures correctes, en particulier celles soulignées dans ce manuel.

Une autre option pour un observateur consiste à utiliser une caméra CCD attaché au télescope. La photométrie CCD est très similaire à la photométrie DSLR. Les astronomes professionnels utilisent les CCDs pour la photométrie car elles offrent plus de souplesse et des images de qualité supérieure, mais les bonnes caméras CCD sont beaucoup plus coûteuses que les DSLR et demandent une procédure d'apprentissage plus compliquée. L'AAVSO a publié un guide compréhensif sur la photométrie CCD et son usage dans l'observation des étoiles variables.

1.5 Etes-vous prêt ? (conditions requises)

Avant de démarrer avec la photométrie DSLR, vous devez avoir une certaine expérience avec votre appareil photo. Vous devez :

- Savoir comment faire fonctionner votre appareil photo. En particulier, être capable de régler le format sur RAW, déconnecter les options de traitement d'image supplémentaires, déconnecter l'autofocus, ajuster manuellement la focalisation, et monter votre appareil photo sur un trépied.
- Avoir une bonne connaissance des ordinateurs, et être capable d'installer un logiciel sur votre machine (Nos tutoriaux fournissent des exemples de données ainsi que des instructions sur la façon d'utiliser le logiciel, mais son installation sur votre machine sort du cadre de ce manuel).
- Hautement recommandé, mais non nécessaire : avoir l'habitude de faire des observations visuelles d'étoiles variables.

Cette expérience sera la clé pour vous apprendre à identifier les champs, la façon dont la couleur affecte les estimations, la conduite de la courbe de lumière d'une étoile variable, comment soumettre les données, et peut-être le plus important, la patience! L'observation visuelle est généralement drôle et prenante, aussi la pratique vous aidera à vous assurer que vous appréciez l'observation visuelle. L'observation DSLR possède de nombreuses facettes. Tous ces domaines dans lesquels vous acquérez de l'expérience ne seront plus à apprendre avant d'atteindre votre but de photométrie DSLR.

1.6 Espérances

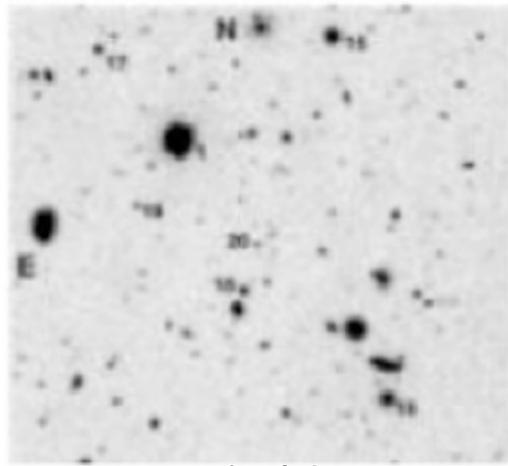
En général, ce manuel se concentre sur les aspects d'observation des étoiles variables avec les appareils photo DSLR. Bien que nous employions le mot DSLR extensivement à travers tout ce texte, nous l'utilisons pour nous référer à une classe générale d'appareil photo qui est adapté à la conduite d'observations photométriques. Récemment, de nombreux appareils photo ont commencé à supporter plusieurs caractéristiques qui sont nécessaires à la photométrie astronomique. En conséquence, le texte discuté ici peut être applicable à votre appareil photo même s'il ne s'agit pas d'un DSLR.

Dans ce manuel, nous nous concentrons sur les étoiles variables car les étoiles figurent parmi les objets les plus faciles à mesurer. Les techniques que vous apprenez sont applicables à un plus grand intervalle d'objets (comme les transits d'exo-planètes et les galaxies à noyaux actifs), mais ils peuvent ne pas être accessibles sans un investissement plus substantiel. A quelques exceptions, nous ne

rentrerons pas dans les détails sur la façon dont les appareils photo LDSR fonctionnent, ou comment se servir d'un modèle spécifique. Mettez-vous à l'esprit que les techniques utilisées en photométrie DSLR sont similaires, mais pas identiques à celles de l'astrophotographie. En particulier, la défocalisation utilisée en photométrie DSLR entraîne des images floues qui ne sont pas jolies à regarder, mais qui possèdent une valeur scientifique.



Pas ceci...



mais cela !

Figure 1.3. Ce à quoi vous devez vous attendre en photométrie.

C'est le but de ce manuel de démystifier le processus d'obtenir une photométrie de qualité scientifique avec un appareil photo DSLR. Avec les appareils photo DSLR, il est possible de démarrer en prenant des données utiles quasiment immédiatement. Bien qu'il soit vrai que l'obtention de bonnes données nécessite une analyse des données soigneuse et une attention aux détails, la photométrie est un domaine qui est facilement accessible aux astronomes amateurs qui manquent de base technique. L'enthousiasme, la patience et une bonne technique, plutôt qu'une aptitude mathématique ou scientifique profonde, sont tout ce qui est nécessaire.

Chapitre 2 : vue d'ensemble

Les appareils photo DSLR (Reflex numérique à objectif simple) sont parmi les moyens les plus économiques pour s'engager dans la photométrie digitale. Il y a généralement trois facteurs nécessaires : un objectif ou un dispositif de focalisation, un appareil photo capable de fournir des images dans un format brut, et un dispositif pour stabiliser l'appareil photo pendant les longues poses. Ces dispositifs peuvent être aussi simples qu'un appareil sur un poteau de clôture, ou aussi élaboré qu'un appareil professionnel visant à travers un télescope. Avant de discuter de la façon dont chacun conduit ses observations et réduit ses données, il est préférable en premier de comprendre parfaitement l'équipement nécessaire pour faire de la photométrie DSLR. Pendant que nous discuterons en détail de chacun de ces trois composants, nous avons pris la liberté d'expliquer certains aspects physiques de l'appareil photo afin que vous puissiez mieux comprendre ce qui se passe lorsque vous modifiez les divers réglages de l'appareil photo.

2.1 Un DLSR, c'est quoi ?

DLSR (Reflex numérique à objectif simple) se réfère à une classe générique d'appareil photo qui est appropriée pour conduire des observations photométriques. Récemment, de nombreux appareils photo ont commencé à supporter plusieurs fonctionnalités qui sont requises pour faire de la photométrie astronomique. En conséquence, le texte discuté ici peut être applicable à votre appareil photo même si ce n'est pas explicitement un DSLR.

La différence fondamentale entre un appareil photo reflex numérique et un appareil photo argentique est que dans un appareil photo numérique, l'image est enregistrée électroniquement par l'intermédiaire d'un capteur dans un fichier, et non sur un film comme dans le cas d'un appareil photo argentique. Comme illustré sur la figure 2.1, un appareil photo numérique est constitué d'un ensemble de composants électroniques et optiques qui sont nécessaires pour capturer des images. De nombreux appareils photo modernes digitaux sont fournis avec une pléthore de réglages et d'options de traitement par logiciel, dont la plupart d'entre eux ne sont pas utiles pour la photométrie astronomique.

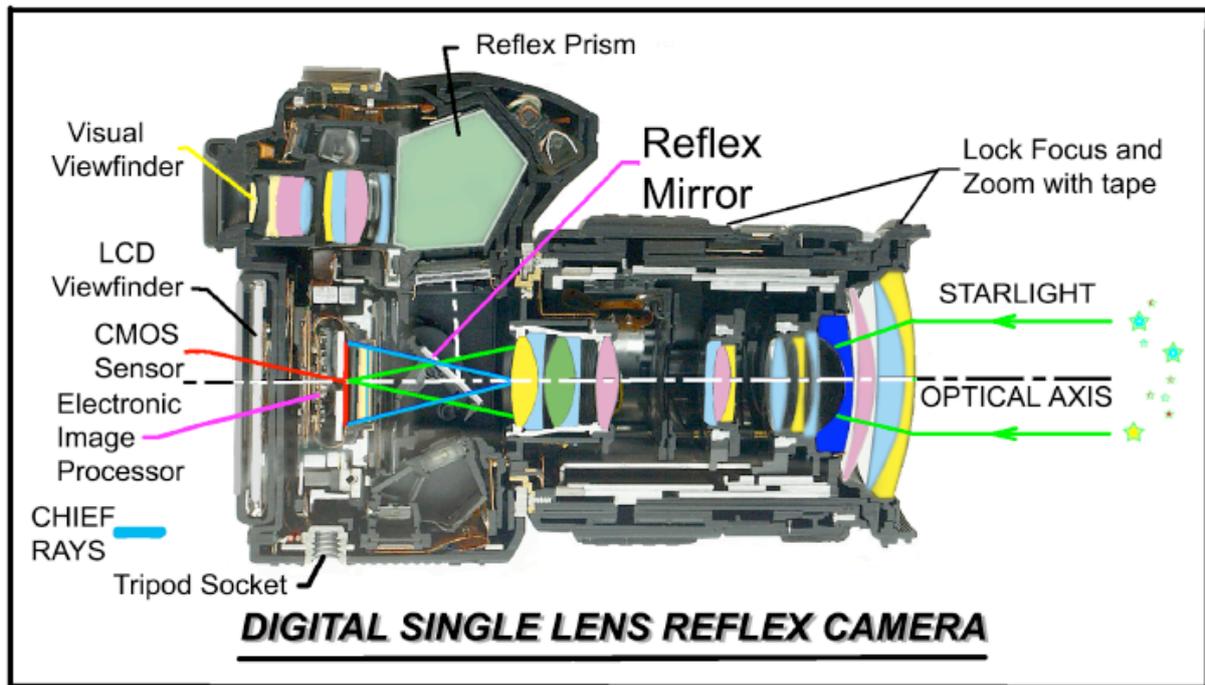


Figure 2.1. Coupe d'un appareil photo numérique montrant les différents composants impliqués.

2.1.1 Chemin optique

L'appareil photo consiste en un objectif fixé sur le devant du corps de l'appareil, un obturateur, plusieurs grands filtres, une zone de micro lentilles, des filtres additionnels, et un détecteur. Les composants optiques qui nous intéressent le plus sont montrés schématiquement dans la figure 2.2. Le premier composant optique est l'objectif. Son but principal est de projeter et de focaliser une image sur le détecteur. Derrière l'objectif, on trouve un diaphragme d'ouverture qui détermine l'ouverture totale, ou la surface de captage de la lumière, de l'objectif. Ces composants sont généralement contenus à l'intérieur du corps de l'objectif lui-même. A l'intérieur du corps de l'appareil photo, le premier élément rencontré est généralement l'obturateur. La fonction de l'obturateur est de contrôler la lumière qui entre dans l'appareil. Dans un appareil argentique, l'obturateur est fermé sauf quand il est ouvert pour permettre à la lumière d'atteindre le film. Dans un appareil numérique, cependant, l'opposé est vrai : l'obturateur est ouvert sauf quand il est fermé afin que la lumière qui a frappé le capteur puisse être lue. Derrière le diaphragme, on trouve une série de filtres qui élimine la lumière non désirée (infrarouge et ultraviolet).

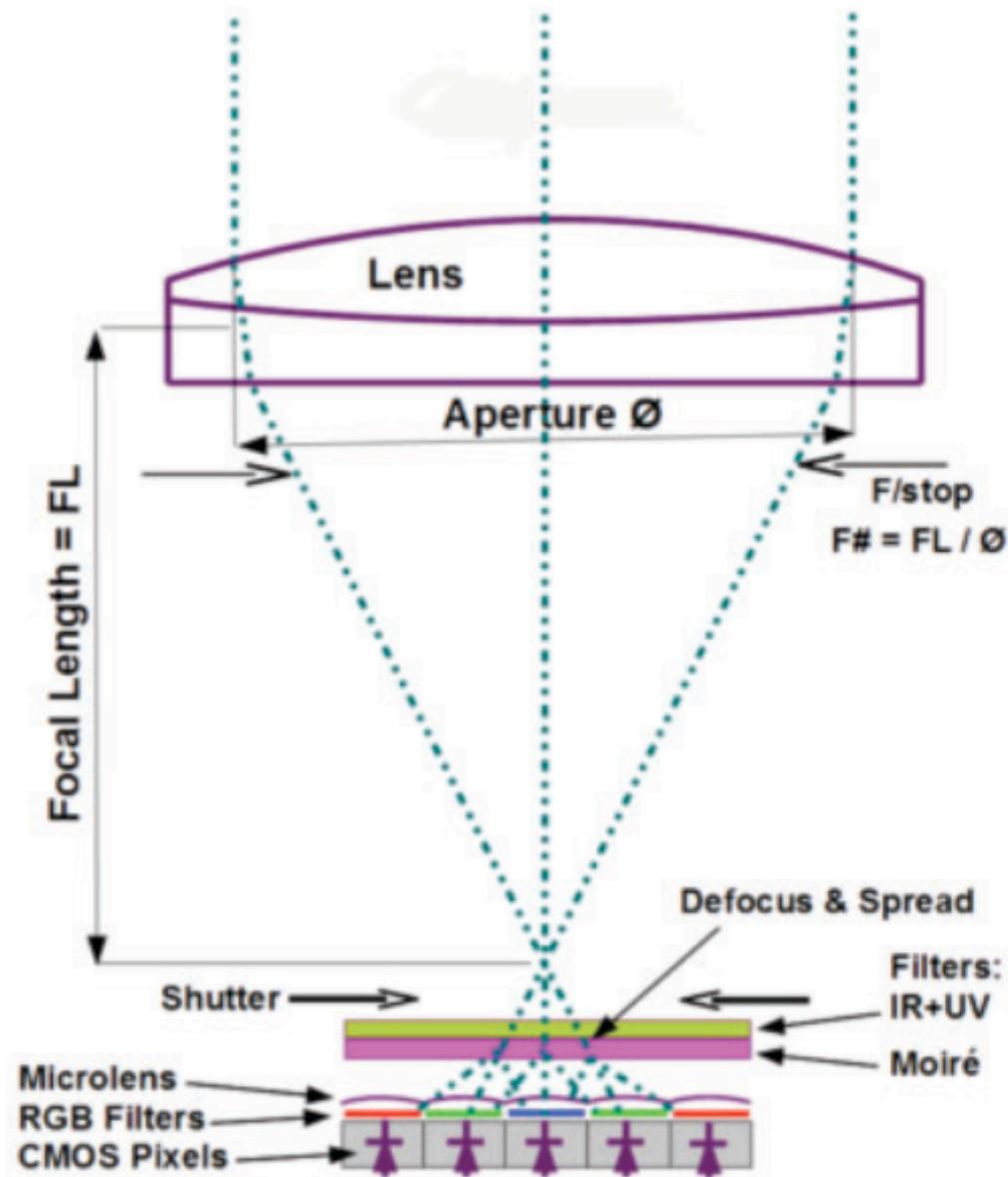
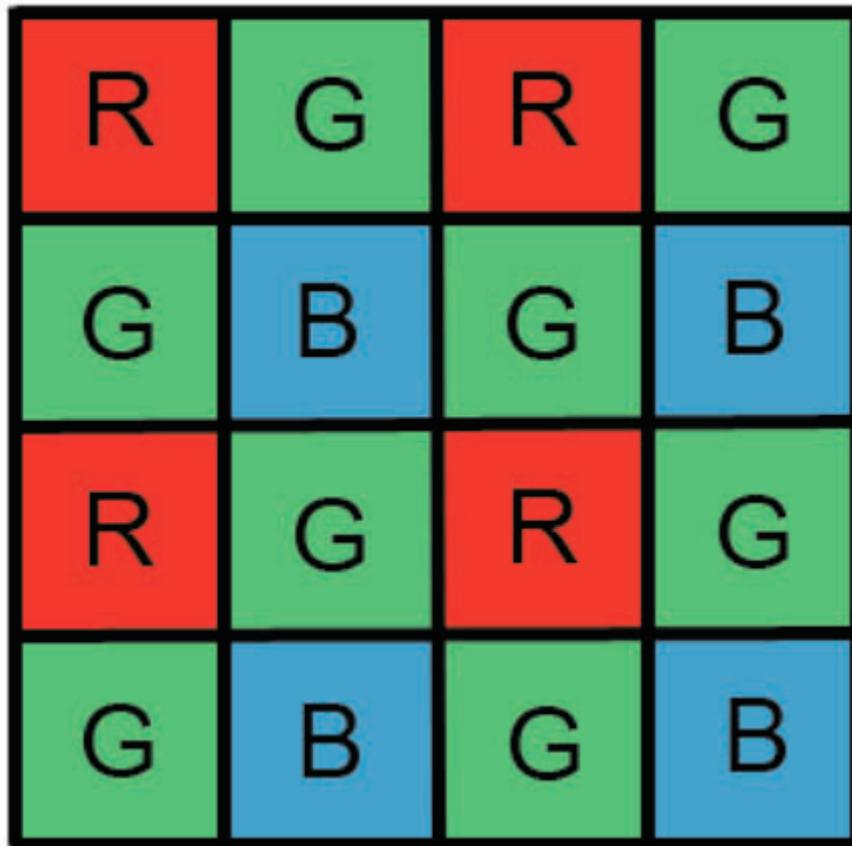


Figure 2.2. Schéma optique typique d'un appareil photo numérique avec un détecteur CMOS et une zone de Bayer RGB.

2.1.2 Capteur CMOS et zone de Bayer

Selon le capteur que votre appareil photo utilise, ce qui réside entre les filtres et le capteur peut différer de façon drastique. La plupart des appareils photo numériques possèdent un capteur CMOS avec une zone de Bayer (voir figure 2.3) de pixels rouges, verts et bleus (RGB) : il y a souvent deux jeux de pixels verts, aussi la zone peut être considérée comme RGGB. En face de la zone de Bayer il y a un filtre passe-bas qui étale la lumière pour réduire le motif de moirage causé par la structure de Bayer. Derrière ce filtre et immédiatement en face du capteur, une zone de micro-lentilles focalise la lumière sur une simple couche de diodes photosensibles dans chaque pixel. Superposés à ces pixels, on trouve des filtres pigmentés qui séparent le spectre en canaux de couleur RGB. Pour une discussion plus approfondie des canaux et des filtres, voir la section 2.5.



Zone de filtre de Bayer

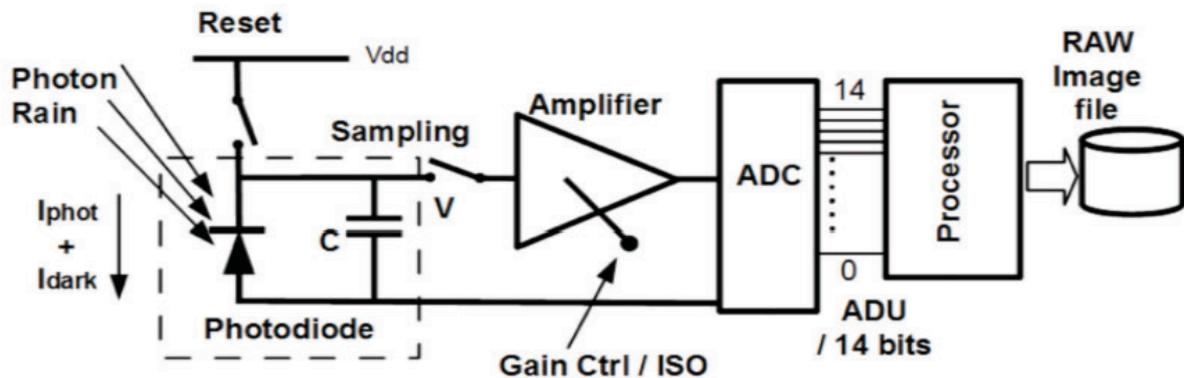
Figure 2.3. Schéma montrant la disposition typique d'une matrice de filtres colorés de Bayer. L'ordre spécifique des couleurs peut changer selon les fabricants aussi il est important de déterminer quel canal de couleur dans votre appareil photo correspond au rouge, au bleu et au vert.

L'augmentation de voltage d'un évènement photoélectrique simple est minuscule, en conséquence le voltage accumulé est également petit. Pour que ce signal puisse être lu, il est d'abord passé dans un amplificateur avant d'aller vers un convertisseur analogique-digital (ADC). Le réglage de gain de l'amplificateur détermine le niveau "ISO" (mesure de la sensibilité du capteur) qui fait correspondre le signal au niveau fixe du convertisseur. La sortie ADU de l'ADC est proportionnelle au nombre d'électrons collectés par la photodiode de chaque pixel. Lorsqu'elles sont sauvegardées dans un fichier de données brutes RAW, ces valeurs ADU constituent l'information fondamentale utilisée en photométrie digitale. Cette discussion se poursuit plus en détail dans la section 2.4.

Comme tous les appareils photo digitaux actuels possèdent des capteurs CMOS, nous nous concentrerons sur ce type de dispositif. Pour une discussion de la technologie Caméra CCD, veuillez-vous reporter au **Guide AAVSO de photométrie CCD**.

Les appareils photo avec capteurs *Foveon* (qui disposent de trois couches de pixels spécifiques à chaque couleur au lieu d'un simple plan de pixels de couleurs différentes) ne se rencontrent pas souvent. Si vous désirez en savoir plus sur ces dispositifs, allez sur le forum de photométrie digitale de l'AAVSO.

La figure 2.4 montre la représentation schématique d'un capteur CMOS. Le capteur lui-même est constitué d'une pastille de silicium sur laquelle la circuiterie CMOS est gravée. L'élément photosensible dans chaque pixel est une photodiode (ou une porte photo MOS). Ces dispositifs fonctionnent par effet photoélectrique, dans lequel un photon qui frappe le capteur génère une paire de trou d'électron. En raison de la construction de la photodiode, l'électron est rapidement extrait du matériau et poussé vers un condensateur voisin. Au début d'exposition, ce condensateur est remis à zéro et son voltage est lu. Pendant l'exposition, chaque photon impactant cause une légère diminution de charge du condensateur. A la fin de l'exposition, le voltage du condensateur est lu une seconde fois.



2.4. Représentation schématique des composants d'un capteur CMOS.

2.1.3 Caractéristiques de l'appareil photo à éviter pour la photométrie

Les appareils photo numériques possèdent une pléthore de fonctions additionnelles, dont la plupart sont inutiles et peuvent même être néfastes lorsqu'on effectue des mesures photométriques. Tout d'abord, les images JPEG ne doivent jamais être utilisées en photométrie astronomique. Pour générer une image JPEG, les valeurs ADU brutes (RAW) du capteur sont envoyées à un processeur qui convertit l'image en un espace colorimétrique sRGB non linéaire (absolument pas photométrique) puis les compresse en un fichier JPEG. La non-linéarité et la compression entraînent une dégradation significative de la précision des données (d'environ 14000 niveaux de luminosité à un maximum de 256 niveaux) qui interdit toute mesure précise de flux. Certains appareils photo ont une fonction de dé-bruitage ou d'amélioration d'image qui modifie les données sous-jacentes, entraînant une dégradation des données photométriques dans le processus. Les fonctions qui mesurent l'illumination d'une scène, et l'autofocus, ne sont d'aucune utilité en photométrie. La fonction d'amplification "en direct" (5x, 10x, etc.) est utile pour focaliser ou dé-focaliser sur une étoile brillante, mais la vue dans le viseur (possible avec un adaptateur à 90°) est souvent plus utile quand on cadre la zone du ciel désirée.

2.2 Objectifs et télescopes

La première étape dans la photométrie digitale est de faire entrer la lumière dans l'appareil photo. La lumière de l'étoile doit être focalisée sur le capteur soit directement par un objectif monté sur l'appareil photo, ou en attachant ce dernier sur un grand téléobjectif ou un télescope. La figure 2.5 montre un assortiment typique d'objectifs.



Figure 2.5. Objectifs variés pour appareil photo numérique.

L'objectif est le premier élément de la chaîne photométrique. Les objectifs peuvent généralement être décrits par deux facteurs : l'ouverture et la longueur focale. La surface de l'ouverture détermine combien de photons peuvent entrer dans le système optique dans une période donnée de temps. Les ouvertures plus grandes collectent davantage de lumière et permettent d'atteindre des objets plus faibles. La longueur focale mesure la façon dont la lumière converge sur le capteur. En combinaison avec la taille du capteur, la longueur focale détermine le champ de vue (FOV) de l'instrument.

Un champ de vue suffisamment grand - la zone du ciel que votre appareil photo peut voir - est nécessaire pour inclure un bon jeu d'étoiles de comparaison en plus de l'étoile objective. Un objectif de courte longueur focale possède un champ de vue large, aussi, il est bien adapté à la mesure de variables brillantes (les étoiles de comparaison brillantes sont plus éloignées entre elles que les étoiles faibles), et pour capturer de nombreuses étoiles simultanément pour l'analyse en masse. Plus la longueur focale de l'objectif est grande, plus la zone du ciel est réduite, mais plus elle possède de détails. Aussi, pour les étoiles faibles, un objectif de grande longueur focale est nécessaire. Pour un rapport d'ouverture donné, le niveau du fond de ciel est le même pour toutes les longueurs focales, mais la surface d'ouverture et le nombre de photons résultant atteignant le capteur est proportionnel au carré de la longueur focale. En conséquence, en agrandissant fortement, on peut mesurer des étoiles plus faibles car le rapport signal/bruit par rapport au fond du ciel s'améliore beaucoup (Plus d'informations dans le chapitre 4).

Quel objectif faut-il utiliser ? Il existe deux approches pour décider. La première est d'utiliser l'objectif que vous possédez, et de sélectionner les objectifs qui sont compatibles avec votre appareil/objectif. Il existe plein d'étoiles qui ont besoin d'attention, aussi n'importe quelle combinaison

appareil/objectifs peut être utilisée. La seconde approche est de tomber amoureux d'une étoile ou d'un projet particulier, et d'acquérir un ensemble qui corresponde aux besoins du projet choisi. Dans chaque cas, le choix de votre équipement sera un équilibre entre plusieurs paramètres d'objectif. Ces paramètres incluent le champ de vue, l'ouverture, la longueur focale, la magnitude limite, et la durée d'exposition admissible.

Bien que tous les projets d'appareil photo numérique d'étoiles variables utilisent la "photométrie différentielle", dans laquelle la luminosité de l'étoile variable choisie est comparée à la luminosité d'une étoile voisine de luminosité constante - "une étoile de comparaison". Pour que cela fonctionne, vous devez avoir à la fois la variable et son étoile de comparaison dans le même champ de vue, et l'étoile de comparaison doit avoir sensiblement la même luminosité que la variable. Si votre variable est brillante (disons, visible à l'œil nu), généralement, vous devrez avoir un champ de vue de quelques degrés (ou plus - peut-être 10 à 30°) pour pouvoir capturer une étoile de comparaison de luminosité comparable dans la même image. Un champ de vue large implique une courte longueur focale, qui, à son tour, est compatible avec les objectifs standards qui sont fournis avec la majorité des kits d'appareil photo numérique.

Si votre variable est faible, vous devez effectuer un compromis entre deux approches pour obtenir une image à signal élevé. Vous pouvez effectuer une exposition longue, ou vous pouvez utiliser un objectif à grande ouverture. Doubler la pose double le nombre de photons que vous pouvez collecter (les autres paramètres restant constants), mais cela peut devenir une approche problématique quand vous vous dirigez vers des objets plus faibles. Vous pouvez être capable de capturer une bonne image d'une étoile visible à l'œil nu (disons de magnitude 5) avec une pose de 10 secondes en utilisant votre objectif standard de 50 mm. Mais aller chercher une étoile de magnitude 10 (qui fournit seulement 1/100 de la quantité de photons équivalente par seconde) nécessitera une pose de 1000 secondes (environ 17 minutes), ce qui signifie que vous devrez suivre précisément la rotation du ciel pendant cette longue pose, et conduit aussi à d'autres challenges. Cet objectif standard de 50 mm possède probablement un diamètre d'ouverture d'environ 15 mm - pas très large ! En adaptant votre appareil photo à un télescope, vous pouvez obtenir un énorme accroissement de l'ouverture. Par exemple, un télescope modeste de 150 mm de diamètre fournira facilement 40 à 100 fois la surface de collecte d'un objectif standard de 50 mm, en accroissant votre portée vers cette étoile de magnitude 10, avec peu d'augmentation de la durée d'exposition. Bien sûr, le télescope est susceptible d'avoir une longueur focale plus longue (disons entre 800 et 1500 mm), et fournira donc un champ de vue étroit. Cela signifie qu'il est possible de ne pas trouver d'étoile brillante à l'intérieur de ce champ de vue (mais il existe une bonne probabilité de trouver quelques étoiles de comparaison faibles - disons de magnitude 10 - dont vous aurez besoin pour votre étoile objectif de magnitude 10). Le champ de vue étroit implique la nécessité d'avoir une bonne monture de suivi, mais cela fait sans doute partie de votre télescope.

Aussi, il existe un rôle pour tout objectif depuis les objectifs à faible focale (étoiles brillantes), aux téléobjectifs (objectifs plus faibles avec des étoiles de comparaison appropriées à moins de quelques degrés) jusqu'aux télescopes (objets faibles avec une ou deux étoiles de comparaison à l'intérieur du champ de vue étroit).

La figure 2.6 montre comment la vue d'Orion dépend du champ de vue, aussi vous pouvez déterminer le champ de vue de votre équipement en comparant votre champ à ce diagramme.

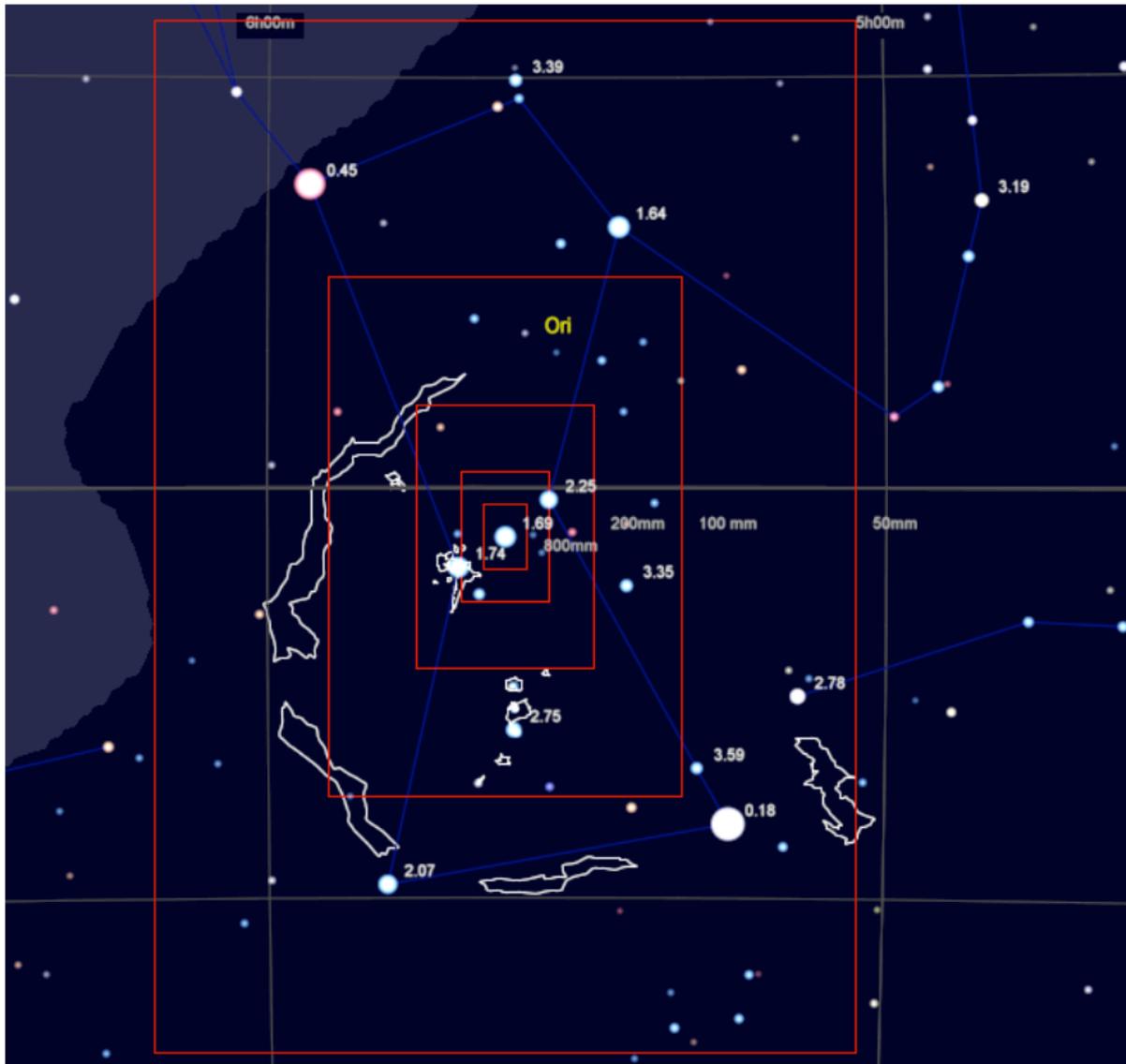


Figure 2.6. La constellation d'Orion utilisée pour déterminer le champ de vision avec différentes longueurs focales.

Si vous connaissez la longueur focale de votre lentille et la taille du capteur de votre appareil photo, vous pouvez déterminer le champ de vue à partir de l'équation ou de la table 2.1 ci-dessous. Consultez votre manuel pour trouver la taille du capteur de votre appareil photo. La taille de capteur la plus courante est la APS-C, qui est de 14,9 x 22,4 mm, mais d'autres formats existent aussi avec des appareils connus pour être utilisés en photométrie : le système 4/3 (13 x 17,3 mm), le format 1" de quelques hybrides (8,8 x 13,2 mm), le 1/1,7" utilisé dans le DSC "expert" (5,7 x 7,6 mm). Le plein format (24 x 36 mm) existe aussi, mais il n'est pas très répandu en raison de son coût et des risques de vignettage. Tous ces appareils photo possèdent un mode de fichier image RAW.

Table 2.1 Exemples de longueurs focales nécessaires pour couvrir un champ de vue donné pour des tailles de capteur typiques.

Toutes dimensions en mm	APS-C 14.9 x 22.3	Système 4/3 13 x 17.3	Système 1" 8.8 x 13.2	1/1.7" 5.7 x 7.6	1 2/3" 4.6 x 6.1	Plein cadre 24 x 36
Largeur du champ en degrés	L/H = 1.5 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.5 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.5 x distance focale
64	18	14	11	6	5	29
48	25	19	15	9	7	40
32	39	30	23	13	11	63
24	52	41	21	18	14	85
16	79	62	47	27	22	128
8	159	124	94	54	44	257
4	319	248	189	-	-	515
2	639	496	378	-	-	1031

Cellules jaunes : Objectifs très coûteux, il est préférable d'utiliser un télescope.

La table 2.2 montre la surface d'ouverture à F/4 pour les longueurs focales et les types de capteurs de la table 2.1. L'énorme écart de flux de photons en fonction du champ de vue et de la taille du capteur peut être vu aisément. Ainsi le diaphragme d'ouverture détermine la possibilité de chaque configuration à accéder et à mesurer un grand écart de magnitude.

Table 2.2. Surface d'ouverture à F/4 pour les longueurs focales et les types de capteurs de la table 2.1.

Toutes dimensions en mm	APS-C 14.9 x 22.3	Système 4/3 13 x 17.3	Système 1" 8.8 x 13.2	1/1.7" 5.7 x 7.6	1 2/3" 4.6 x 6.1	Plein cadre 24 x 36
Largeur du champ en degrés	L/H = 1.5 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.5 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.33 x distance focale	L/H = 1.5 x distance focale
64	16	9	5	2	1	41
48	31	19	11	4	2	80
32	74	45	26	9	6	193
24	135	81	47	16	10	352
16	309	186	108	36	23	805
8	1248	751	437	145	93	3523
4	5004	3012	1753	-	-	13042
2	20030	12055	7018	-	-	52200

Cellules jaunes : Objectifs très coûteux, il est préférable d'utiliser un télescope.

L'objectif de l'appareil photo doit être capable d'être focalisé manuellement ; l'autofocus ne marche pas quand on vise des étoiles. Pour de jolies photos astronomiques, vous voudrez focaliser les étoiles afin d'obtenir des têtes d'épingles, mais pour la photométrie, la plupart du temps, vous devrez défocaliser pour étaler la lumière sur une large région du capteur. La seule exception à cela est quand vous observez à la limite de détection, car l'incertitude instrumentale due au bruit est dominante et diminuer le nombre de pixels impliqués l'améliore. Lors de l'observation d'étoiles faibles, la règle générale est d'équilibrer les deux sources d'erreur : le bruit dû aux pixels multiples et le sous-échantillonnage du profil de l'étoile dû à la structure de Bayer : cet équilibre peut représenter un

véritable challenge pour l'observateur débutant. Par contraste, lors de l'observation d'étoiles brillantes, la défocalisation doit être grande.

De nombreux appareils photo sont fournis avec des objectifs Zoom. Ce type d'objectif peut souvent bien fonctionner, mais il existe un problème potentiel avec eux quand ils sont utilisés en photométrie. Si la focale du zoom varie au cours de la session d'observation, le foyer se décalera et la saturation ou le mélange peuvent se produire, et l'astrométrie correcte ainsi que l'empilage de l'image peuvent être rendus plus difficile. Le décalage peut être dû soit à un effet environnemental comme un changement de température ou un effet physique comme le poids de l'objectif lui-même quand la caméra se déplace depuis une élévation basse vers un autre plus haute. Tous les objectifs peuvent être affectés de façon similaire (vous en apprendrez plus sur cela dans le chapitre d'analyse de l'image). Vous pouvez utiliser du ruban adhésif pour empêcher la longueur focale de varier. De nombreux amateurs préfèrent utiliser des focales fixes pour obtenir des rapports d'ouverture plus rapides.

2.3 Trépieds et montures

L'appareil photo doit être attaché à une sorte de monture pour obtenir des images de bonne qualité ; un appareil photo tenu à la main n'a pas assez de stabilité pour obtenir des images de qualité correcte. Il existe plusieurs façons de monter un appareil photo, un trépied fixe étant la façon la plus simple et la moins chère. Il est aussi possible de monter un appareil photo équipé d'un objectif sur une monture équatoriale - une monture qui suit le mouvement du ciel - ou d'attacher un appareil photo sur un télescope muni d'une monture équatoriale. Cette façon présente l'avantage de laisser votre appareil photo viser exactement le même point dans l'espace au fur et à mesure que le ciel se déplace. Enfin, vous pouvez placer votre appareil photo sur le porte-oculaire d'un télescope. Le choix de la technique est une question de choix personnel et dépend des ressources dont vous disposez. Bien que vous puissiez obtenir des données de bonne qualité avec n'importe laquelle de ces montures, le choix du dispositif définira les objets que vous pouvez observer et la façon de les observer.

Ci-dessous, nous allons décrire les trois principaux types de montures.

2.3.1 Trépied ou autre type de monture fixe

Un trépied consiste en un point de montage standardisé sur lequel un appareil photo ou d'autres instruments d'optique peuvent être attachés. Votre appareil photo possède probablement un petit trou fileté sur son embase dans lequel une vis sur le trépied peut être insérée. Cela fournit le moyen de garder l'appareil photo fixe et pointé exactement vers le même endroit du ciel, sans être sujet à des perturbations (comme le mouvement des bras et des mains). La limitation provient du fait que les étoiles se déplacent dans le ciel à cause de la rotation terrestre. Ceci est acceptable, mais limite les temps d'exposition que vous pouvez utiliser afin que les étoiles ne soient pas filées au-delà des limites que votre logiciel de mesure accepte.

2.3.2 Monture équatoriale

Une monture équatoriale est conçue pour suivre le mouvement de la sphère céleste. Une telle monture remplace généralement la tête fixe d'un trépied. Les montures équatoriales sont souvent utilisées avec les télescopes, en leur permettant de suivre le mouvement du ciel et de suivre le même objet pendant la nuit sans avoir besoin de recentrer constamment le télescope manuellement. Vous

pouvez aussi monter un appareil photo numérique ou un autre instrument optique sur les montures équatoriales. Les montures équatoriales ont des contraintes supplémentaires : vous devez disposer d'une source de courant pour alimenter la monture, et vous devez l'aligner sur le pôle céleste afin qu'il puisse suivre correctement. Cela permet d'observer des objets plus faibles, car plus l'exposition est longue, et plus on collecte de lumière. La table 2.4 donne des exemples de détails d'exposition pour les montures entraînées.

2.3.3 Monture Piggy-back

Une monture Piggy-back attache simplement l'appareil photo à un instrument optique existant, le plus généralement un télescope sur une monture équatoriale. Dans ce cas, votre principal souci est comment attacher votre appareil photo à votre instrument plutôt qu'à une monture. Certains télescopes possèdent des pièces de montage adaptées (soit livrées en standard avec le télescope ou disponibles dans le commerce), mais d'autres peuvent nécessiter de concevoir et de fabriquer sa propre pièce. Dans tous les cas, l'important est que l'appareil photo soit fixé correctement au télescope et qu'il reste en place quand le télescope se déplace. Vous devez aussi prendre en compte le fait qu'ajouter un appareil photo à un télescope modifie son équilibrage, et qu'il est nécessaire de le rééquilibrer.

2.3.4 Petites unités motorisées en ascension droite

Des petites unités spécifiques aux appareils photo existent aussi. Elles ne possèdent pas d'axes de déclinaison mais uniquement un axe motorisé en ascension droite qui suit le mouvement céleste. L'appareil photo avec son objectif est monté sur cette plateforme en utilisant une rotule. L'assemblage peut être pointé dans n'importe quelle direction du ciel et assure le suivi. Ce dispositif ne possède généralement pas de trépied et doit être fixé sur un trépied photo suffisamment solide. Cette solution marche bien pendant quelques minutes avec un objectif pas un télescope. Son coût est plus bas que celui d'une monture de bon niveau mais l'équipement est léger et plus facile à transporter et à mettre en station. Une solution à très bas coût est une monture "porte de grange" traditionnelle. Elle est constituée de deux plaques de contreplaqué reliées par une charnière de porte contrôlée par une vis qui est tournée soit manuellement ou en utilisant un petit moteur à réduction. L'appareil photo est monté sur une des plaques par l'intermédiaire d'une rotule. L'axe de la charnière est pointé vers le Pôle. Une dernière solution consiste à utiliser une monture équatoriale d'entrée comme l'EQ1 et de l'équiper avec un moteur pas à pas : elle fonctionne jusqu'à 60-90 secondes avec une longueur focale de 200 mm. Son coût avoisine les 150€. Cet assemblage est léger, très facile à transporter et peut être mis en station en quelques minutes.

2.3.5 Avertissement

N'importe laquelle de ces montures vous permet d'obtenir des données de bonne valeur scientifique, mais son utilisation sans entraînement – soit une monture trépied ou une monture équatoriale sans entraînement ou sans alignement polaire correct – limitera son utilisation à des poses plus courtes, généralement moins de 5 à 20 secondes (Table 2.3) pour éviter d'avoir des traînées sur l'image. Si les traînées sont trop longues, les pixels supplémentaires du fond de ciel dans l'ouverture photométrique augmenteront le bruit et diminueront le rapport signal/bruit. Cependant, il existe un logiciel qui fournit une ouverture photométrique allongée qui peut s'adapter à la traînée et donner des résultats supérieurs en particulier si l'étoile est brillante. Une autre limite des traînées longues (ou

défocalisées) est le risque de mélange des étoiles, en particulier si une courte longueur focale est utilisée.

La section suivante donne des lignes directrices pour les temps d'exposition basées sur les optiques d'appareil photo et aussi sur l'utilisation de monture fixe (sans guidage) ou de montures équatoriales avec guidage.

2.4. Réglages de l'appareil photo

Il existe de nombreux réglages sur votre appareil photo, dont vous n'utiliserez pas la plupart. Il existe aussi de nombreux modèles différents d'appareil photo, aussi vous devrez vous reporter à votre manuel pour trouver les réglages suivants, beaucoup d'entre eux par l'intermédiaire d'une série de menus. Votre but est de simplifier l'appareil photo, de déconnecter tous les sons, et de simplement collecter l'image brute RAW. La première étape consiste à régler le sélecteur de mode sur "M" pour obtenir le contrôle manuel du temps d'exposition et du réglage d'ouverture, décrit ci-dessous.

L'étape suivante consiste à choisir un rapport d'ouverture approprié. Le rapport d'ouverture est le nombre égal à la distance focale de l'objectif divisé par le diamètre de l'ouverture. Plus le rapport d'ouverture est bas, et plus de lumière pénètre, mais quelquefois, il existe des défauts de l'objectif qui peuvent être diminués en évitant le rapport d'ouverture le plus bas. En règle générale, vous désirez collecter le plus de lumière, aussi votre rapport d'ouverture doit être un petit nombre, comme F/2 ou F/4. Si vous allez au-dessus de F/7, vous êtes allé probablement trop loin.

Vous trouverez un réglage ISO sur votre appareil photo : cela détermine l'amplification de la sortie du capteur. Un nombre ISO plus élevé est utile quand on capture des étoiles faibles, mais avec une étoile brillante, un nombre ISO élevé augmente le risque de saturation, qui se produit quand un pixel du capteur reçoit plus de photons qu'il ne peut en compter. D'un autre côté, un nombre ISO faible évite le problème de saturation et permet la mesure d'un intervalle plus grand de luminosité. Un nombre ISO de 100 à 200 est généralement recommandé pour les étoiles brillantes. Des nombres ISO plus élevés peuvent être nécessaires pour des étoiles plus faibles, selon l'ouverture, le temps d'exposition et le nombre de pixels illuminés par la lumière de l'étoile.

Comme mentionné ci-dessus, la sortie ADU de l'ADC est proportionnelle au nombre d'électrons collectés par la photodiode de chaque pixel. Le facteur de calibration e/ADU est inversement proportionnel au nombre ISO. Pour les appareils photo APS-C possédant un ADC sur 14 bits, le facteur de calibration idéal d'un électron par ADU est atteint entre ISO 100 et 300, selon la taille du pixel. En dessous de cet intervalle ISO, l'incrément de donnée le plus fin (quantification) est de 1 bit sur l'ADC pour plusieurs électrons détectés, aussi la sensibilité est perdue. Ce régime de quantification permet une précision photométrique et un intervalle dynamique sous un régime de flux élevé (quand le condensateur peut être rempli par les électrons) le plus élevée possible, mais la détection est limitée à une paire d'électrons. Sur les appareils photo modernes, la sortie du convertisseur est généralement une valeur sur 14 bits, qui peut inclure un changement de codage (par exemple, 1024 ou 2048 pour les appareils Canon). Ainsi, parmi les 16384 valeurs possibles représentées par un nombre sous 14 bits, seulement environ 14000 sont utilisables. A ISO 400 et au-dessus, la sortie ADC enregistrera tout électron collecté par la photodiode. Ainsi, le nombre total d'électrons lisibles est altéré (proportionnellement au nombre ISO) par la façon dont l'intervalle dynamique possible et le

rapport signal/bruit sont altérés. La figure 2.7 montre la linéarité électronique et la saturation pour le canal vert du Canon 450D à divers réglages ISO.

Jusqu'à présent, nous avons supposé que seuls les photons stellaires sont mesurés par l'appareil photo, mais cela est en fait une simplification. La sortie RAW mesurée par l'ADU est proportionnelle au comptage photonique de l'étoile, plus le fond du ciel, plus d'autres sources de bruit. Le bruit provient des fluctuations intrinsèques de la source, de la scintillation de l'atmosphère, et des circuits électroniques de l'appareil photo. En particulier, certains ADUs mesurés proviennent du courant d'obscurité causé par les électrons générés thermiquement dans la photodiode. La plupart du temps, la contribution du courant d'obscurité peut être atténuée en prenant une série d'images du noir (images réalisées quand aucune lumière ne pénètre dans le système) qui seront soustraites de la sortie RAW. Le bruit d'amplification aléatoire et le bruit de grenaille issu du courant moyen d'obscurité contribuent aussi au signal mesuré. Ces termes sont discutés dans le chapitre 4.

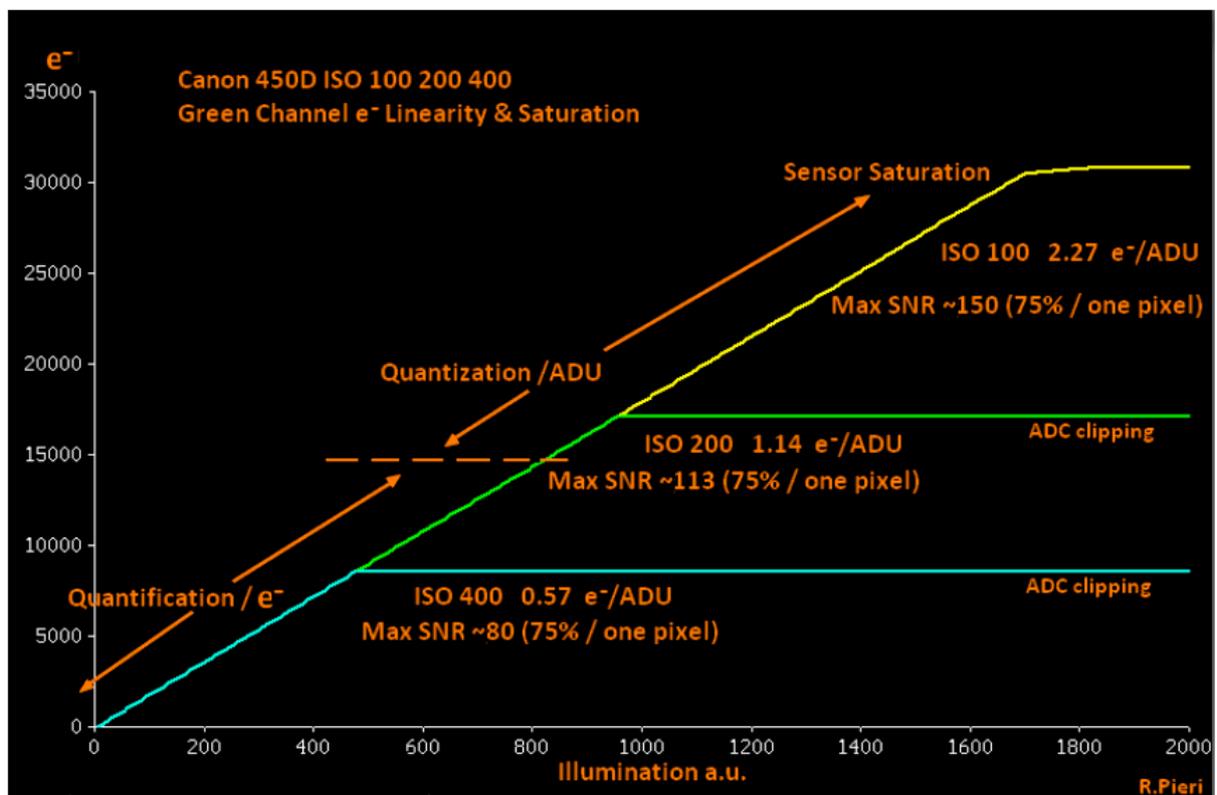


Figure 2.7. Linéarité électronique et saturation pour le canal Vert du Canon 450D à divers réglages ISO.

Maintenant, vous réglez le temps d'exposition afin de pouvoir prendre des images d'une durée d'au moins plusieurs secondes. La totalité du temps que vous choisissez dépend de plusieurs facteurs, comme la luminosité de l'étoile, le rapport d'ouverture, le réglage ISO, et si vous voulez éviter le filé des étoiles. Si l'étoile est faible, vous devez exposer suffisamment de temps pour mesurer précisément la luminosité. Si l'étoile est brillante, une exposition longue risque d'entraîner une saturation. Du fait qu'un rapport d'ouverture bas permet à davantage de lumière d'entrer, il permet également une pose plus courte. Quand le réglage ISO est abaissé, le temps d'exposition nécessaire augmente. Si votre appareil photo est monté sur un trépied, les temps d'exposition sont limités à 5-20 secondes (table 2.3) pour éviter de longues traînées d'étoiles. Si votre appareil photo est sur une monture entraînée, vous pouvez aller jusqu'à 60 secondes avant de vous soucier de la luminosité du

fond du ciel ou de la précision de l'entraînement. Pour des poses longues, vous pouvez avoir besoin de régler le temps d'exposition sur "BULB" et utiliser un déclencheur souple pour actionner l'obturateur. Vous pouvez choisir de prendre des images multiples avec un temps d'exposition identique puis de les combiner avec une procédure logicielle appelée "empilage". L'exposition combinée des images empilées doit totaliser au moins 60 secondes pour moyenniser correctement la variabilité du signal due à la scintillation. Le temps d'intégration est fonction du niveau de précision photométrique désiré pour l'observation, de la turbulence du ciel, et de l'ouverture de l'instrument. La scintillation est forte avec une petite ouverture, et s'amenuise au fur et à mesure que l'ouverture s'accroît. C'est une autre conséquence de la turbulence de l'atmosphère.

Les tables ci-dessous donnent la magnitude la plus faible atteignable sous un ciel excellent, au zénith, avec un réglage de 400 ISO, en utilisant diverses optiques au maximum d'ouverture, avec et sans entraînement en ascension droite. Le temps d'exposition correspondant et le niveau de saturation sont donnés pour une ouverture photométrique de 25 pixels à ISO 400 et 100. Un écart dynamique plus grand peut être atteint en utilisant une défocalisation plus grande.

Table 2.3. Exemples d'exposition pour une monture trépied fixe.

Optiques sur montures non entraînées	Distance focale (mm)	F/D	Taille de l'ouverture (mm ²)	Exposition maximale ¹	Magnitude limite	Magnitude de saturation à ISO 400	Magnitude de saturation à ISO 100	Champ de vue ² (degrés)
Zoom 18-55 / 3.5-5.6	55	5.6	76	20 s	8	5.1	3.7	15.3 x 22.8
Zoom 70-300 / 4-5.6	70	4	240	16 s	9	6.2	4.8	12 x 18
Télé 200 mm F4	200	4	1963	5.5 s	10	7.3	5.9	4.24 x 6.36
Zoom 70-300 / 4-5.6	300	5.6	2254	3.7 s	10	7.1	5.7	2.8 x 4.2
Réfracteur 400 mm F5	400	5	5026	2.7 s	10.5	7.6	6.2	2.1 x 3.2

Table 2.4. Exemples d'exposition pour une monture trépied fixe.

Optiques sur montures entraînées	Distance focale (mm)	F/D	Taille de l'ouverture (mm ²)	Exposition maximale ¹	Magnitude limite	Magnitude de saturation à ISO 400	Magnitude de saturation à ISO 100	Champ de vue ² (degrés)
----------------------------------	----------------------	-----	--	----------------------------------	------------------	-----------------------------------	-----------------------------------	------------------------------------

1 Trainée de 15 pixels de 5,2 μ m à la déclinaison 0°. La moyenne de la scintillation de l'étoile nécessite un temps total d'intégration de 60 s, ainsi plusieurs images doivent être empilées ou moyennées pour atteindre des séries de 60 s. Effectuer plusieurs séries (5 ou plus) permet une analyse statistique assez bonne : il est important d'optimiser les réglages.

2 Taille du capteur APC-SLa magnitude limite est la magnitude de l'étoile la plus faible mesurable avec une incertitude instrumentale de 0,05 magnitude dans une ouverture photométrique d'au moins 25 pixels, dans une image. L'incertitude globale sera supérieure, selon l'état du ciel.

La magnitude de saturation est la magnitude à laquelle au moins un pixel atteint 75% du niveau de saturation.

Télé 200 mm F4	200	4	1963	60 s	13	9.9	8.5	4.24 x 6.36
Zoom 70-300 / 4-5.6	300	5.6	2254	60 s	13	10	8.6	2.8 x 4.2
Réfracteur 400 mm F5	400	5	5026	60 s	14	10.9	9.5	2.1 x 3.2
Newton 800 mm F4	800	4	31416	60 s	16	12.9	11.5	1 x 1.6

L'appareil photo numérique offre divers formats de fichier. Celui requis pour la photométrie est le format RAW, qui enregistre directement ce que le capteur a détecté et qui n'inclut pas de traitement ni de compression par l'appareil photo. Ce format nécessite une énorme quantité de mémoire de stockage, mais toute cette information est nécessaire pour une photométrie précise. Alors que JPEG est un format plus courant pour les photographes, il ne préserve pas l'information que l'univers a laborieusement délivrée au capteur de notre appareil photo. Il est recommandé d'éviter le mode combiné RAW+JPEG qui existe sur de nombreux appareils photo. La sortie JPG nécessite beaucoup de travail de la part du processeur (réduction du bruit, diverses corrections internes de l'appareil, de-Bayer, sRGB...). Il utilise beaucoup d'énergie de la batterie et génère de la chaleur qui augmente de courant d'obscurité.

Il y a d'autres réglages sur votre appareil photo qui sont indésirables en photométrie. Toute fonction qui implique le traitement de l'image par l'appareil, comme la réduction du bruit, doit être évitée. Vous désirez aussi diminuer la luminosité de l'écran LCD (et même l'éteindre) pour préserver votre vision de nuit et la durée de vie de la batterie. Les auteurs de ce guide ne peuvent connaître tous les réglages qui peuvent être disponibles sur votre appareil photo, mais dans le doute, choisissez celui qui semble ne pas faire de fantaisie.

2.5. Filtres et réponse spectrale

2.5.1 Appareil photo numérique standard (non modifié)

Les filtres Bayer Rouge, Vert et Bleu (véritablement pixels RGGB) sont constitués de pigments déposés au-dessus de la surface des pixels du capteur CMOS, et ils ne peuvent être ni nettoyés, ni retirés. Ils forment un motif en damier de filtres rouges, verts et bleus qui sont placés au-dessus du capteur (voir figure 2.3). Chaque pixel est en conséquence sensible uniquement à sa propre couleur de lumière. Une zone de microlentilles (collée sur le capteur) focalise la lumière tombant sur chaque pixel dans la partie la plus sensible de celui-ci, en améliorant le facteur de remplissage du pixel à un niveau approchant 100%. A une courte distance en face du capteur lui-même, se trouve une pile de filtres qui effectue plusieurs fonctions incluant :

- un filtre coloré IR qui réduit l'excès de sensibilité de la lumière rouge profonde et de l'infrarouge - il ne peut être retiré d'un appareil photo moderne sans enlever toutes les fonctions de la pile de filtres.
- un filtre diélectrique de coupure de l'infrarouge qui élimine la lumière infrarouge au-dessus de 700 nm.
- un filtre diélectrique de coupure de l'ultraviolet qui élimine la lumière ultraviolette en-dessous de 400 nm.

- un anti moirage qui réduit l'effet de texture dû à la structure de Bayer (un filtre spatial passe-bas, qui réduit légèrement la résolution, et réduit le problème de sous-échantillonnage dans la photométrie).

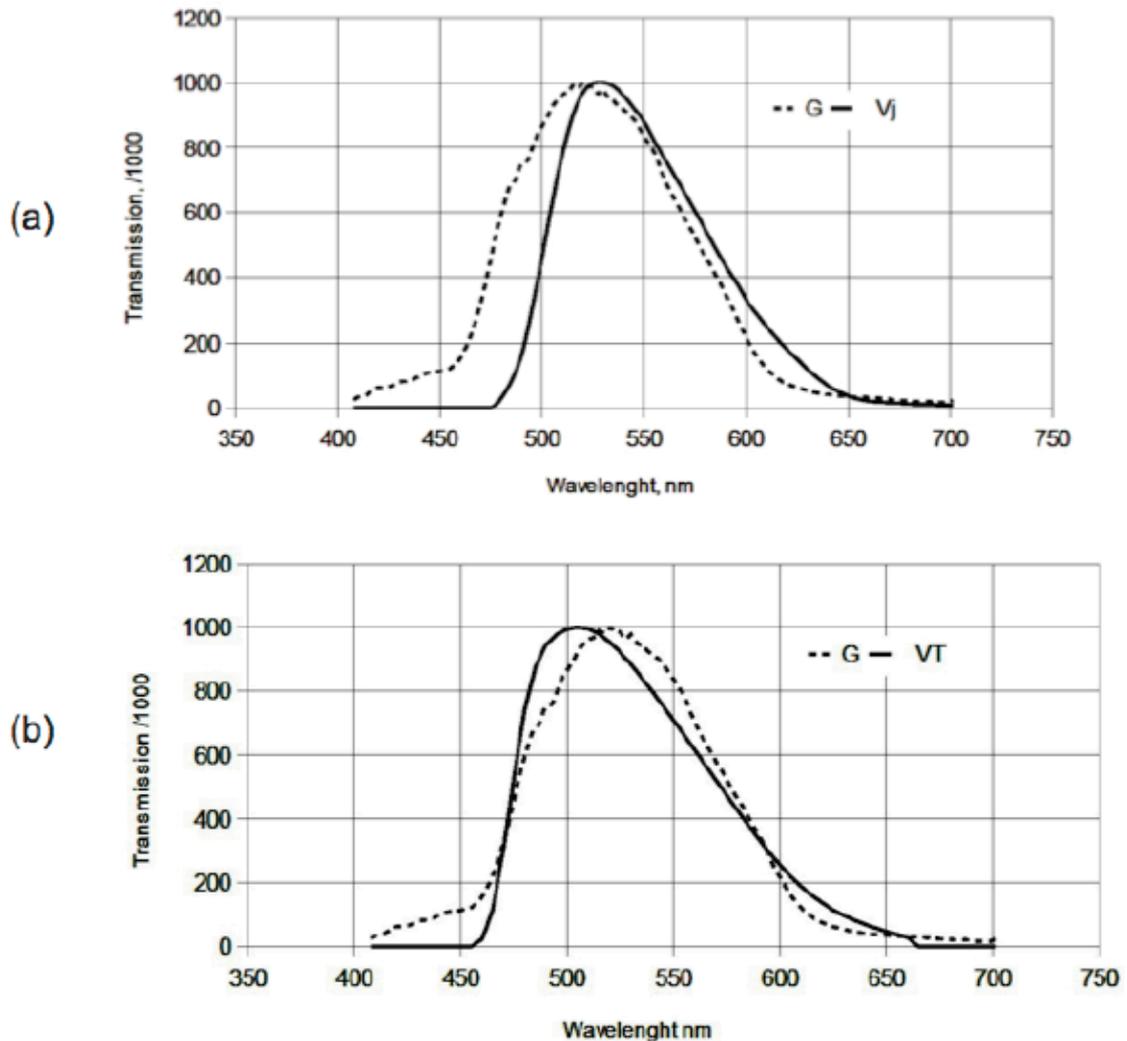


Figure 2.8. Réponse spectrale du Vert d'un DSLR contre la définition de bande passante (a) de Johnson V et (b) de Tycho VT.

La réponse de longueur d'onde des canaux combinés G+G de l'appareil photo numérique n'est pas éloignée de la définition standard du V de Johnson et délivre une bonne magnitude V après une transformation classique. La technique VSF (filtre synthétique V ; R. Pieri, JAAVSO, 40, 2, 834 (2012)) combinant les canaux RGGB fonctionne un peu mieux. Le signal du canal B peut être converti en B de Johnson pour la plupart des types stellaires, mais cela reste un sujet à expérimenter. Le canal R est trop éloigné du R de Cousins (Rc) pour être transformable. Comme les réponses typiques bleu et verte d'un appareil photo numérique peuvent être efficacement converties dans le système de Johnson, il n'est pas nécessaire d'ajouter de filtres additionnels dans le chemin de lumière d'un appareil photo numérique non modifié.

2.5.2 Modification d'un appareil photo numérique

La pile de filtres de nombreux appareils photo numériques peut être retirée (à vos risques) par des spécialistes. Agir ainsi augmente la réponse au rouge et à l'infrarouge proche ($H\alpha$, etc...). La dépose totale de la pile de filtres est intéressante pour la spectroscopie. Ensuite, l'imagerie classique nécessite que les fonctions de coupure IR et UV soient remplacées par un filtre externe identique (ces fonctions sont retirées en même temps que le colorant IR). Ce filtre externe IR et UV est aussi nécessaire pour la photométrie V et B (et éventuellement R). La dépose du colorant IR améliore substantiellement la réponse G au rouge et fournit un meilleur V avec une transformation réduite. Cela peut aider pour obtenir une valeur R de cousins, mais cela doit être confirmé. B n'est pas modifié. L'élimination de l'anti moirage (inévitable avec la dépose du colorant IR) rend le problème du sous-échantillonnage de Bayer plus critique (davantage de défocalisation est nécessaire).

Avec la pile de filtres non retirée, l'addition d'un filtre V de Johnson en face de l'objectif, soit en utilisant la sortie R+G+B ou G+G seule, requiert encore une grande transformation et réduit le rapport signal/bruit. De grandes erreurs pour les types spectraux K et M persistent après transformation. En conséquence, cette addition n'est pas recommandée. La figure 2.9 montre la réponse spectrale pour un Canon 450D non modifié avec lequel les canaux rouge, vert et bleu sont combinés avec un filtre V de Johnson.

L'addition d'un filtre photographique Y50 (coupure du bleu) à un appareil photo numérique non modifié et en utilisant la technique VSF à $G+0.05 \times R$ donne un très bon V sans trop dégrader le rapport signal/bruit. Cela donne les meilleurs résultats pour toutes les techniques avec les types spectraux K et M.

En conclusion, un appareil photo numérique non modifié sans filtres additionnels est recommandé pour la photométrie normale en V. La dépose du colorant IR peut être intéressante pour des projets spécifiques

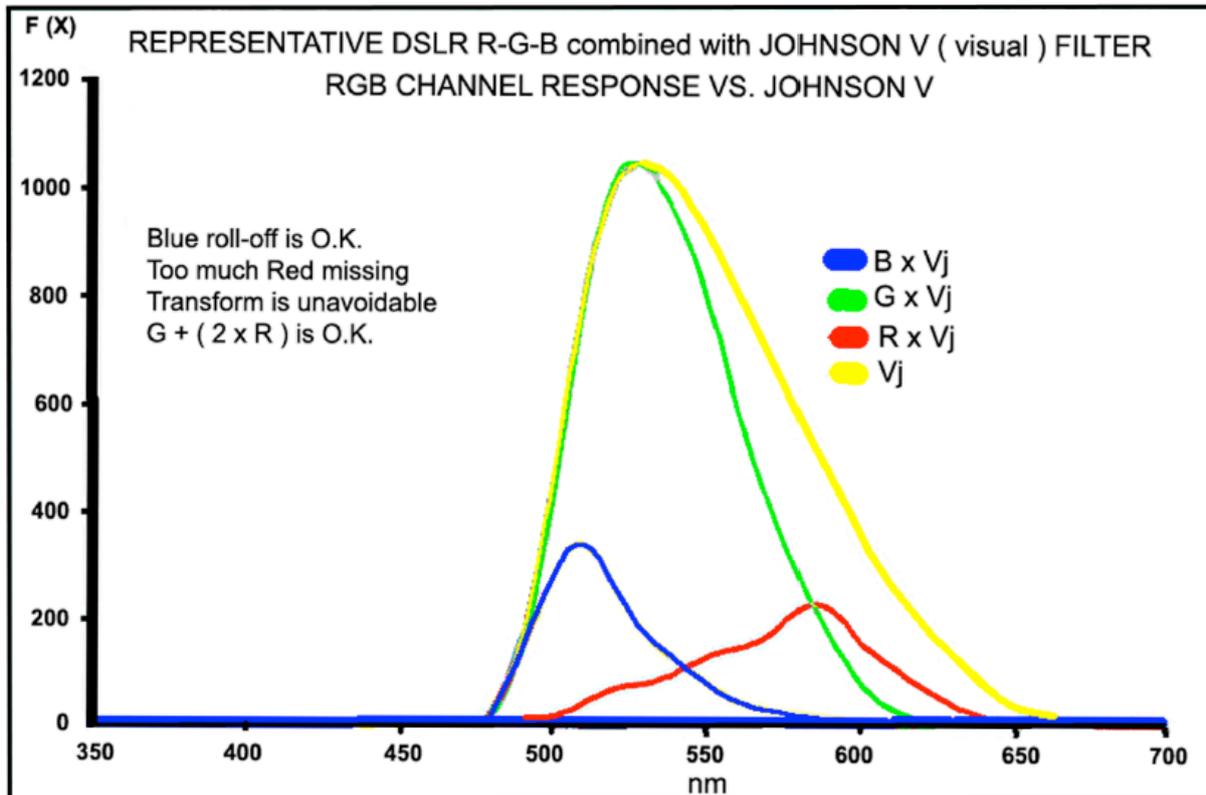


Figure 2.9. Réponse spectrale d'un appareil photo numérique Canon 450D avec lequel les filtres R, G et B sont combinés avec un filtre V de Johnson.

Chapitre 3 : vue d'ensemble du logiciel

A l'exception de votre dispositif d'imagerie, les ordinateurs et logiciels sont les parties les plus importantes dans la photométrie avec un appareil photo numérique. De nombreux aspects de planification des observations, d'acquisition et de calibrage des images, de mesure, d'analyse, et de rapports des résultats sont facilités par l'utilisation d'un logiciel approprié. Il existe de nombreuses options commerciales et libres disponibles, avec de nouvelles offres apparaissant occasionnellement sur le marché. Certains effectuent des tâches multiples, pendant que d'autres sont plus spécialisés. Aucun progiciel ne fait tout ce que vous pourrez faire avec une petite suite de programmes, chacun étant dédié à une tâche spécifique à l'intérieur de votre flux de travail.

Comme un logiciel évolue constamment, ce manuel ne fournit pas de conseils pour aucun progiciel. Au lieu de cela, nous fournissons une vue d'ensemble de haut niveau des caractéristiques dont vous aurez besoin, désirerez probablement, et pourrez être capable d'utiliser dans une suite de réduction photométrique. Si vous avez besoin d'un tutoriel pas à pas pour un progiciel particulier, voyez les tutoriaux de photométrie avec appareil photo numérique sur le site web de l'AAVSO.

3.1. Besoins minimaux d'un logiciel de photométrie DSLR

Quand on considère un logiciel pour la photométrie DSLR, il y a quatre composants clés que le logiciel doit effectuer : ouverture d'images RAW, application d'images bias/flat/dark, extraction des canaux de couleur individuelle, et analyse photométrique. Il n'existe pas de programme unique "correct", et vous pouvez être amené à utiliser plusieurs programmes pour effectuer ces étapes. Dans les prochains paragraphes, nous discuterons chacune de ces étapes en détail.

3.1.1 Support du format RAW de votre appareil photo

Comme décrit dans le chapitre précédent, pour extraire des mesures photométriques précises de votre image, il est impératif que les valeurs des données brutes RAW de votre appareil photo restent inaltérées par tout traitement intégré. En conséquence, votre logiciel de photométrie doit être capable de lire et de manipuler le format RAW que fournit votre appareil photo. Il n'existe pas de format RAW universel : Canon utilise les fichiers CRW et CR2 alors que Nikon utilise les fichiers NEF. D'autres fabricants d'appareil photo utilisent quelque chose de différent.

Quand vous achetez un logiciel (ou un nouvel appareil photo), gardez à l'esprit que quand un nouvel appareil est commercialisé, cela peut prendre plusieurs semaines ou mois avant que le logiciel de traitement et de photométrie soit mis à jour pour lire le nouveau format RAW. Vous devez vérifier que le support pour votre appareil photo est présent en consultant le site web de l'éditeur du logiciel.

3.1.2 Calibrage d'image intégré (application d'images bias, flat, et dark)

Comme cela est expliqué dans le chapitre suivant, une série d'images de calibrage doit être prise en plus de vos images d'objets. Ces images bias, flat et dark caractérisent les décalages constants, l'éclairage inégal causé par vos optiques, et les pixels chauds (ou autres non-linéarités) du capteur de votre appareil photo. Pour obtenir une estimation précise de l'intensité des étoiles, ces effets doivent être retirés. Ainsi, votre logiciel ne doit pas seulement lire et afficher les images, mais aussi être capable d'appliquer ces images de calibrage à vos images d'étoiles.

3.1.3 Extraction des canaux de couleur individuelle

Comme décrit dans le chapitre précédent, la zone de filtres de couleur Bayer sur les capteurs d'appareil photo numérique permet à l'information rouge, verte et bleue d'être enregistrée simultanément dans la même image. Chaque couleur est dite être dans un canal ou un plan séparé. Votre logiciel de photométrie doit être capable de séparer les images RAW en images individuelles rouge, verte et bleue. Il existe en réalité deux canaux verts et un logiciel, AIP4Win, par exemple les combine en une image. Un autre logiciel, MaxIm DL, par exemple, traite chaque canal vert séparément. Actuellement, la plupart des logiciels extraient un canal de couleur à la fois, aussi il peut être nécessaire de répéter le processus d'extraction si les trois couleurs sont d'intérêt.

De nombreux programmes populaires de photométrie incluent la possibilité d'extraire les canaux de couleur du fichier image RAW (par exemple, MuniWin, IRIS, AIP4Win, MaxIm DL). Avec ceux-ci, vous pouvez utiliser un seul programme pour extraire le canal Vert, effectuer le calibrage de l'image, et effectuer l'analyse photométrique. Quelques programmes populaires de photométrie ne gèrent pas les fichiers RAW des appareils photo numériques (par exemple, MPO Canopus, VPhot), ou n'ont pas la possibilité d'extraire individuellement les canaux de couleur de votre image RAW. Si vous aimez les outils de photométrie de l'un d'entre eux, vous devez d'abord extraire les canaux Verts et convertir l'image monochrome dans le format FITS que MPO Canopus et VPhot reconnaissent.

La plupart des programmes produisent des images couleur extraites qui sont plus petites que l'image RAW (par exemple, une image RAW de 5200 x 3460 pixels donnera une image verte extraite de 2600 x 1730 pixels). AIP4Win, cependant, interpole combien de lumière rouge, verte et bleue serait tombée sur chaque pixel de l'image. Il effectue cela, en regardant, par exemple les pixels verts voisins et en interpolant combien de lumière verte serait tombée sur les pixels rouge et bleu. Ainsi les images extraites ont la même taille que l'image RAW. Plusieurs méthodes d'interpolation sont disponibles et il est important de sélectionner l'option bilinéaire pour obtenir la plus grande précision.

NOTE : selon le logiciel que vous utilisez, les canaux de couleur peuvent devoir être extraits avant d'être calibrés. Il est très important de ne pas mélanger les images de calibrage pour les différents plans colorés.

3.4.1 Analyse photométrique

L'analyse photométrique est la mesure du nombre de photons en provenance d'une étoile qui frappe le capteur. Chaque programme a sa propre méthode spécifique pour prendre cette mesure, mais elles nécessitent toutes généralement que l'utilisateur sélectionne le rayon (en pixels) d'un cercle à mesurer autour de l'objet et des étoiles de comparaison. Chaque programme dispose de ses propres commandes pour effectuer cette mesure, mais ils utilisent tous une "ouverture de mesure" et une "ouverture de ciel". L'ouverture de mesure est une petite région circulaire (ou carrée) entourant l'étoile. Le logiciel compte le signal total à l'intérieur de l'ouverture de mesure. Ce total inclut les photons de l'étoile, plus les photons du fond du ciel. L'ouverture du ciel est généralement un anneau qui entoure l'ouverture de mesure et qui ne contient pas d'étoile. Le logiciel utilise le signal mesuré dans l'ouverture de ciel pour soustraire le fond du ciel au signal de l'étoile à l'intérieur de l'ouverture de mesure. Cette procédure est appelée "photométrie d'ouverture". De nombreux programmes permettent à cette procédure d'être traitée par lots (voir les dossiers ci-dessous sur les scripts et traitements par lots), ce qui simplifie énormément et accélère l'analyse si de multiples images sont impliquées.

3.2 Caractéristiques utiles de logiciel

Voici quelques caractéristiques supplémentaires rencontrées dans certains logiciels de photométrie qui rendent le traitement des images plus performant. Aucune n'est indispensable, mais elles rendent le travail plus aisé.

3.2.1 Traitements par lots des images

Pour supprimer la corvée de traiter manuellement chaque image individuellement, la plupart des observateurs désirent traiter rapidement des lots entiers d'images en une seule étape. Selon votre technique d'acquisition et les propriétés de l'étoile objet, vous pouvez vouloir prendre des douzaines ou des centaines d'images du même champ. Et vous devrez aussi prendre des images de calibrage multiples. Traiter toutes ces images une par une ruinera rapidement tout plaisir dans la photométrie DSLR, aussi, ce que vous désirez est le traitement par lots : effectuer une opération de traitement d'image sur un lot de fichiers.

3.2.2 Scriptabilité

Même préférable au traitement par lots, un script vous permet de combiner plusieurs opérations en un flot de travail configurable. Certains progiciels définissent un langage de programmation simple pour autoriser l'utilisateur à écrire des scripts (par exemple, IRIS), d'autres utilisent une interface utilisateur graphique (GUI) pour définir le flux de travail interactivement puis de l'appliquer à des jeux de fichiers (par exemple, Fistwork). Ceci est une particularité avancée qui est seulement offerte par certains progiciels, en particulier ceux utilisés par les astronomes professionnels. Les débutants ne doivent pas trop s'ennuyer avec les scripts et effectuer leur flux de travail manuellement au départ, mais les observateurs expérimentés trouveront ces caractéristiques très utiles pour accroître la productivité et éviter la frustration de répéter des tâches triviales encore et encore. Quand on sélectionne un progiciel, assurez-vous que vous aurez la possibilité ultérieure d'utiliser les scripts, bien qu'initialement, vous ne l'utiliserez pas pendant l'apprentissage.

3.2.3 Alignement et empilage

Un moyen facile d'améliorer le rapport signal/bruit de vos images et/ou d'atteindre des objectifs plus faibles consiste à aligner et empiler (c'est-à-dire ajouter ensemble ou moyennner) les images. De nombreux progiciels peuvent aligner et empiler des photos bien que la procédure pas à pas soit légèrement différente. En général, le logiciel devra d'abord enregistrer chaque image en identifiant plusieurs étoiles communes à chaque image. Dans la phase d'alignement, les images sont ensuite tournées et déplacées pour assurer l'alignement des étoiles dans les images successives. La phase d'empilage calcule ensuite les valeurs médianes ou moyennées de chaque pixel des images dans la pile. L'image finale est le résultat de ces valeurs de pixel empilées.

La portion de bruit du contenu de chaque pixel n'est pas constante mais fluctue autour d'une valeur moyenne et peut changer d'une image à l'autre. En empilant les images, le rapport signal/bruit tend à s'améliorer. Cela en raison du fait que l'addition de plusieurs mesures entraîne à la fois l'accroissement du signal et du bruit en termes absolus, mais le bruit, étant aléatoire, croît plus lentement que le signal. Pour les régions sans étoiles dans l'image empilée, le résultat sera des valeurs de pixel proches d'un niveau de fond de ciel constant (proche de zéro pour des poses courtes dans un lieu sombre) et une dispersion réduite comparée aux images individuelles. Dans le cas des

étoiles, les pixels ne changeront pas beaucoup d'une image à l'autre, aussi le résultat de l'alignement et du processus d'empilage réduira le bruit tout en laissant les étoiles inchangées.

Comme chaque programme a un jeu spécifique d'étapes à effectuer pendant l'alignement et l'empilage des images (et parce que de nouvelles versions du logiciel peuvent avoir une procédure légèrement différente), les étapes spécifiques n'ont pas été incluses dans ce manuel, mais des exemples peuvent être trouvés dans la section DSLR du site web de l'AAVSO.

3.2.4 Contrôle par l'ordinateur de la focalisation et de l'acquisition de l'image.

L'acquisition de l'image peut être contrôlée par logiciel quand l'appareil photo est connecté à un ordinateur par un câble USB (utilisé normalement pour télécharger les images de la carte mémoire de l'appareil photo). Canon fournit le programme EOS Utility avec leur appareil photo. D'autres fabricants d'appareil photo fournissent un logiciel similaire, soit gratuitement, ou à un coût supplémentaire. Des logiciels de tierce partie sont aussi disponibles, comme Backyard EOS et MaxIm DL, parmi d'autres.

Un tel logiciel facilite grandement le cadrage de l'objet, en réglant un montant approprié de défocalisation et de temps d'exposition. Vous pouvez rapidement vérifier le cadrage de l'objet et des étoiles de comparaison en acquérant une image et en l'affichant sur l'ordinateur. Si nécessaire, le pointage de l'appareil photo peut être ajusté avant que la capture des images ne commence. L'image peut aussi être mesurée pour s'assurer que les étoiles intéressantes ne sont ni sous-exposées ni surexposées, et la durée de l'exposition peut être ajustée en conséquence.

L'autofocus ne marche pas sur un ciel nocturne et doit être désactivé. En fait, pour la photométrie, l'image doit être légèrement défocalisée (voir le chapitre d'acquisition de l'image). Régler l'objectif sur la marque de l'infini (∞) est peu probable d'être adapté, en particulier si vous utilisez un objectif zoom. La focalisation manuelle peut prendre beaucoup de temps et un contrôle par logiciel est souhaitable. Backyard EOS est un programme qui fait cela avec les objectifs électroniques Canon. D'autres logiciels peuvent être disponibles pour des appareils photo spécifiques.

Backyard EOS automatise aussi l'acquisition d'image, comme d'autres programmes. Cela est particulièrement utile quand des images multiples d'un champ sont requises pour un empilage ultérieur ou pour enregistrer des étoiles variant relativement rapidement, comme des binaires à éclipses. Le logiciel peut être programmé pour obtenir une série d'images à des intervalles de temps spécifiques.

MaxIm DL est un logiciel d'acquisition et d'analyse puissant avec les dispositifs CCD et DSLR. Cependant, à la différence de la plupart des logiciels d'acquisition, MaxIm DL sauvegarde les images au format FITS [voir section 3.2.6], et non dans le format natif RAW de l'appareil photo. Ce n'est pas un problème car FITS est le format de fichier d'entrée habituel pour les logiciels de photométrie.

3.2.5 Dépouillement des plaques automatique

Le dépouillement des plaques est le processus d'identification automatique des étoiles détectables dans une image, par cross référence avec un catalogue d'étoiles. Si vous avez préparé votre session d'observation en regardant des cartes de chercheur en premier (comme vous le devriez), vous apprendrez bientôt comment identifier l'objet et les étoiles de comparaison manuellement sans l'aide du dépouillement de plaques automatique. Mais pour certaines techniques avancées comme

la photométrie automatique, ou quand vous pensez que vous avez remarqué un changement de luminosité dans une des étoiles de votre champ qui ne pourrait ne pas faire partie de votre observation originale, le dépouillement de plaques peut s'avérer utile. Certains progiciels avancés comme MPO Canopus (<http://www.minorplanetobserver.com/MPOSoftware/MPOCanopus.htm>) utilisent même cela pour identifier automatiquement les étoiles variables (ou les astéroïdes). Une solution basée sur le web est astronomy.net qui propose aussi un logiciel autonome (Linux) que vous pouvez télécharger et utiliser localement.

3.2.6 Conversion des images au format FITS

Le "Flexible Image Transport System" (FITS) est un standard ouvert pour les images (et d'autres jeux de données astronomiques comme l'information tabulaire) et il est très populaire dans la communauté astronomique. Il permet un stockage sans perte (le fichier stocké contient toute l'information qui était présente dans le fichier image original RAW) qui est essentiel pour un travail photométrique. Rappelez-vous que JPEG est un format de fichier compressé, et il n'est pas sans perte. Comme FITS est supporté par pratiquement tous les logiciels d'astronomie sérieux, c'est un très bon choix quand vous voulez échanger des données d'image entre différents progiciels. Un autre gros avantage du format FITS est qu'il permet le stockage de métadonnées d'image (heure de l'observation, lieu d'observation, durée de la pose, coordonnées du champ, etc.) d'une façon standardisée que le logiciel peut comprendre. De même, pour archiver vos images, FITS est le meilleur choix. Il existe cependant, plusieurs sous formats de FITS et vous pouvez devoir expérimenter un peu pour trouver un sous format commun supporté par tous vos logiciels préférés.

Le logiciel Fitswork (http://www.fitswork.de/software/softw_en.php) est un exemple de logiciel travaillant avec les fichiers FITS et il supporte même une fonctionnalité de scripts.

3.2.7 Corrections d'extinction différentielle et de transformation

Comme expliqué plus en détail dans le prochain chapitre, l'extinction différentielle (dispersion subie par la lumière de l'étoile quand elle passe à travers l'atmosphère) et les corrections de transformation (pour rendre le Vert des DSLR conforme au filtre V du standard astronomique, etc.) sont souvent effectuées pendant l'étape de réduction de l'analyse. La plupart des logiciels de photométrie n'effectue pas cette tâche, cependant quelques programmes le font (VPhot de l'AAVSO). Si vous comptez utiliser cette étape avancée dans votre analyse des données, vous pouvez soit utiliser un programme (comme VPhot ou MPO Canopus) qui l'inclut, ou utiliser un tableur (comme ceux disponibles dans la section DSLR de l'AAVSO).

3.2.8 Génération de rapport et soumission sur le web

Les observations doivent être soumises à la base de données internationale de l'AAVSO par l'intermédiaire du site WebObs (<http://www.aavso.org/webobs>). Plusieurs progiciels de photométrie (AIP4Win, MaxIm DL, VPhot, et MPO Canopus) peuvent générer des fichiers de rapports adaptés.

Alternativement, les observations peuvent être enregistrées dans un tableur formaté de façon adéquate (<http://www.aavso.org/aavsoextended-file-format>) pour chargement ultérieur sur WebObs.

3.3 Caractéristiques optionnelles

3.3.1 Synchronisation du temps

Régler manuellement la date et l'heure de l'appareil photo par référence à un signal horaire au début de la session d'observation est généralement suffisant quand on observe des variables à longue période. Dans d'autres situations, l'estampillage du temps précis des images est important, par exemple, pour les séries des temps d'observation d'étoiles binaires à éclipses pour déterminer l'heure précise du minimum de lumière. Les appareils photo Canon, et probablement d'autres, peuvent être configurés pour se synchroniser avec l'horloge de l'ordinateur quand ils sont reliés par un câble USB. L'horloge de l'ordinateur peut être automatiquement synchronisée à intervalles réguliers avec un serveur de temps Internet. De nombreux systèmes d'exploitation effectuent cette tâche automatiquement, cependant un logiciel spécialisé comme Dimension 4 (<http://www.thinkman.com/>) peut être utilisé. Le contrôle par logiciel de l'appareil photo (voir ci-dessous) offre un moyen pratique de s'assurer que l'horloge de l'appareil photo est correctement réglée avant d'acquérir chaque image.

3.4 Carte de comparaison des possibilités des logiciels

Les solutions logicielles les plus répandues utilisées pour l'observation des étoiles variables sont basées sur Windows ou Linux. Quatre logiciels de photométrie courants sont comparés dans la table 3.1. Note : il existe plusieurs versions de MaxIm DL disponibles. Pour faire de la photométrie DSLR, vous aurez besoin de la version MaxIm DL Pro. Les caractéristiques et les prix étaient applicables début 2013.

Table 3.1. Carte de comparaison des logiciels.

Caractéristiques	IRIS ³	Muniwin ⁴	AIP4WIN ⁵	MaxIm DL Pro ⁶
Analyse photométrique	X	X	X	X
Utilise les images RAW	X	X ⁷	X	X
Application des images Bias, Flat et Dark	X	X	X	X
Séparation des couleurs	X	X	X	X
Traitement par lots	X	X	X	X
Alignement et empilage	X		X	X
Affichage de l'acquisition de l'appareil photo	X			X
Contrôle de la focalisation et de	X			X

3 <http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>

4 <http://c-munipack.sourceforge.net>

5 <http://www.willbell.com/aip/Index.htm>

6 http://www.cyanogen.commaxim_main.php

7 Formats limités supportés : contactez l'auteur en ce qui concerne votre appareil photo (site de Muniwin).

l'appareil photo				
Conversion au format FITS	X	X	X	X
Scriptabilité	X	X		X
Contrôle de la monture et du télescope	X			X
Dépouillement de plaques	X		X	X
Génération de rapport			X	X
Coût	Gratuit	Gratuit	\$99 ⁸	\$499 ⁹

3.5 Autres logiciels utiles

3.5.1 Logiciels de planétarium et de cartes d'étoiles

Des cartes d'étoiles imprimées peuvent être utilisées pour localiser la région du ciel à photographier. Imprimées ne signifie pas nécessairement des cartes en papier, elles peuvent être stockées comme fichiers sur un disque dur. Les cartes qui permettent de trouver spécifiquement les étoiles variables cibles peuvent être générées en ligne à <http://aavso.org/vsp>. Cette page AAVSO "Variable Star Plotter", figure 3.1, peut générer des cartes en plusieurs tailles d'après le nom de l'étoile variable. (Son utilisation est décrite en détail au chapitre 7). Le champ de vision d'un appareil photo numérique avec un objectif standard est généralement bien représenté par une carte de taille "B" et son orientation par une orientation "CCD".

⁸ Le prix de \$99 inclut le livre *The Handbook of Astronomical Image Processing*.

⁹ Seul MaxIm DL Pro et sa suite possèdent toutes les caractéristiques requises pour la photométrie avec un appareil photo numérique.



Figure 3.1. Page web du traceur de cartes d'étoiles variables.

La carte résultante affiche l'étoile variable centrée. Figure 3.2. Lors du réglage et de la focalisation, ces cartes sont utiles pour vérifier que la variable est bien placée dans vos images. Les magnitudes de quelques étoiles voisines sont également indiquées, et vous devez vous assurer que quelques magnitudes similaires à votre étoile cible sont incluses dans le champ de vision, afin qu'elles puissent être utilisées comme étoiles de comparaison dans la réduction photométrique.

Les magnitudes des étoiles de comparaison sur les cartes VSP sont données avec une décimale uniquement. Cela est généralement suffisant pour les observateurs visuels mais non adéquat pour l'analyse DSLR. Sélectionnez l'option "Photometry table" sur VSP pour produire une liste détaillée d'étoiles de comparaison du champ. Les magnitudes et l'erreur estimée sont données avec 3 décimales.

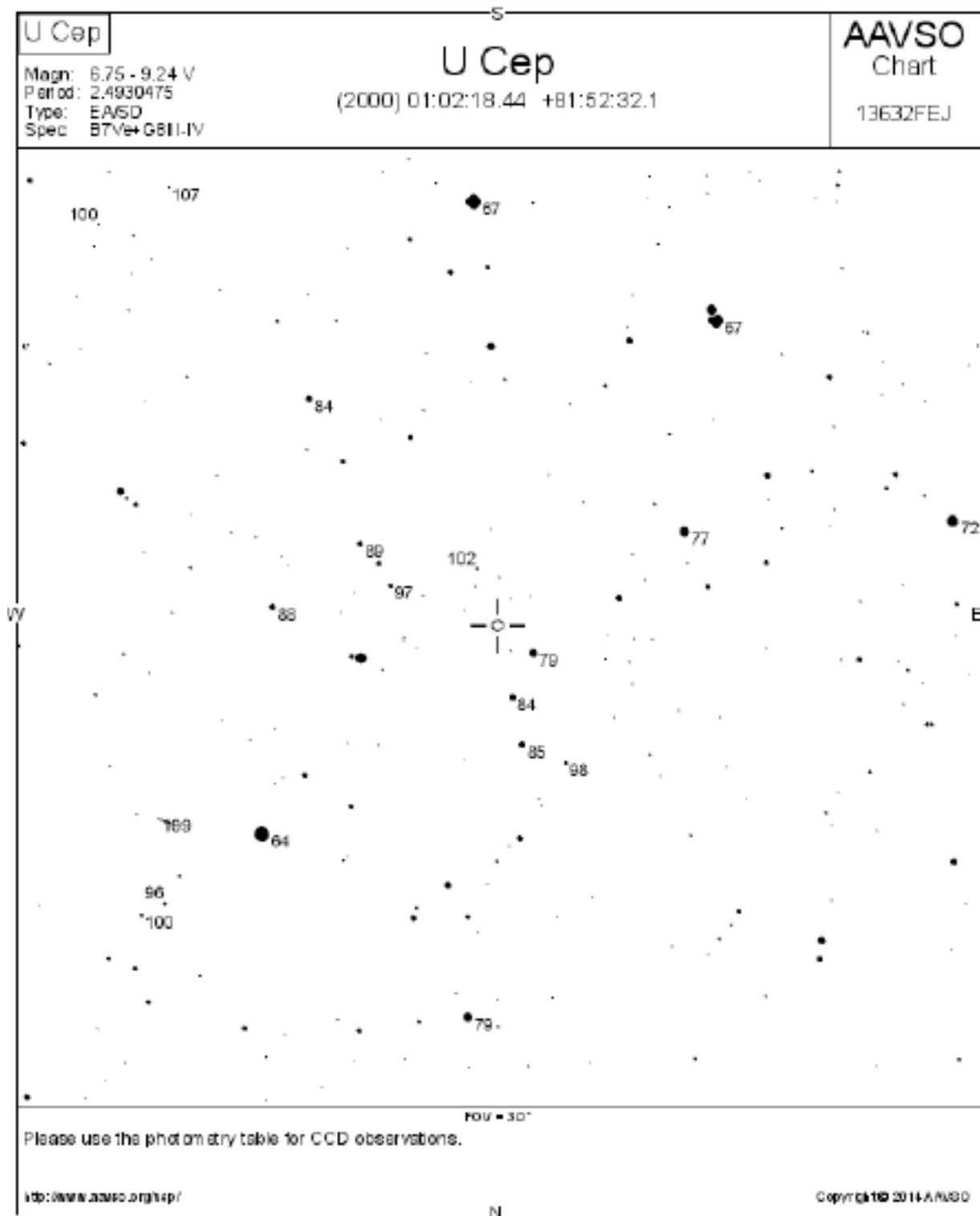


Figure 3.2. Carte du traceur de carte d'étoile variable autour de la variable U Cep montrant les magnitudes des étoiles de comparaison avec une décimale (sans le point décimal).

Si vous utilisez une monture équatoriale bien alignée, les coordonnées de l'étoile fournies sur la carte vous aideront à vous déplacer rapidement vers le champ de l'étoile correcte.

Si vous utilisez simplement un trépied, une carte montrant une partie plus grande du ciel peut s'avérer utile pour pointer votre appareil photo. Les cartes en papier, montrant de larges zones du

ciel, ou des atlas du ciel, peuvent être utilisées pour cela. Cependant, un logiciel de planétarium est plus pratique car la carte affichée peut être redimensionnée et orientée pour correspondre à votre système d'image et les cibles facilement recherchées et centrées. De nombreux logiciels de planétarium peuvent aussi contrôler une monture de télescope (voir "Contrôle d'une monture et/ou d'un télescope" ci-dessous). Il existe de nombreuses options commerciales ou gratuites comme Stellarium, Cartes du Ciel, et TheSky. Certains logiciels de planétarium pour dispositifs mobiles peuvent détecter la direction dans laquelle vous pointez et ajuster la vue automatiquement pour montrer les étoiles dans cette direction, ce qui est très pratique.

Un point à garder à l'esprit quand on utilise un logiciel est que l'étoile variable peut être affichée avec une luminosité différente de celle à laquelle vous la voyez pendant votre nuit d'observation, précisément parce qu'elle est variable !

3.5.2 Contrôle du télescope et/ou de la monture

De nombreuses montures de télescope avec des possibilités "Goto" peuvent être contrôlées en utilisant un logiciel sur votre ordinateur. Ces types de montures sont souvent fournis avec des drivers ou des protocoles de communication qui sont compris par un logiciel de planétarium, comme Stellarium ou TheSky. Il y a au moins deux avantages principaux à contrôler une monture à partir d'un logiciel. Le premier est qu'un "objectif" peut être facilement localisé à la première place (sous réserve qu'il soit visible dans le ciel à ce moment). La seconde est qu'une monture de suivi permettra à un appareil photo de rester pointé vers le même objectif, pour compenser la rotation terrestre. Cela permet des poses plus longues et permet de détecter des étoiles plus faibles. Idéalement, l'appareil photo doit être monté sur une monture équatoriale, mais de nombreuses montures "Goto" sont des montures Alt azimutales, qui sont plus faciles à configurer et qui sont facilement contrôlées par les ordinateurs modernes (qui peuvent être situés à l'intérieur de la monture) pour suivre les étoiles. Strictement parlant, l'utilisation d'une monture Alt azimutale (sans un rotateur d'appareil photo coûteux) cause l'image à tourner légèrement. La plupart des logiciels qui traitent des séquences d'images peuvent compenser cet effet, et pour les poses courtes, ce n'est pas un problème grave pour chaque image individuelle.

Chapitre 4. Acquisition d'image

4.1 Vue d'ensemble de l'acquisition

La photométrie DSLR est, dans son principe, un processus très simple : prendre des images du ciel, extraire les données photométriques, calibrer/réduire les données, et soumettre vos mesures pour un archivage à long terme. L'étape d'acquisition de l'image est fondamentalement la plus importante de ces processus car si les données d'entrée sont de piètre qualité, les données finales le seront aussi.

Dans ce chapitre, nous plongeons en détail dans le travail préparatoire que vous devez faire avant de prendre votre premier cliché, comment prendre des images de calibrage, comment trouver votre champ d'étoiles dans un petit chercheur, comment acquérir les images et juger de leur qualité, et finalement quelques ficelles du métier de la part de photométristes DSLR expérimentés.

4.2 Travail préparatif

4.2.1 Carnet de notes

Peut-être, un des aspects le plus important de faire de la science est de garder des bons enregistrements de ce que vous avez fait. Cela peut ressembler à une notion très simplifiée, mais un registre de votre configuration d'observation et des sessions ne vous aidera pas seulement à identifier des problèmes avec vos données, mais permettra à d'autres observateurs à dupliquer votre expérimentation si elle doit être faite.

Au minimum, vos enregistrements doivent indiquer la date et l'heure de vos images, les objectifs sur lesquels les données scientifiques sont prises, les conditions météo, et tout ce qui se passe mal durant votre session d'observation. C'est également une bonne idée de noter périodiquement la température, l'humidité, et l'état du ciel du fait que ces dernières peuvent altérer la qualité de vos images. N'oubliez pas de noter également tout ce qui est inhabituel à propos de la session ou de votre équipement. Est-ce que la lumière du garage de votre voisin est allumée ce soir quand elle ne l'était pas la nuit dernière ? Avez-vous été à cours de batterie au milieu d'une session d'observation et avez-vous changé les batteries ?

4.2.2 Emplacement d'observation, montures, et contrôles d'appareil photo

Comme à chaque session d'observation, la plupart du travail se fait dans l'obscurité. Vous devez trouver un emplacement pour observer qui est dénué d'obstructions à la fois dans le ciel et au sol. Que vous utilisiez un trépied ou une monture de télescope, familiarisez-vous avec l'emplacement et le fonctionnement de ses contrôles et des caractéristiques qui pourraient être utiles. Par exemple, comment les jambes de votre trépied se déplient-elles ? Comment le verrou des jambes du trépied se verrouille-t-il ? Essayez d'attacher votre appareil photo sur la monture en plein jour et d'atteindre les positions extrêmes (zénith, par exemple) pour vérifier que rien n'interfère avec le pointage, ne peut s'emmêler, ou involontairement endommagé pendant votre session.

Concernant votre appareil photo, vous devez être capable de trouver et d'utiliser tous les contrôles suivants :

- Focalisation et anneaux du zoom.
- Focalisation manuelle (c'est-à-dire déconnecter l'autofocus).
- Interrupteur de stabilisation d'image (à déconnecter).
- Temps d'exposition.
- Ouverture.
- Réglage ISO.
- Type de sauvegarde de l'image (réglé sur RAW).

4.2.3 Alimentation de l'appareil photo

Peut-être l'un des "pièges" le plus obscur dans la photométrie DSLR se produit quand l'appareil photo perd son alimentation ou quand la batterie devient trop basse. Certains observateurs dans le passé ont rapporté que le bruit de fond de leur appareil photo augmentait de façon drastique quand la charge de la batterie diminuait ou après que la batterie ait été changée. Cela ne semble plus être un problème avec les appareils photo récents, mais il s'agit de quelque chose à garder à l'esprit si vous utilisez un équipement âgé de quelques années. Si vous envisagez de faire des longues sessions d'observation (c'est-à-dire voisines de la durée de vie des batteries), il serait judicieux d'utiliser une alimentation externe ou d'avoir une deuxième batterie si une alimentation externe n'est pas pratique pour votre emplacement d'observation.

4.2.4 Cartes de recherche

Localiser une étoile variable et ses étoiles de comparaison sans une bonne carte de recherche est souvent un exercice dans la futilité, aussi assurez-vous d'en emporter une avec vous. Il est souvent particulièrement utile d'amener des cartes de recherche avec différents champs de vision, surtout avec des champs de vision plus grands que celui de l'appareil photo.

4.2.5 Plan d'observation

Une bonne session d'observation commence avec un plan bien défini. Nous suggérons de créer une checklist des actions requises pour obtenir des images de qualité scientifique, surtout s'il s'agit de votre première tentative de photométrie DSLR. Quels champs voulez-vous observer ? Où sont localisées les étoiles de comparaison (aide des cartes de recherche) ? Quels réglages de l'appareil photo sont requis ? Combien d'images sont nécessaires ? Tous ces éléments doivent être enregistrés dans votre registre d'observation.

4.3 Sources de bruit et bias systématiques

On pourrait s'attendre à ce que tous les pixels d'une image possèdent exactement la même valeur ADU si l'appareil photo est éclairé par une source lumineuse rigoureusement uniforme. Cependant, ce n'est jamais le cas. Le signal détecté est influencé par plusieurs facteurs incluant le vignettage par l'objectif ou le télescope, des variations de sensibilité pixel à pixel au niveau du capteur, de la poussière sur diverses surfaces optiques, des statistiques de comptage dues à des temps d'arrivée aléatoire des photons, et au bruit électronique généré dans l'appareil photo.

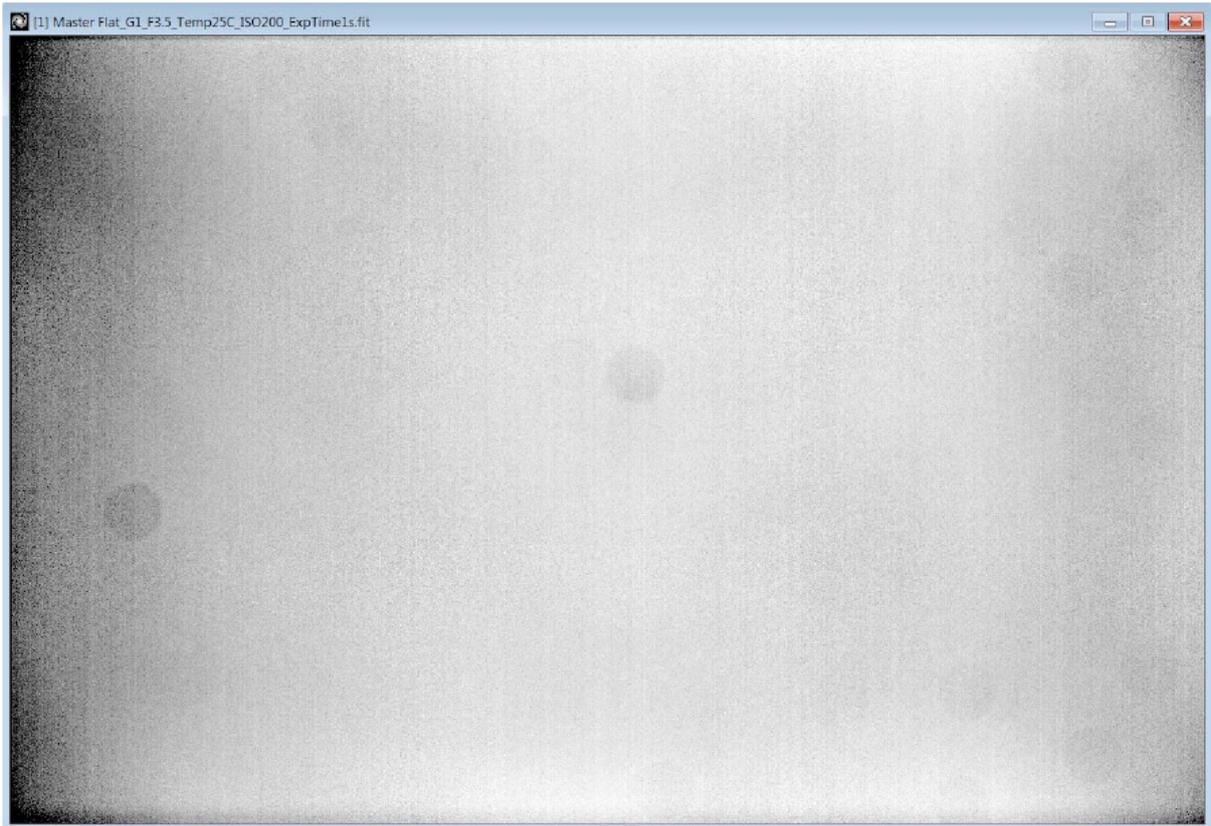


Figure 4.1. Image très étirée d'une boîte à lumière éclairée de façon uniforme.

Dans la figure 4.1, on peut voir plusieurs artefacts mentionnés au-dessus. Les taches circulaires sont causées par la poussière sur les optiques, l'intensité réduite dans les coins est due au vignettage, et les lignes horizontales et verticales sont dues aux variations de sensibilité des pixels et au bruit électronique. Bien que non évident pour l'œil, ces artefacts sont aussi présent sur les images scientifiques et doivent être retirées avant que la photométrie soit entreprise.

Pour prendre en compte ces effets correctement, vous devez prendre une série d'images de calibration et effectuer un nombre d'opérations mathématiques sur vos images scientifiques incluant la soustraction des biais et des images d'obscurité (dark frame) pour retirer la composante fixe du bruit et la division de l'image résultante par un flat-field pour retirer les effets du vignettage et les variations de sensibilité ainsi que les ombres des poussières. Les détails sur la façon d'effectuer ces opérations peuvent être trouvées dans votre manuel de logiciel de photométrie. Cette section (qui pourrait être un chapitre à part entière) fournit une explication détaillée des divers artefacts que ces étapes de calibration tentent d'atténuer.

4.3.1 Bruit aléatoire

L'artefact le plus facile à comprendre dans les images est le bruit aléatoire. Le bruit aléatoire est totalement indépendant du bruit pixel à pixel, et d'image à image. Dans chaque image, le motif du bruit aléatoire est différent. L'aspect granulaire des images (figure 4.2) pris avec un ISO élevé est dû à ce bruit qui génère une erreur positive ou négative dans notre mesure de magnitude.

Il existe deux sources principales de bruit dans les images DSLR. La première est le bruit de Johnson-Nyquist. Ce bruit est généré par les circuits électroniques de l'appareil photo et il est causé par

l'agitation thermique des électrons. Il est souvent désigné sous le nom de "bruit de lecture". La seconde source de bruit est le bruit de grenaille, qui est relié au nombre de photons, N , détecté et qui apparaît en raison de la nature statistique de l'émission de photons à la source. Le bruit de grenaille est simplement la racine carrée du nombre de photons détectés.

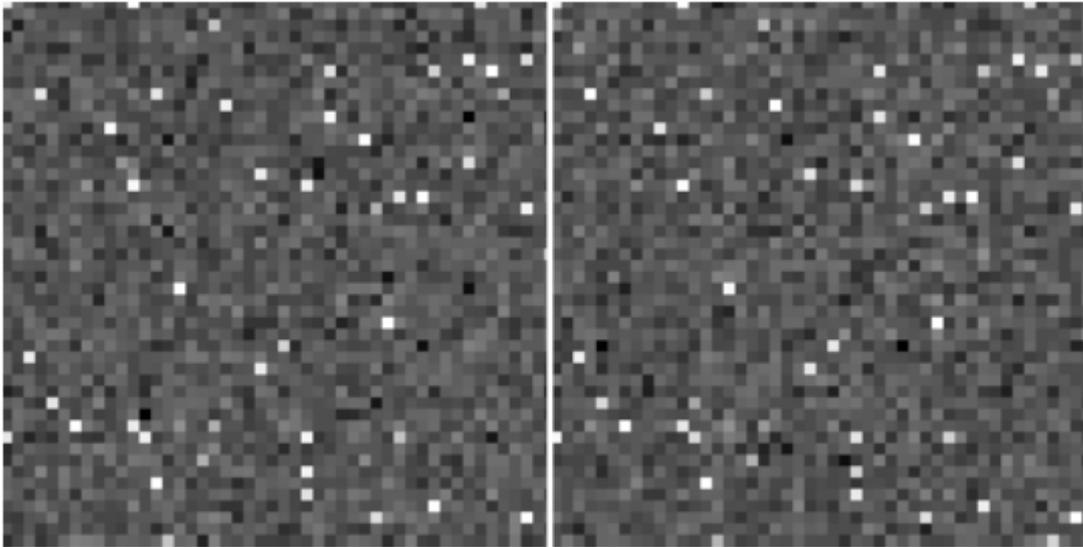


Figure 4.2. Deux poses de 120 s, ISO 400, 20°C, même bloc de pixels issus des images brutes. Les pixels brillants sont des impulsions du courant d'obscurité et sont les mêmes dans les deux images. L'arrière-plan granuleux est dû au bruit aléatoire et il est différent dans les deux images.

Le bruit aléatoire est présent dans les images de calibration aussi bien que dans les images scientifiques et il ne peut être éliminé. Le seul moyen de réduire son impact consiste à augmenter le signal (photons) en utilisant des poses plus longues, soit en une seule exposition, soit en "empilant" (ajoutant) plusieurs images plus courtes s'il existe un risque de saturation.

De nombreux appareils photo ont des filtres logiciels intégrés qui réduisent la visibilité de ce bruit dans les images. Bien qu'utiles dans la photographie quotidienne, les filtres altèrent les données originales dans l'image et ne devraient pas être utilisés en photométrie. En conséquence, toutes les options de réduction du bruit intégrées à l'appareil photo doivent être désactivées lorsqu'on pratique de la photométrie.

4.3.2 Bruit à motif fixe (FPN)

Contrairement au bruit de Johnson-Nyquist et du bruit de grenaille, le bruit à motif fixe (FPN) n'est pas aléatoire; il est dû aux défauts technologiques d'une nature permanente. Quand des pixels particuliers sont affectés de tels défauts, ils forment un motif qui se répète d'image en image. A la différence du bruit aléatoire, le FPN peut être caractérisé et supprimé pendant le processus de calibration de l'image.

Il existe plusieurs types de bruit à motif fixe incluant les décalages bias et les offsets systématiques, les pixels morts/chauds, le courant d'obscurité, et les impulsions de courant d'obscurité. Dans les quelques paragraphes suivants, nous décrivons chacun d'eux avec plus de détails.

Bias et offset systématique

Un bias est un petit décalage du niveau du noir de chaque pixel, souvent lié à l'organisation en lignes et en colonnes des pixels. Il peut être soit uniforme sur tous les pixels, ou former des bandes au niveau du noir des images (voir figure 4.3). Son amplitude est extrêmement faible avec les capteurs actuels, généralement seulement quelques ADU.

Note : il existe des motifs de défaut similaire (bandes) dans les images DSLR qui ne se répètent pas d'image en image, et ne peuvent être supprimés par le calibrage de l'image. Cela est généralement dû aux signaux fallacieux induits par les circuits électroniques digitaux dans les circuits électroniques analogiques hautement sensibles. Cependant, ils n'ont que des niveaux ADU très faibles et ne constituent pas trop un problème.

Certains appareils photo ont un offset systématique par construction. C'est un décalage parfaitement déterminé du codage du niveau du noir dans le fichier image. Il est souvent de 1024 ou 2048 ADU dans les appareils photo modernes. Cet offset offre la possibilité d'enregistrer des valeurs négatives du bruit et un décalage du niveau du noir. Cette caractéristique est importante pour le traitement photométrique car il doit être soustrait avant que toute opération mathématique non-additive, comme la correction flat-field soit appliquée.

Les bias et les offsets systématiques sont présents dans toutes les images scientifiques et de calibrage. Ils sont retirés par soustraction d'une image bias maître (discuté plus loin dans ce chapitre).

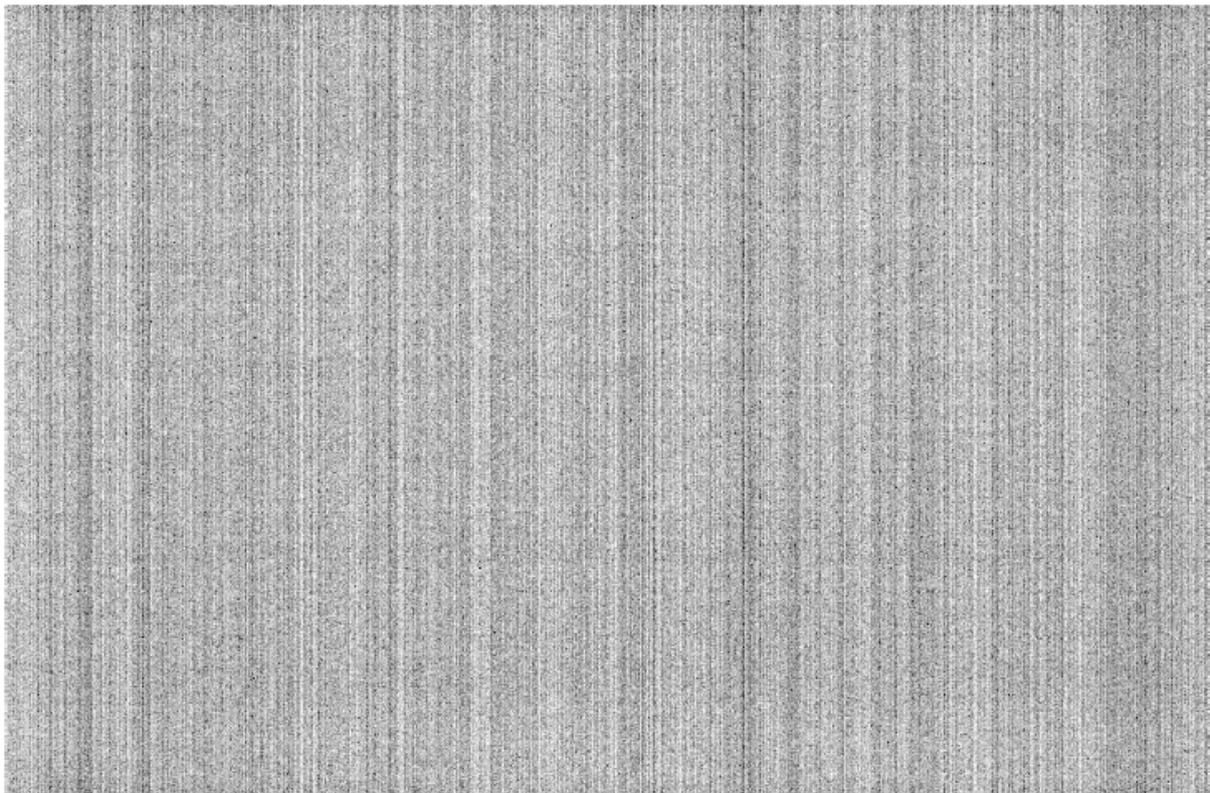


Figure 4.3. Image bias maître très étirée montrant le bruit à motif fixe avec une amplitude de quelques ADU (ISO 200). Cette image possède à la fois un offset uniforme de 0 ADU et des bandes liées à l'organisation en lignes et en colonnes des électroniques d'adressage.

4.3.3 Pixels morts et pixels chauds

Les pixels morts et les pixels chauds sont des pixels qui ne fonctionnent pas correctement. Les pixels morts ne réagissent pas à la lumière et ont généralement une valeur ADU proche du niveau de l'offset systématique. Les pixels chauds ont beaucoup trop de courant d'obscurité (voir ci-dessous) et des valeurs ADU élevées par rapport aux pixels normaux dans l'image. Ce sont des défauts du capteur, qui sont tolérés normalement à la périphérie du capteur, mais il ne devrait pas y en voir ou peu dans la zone centrale.

Le motif de pixels défectueux se répète d'image en image et peut être corrigé en enregistrant d'abord leurs coordonnées dans un fichier (appelé carte de défauts), puis en remplaçant les valeurs ADU de ces pixels dans les images scientifiques et de calibrage par une valeur interpolée à partir des pixels voisins. Ce processus correctif est appliqué avant toute autre étape de calibrage.

Les pixels chauds sont détectés dans les images dark et les pixels morts dans les images flat-field. Le seuil ADU réglé par l'utilisateur détermine les pixels qui sont inclus. A ISO 100, un seuil de 500 à 1000 ADU au-dessus du niveau du noir d'une image dark est un bon point de départ. Consultez votre manuel de photométrie pour la méthode précise de création d'une carte de défauts.

Le processus de carte de défauts est très efficace, prend très peu de temps de traitement et ne coûte pas de temps d'observation pour préparer le fichier. S'il est disponible dans votre logiciel de photométrie, il est recommandé de l'utiliser. Les cartes de défauts peuvent être utilisées pendant plusieurs mois. Leur validité est limitée par le processus de vieillissement du capteur.

Note importante : le remplacement du défaut doit seulement être effectué si vous êtes lourdement sur-échantillonné. Si un défaut se produit dans un profil d'étoile, vous faites des suppositions sur ce que la valeur interpolée correcte pourrait être, et ces suppositions échoueront si les pixels voisins diffèrent beaucoup en intensité.

4.3.4 Courant d'obscurité et impulsions d'obscurité

Courant d'obscurité normal

Dans les capteurs d'image CMOS, la photodiode travaille en mode de polarisation inverse. Cela signifie qu'un voltage positif est appliqué sur la cathode relativement à l'anode. Le courant issu de la source est bloqué. Le courant restant est dû aux électrons libérés par les photons tombant sur la photodiode. Mais il existe un faible courant qui existe aussi dans chaque diode, le courant inverse, qui est une sorte de fuite du mode bloqué. Ce signal est petit, environ 0,1 à 10 électrons par seconde, et entraîne un petit accroissement du niveau ADU de sortie du pixel.

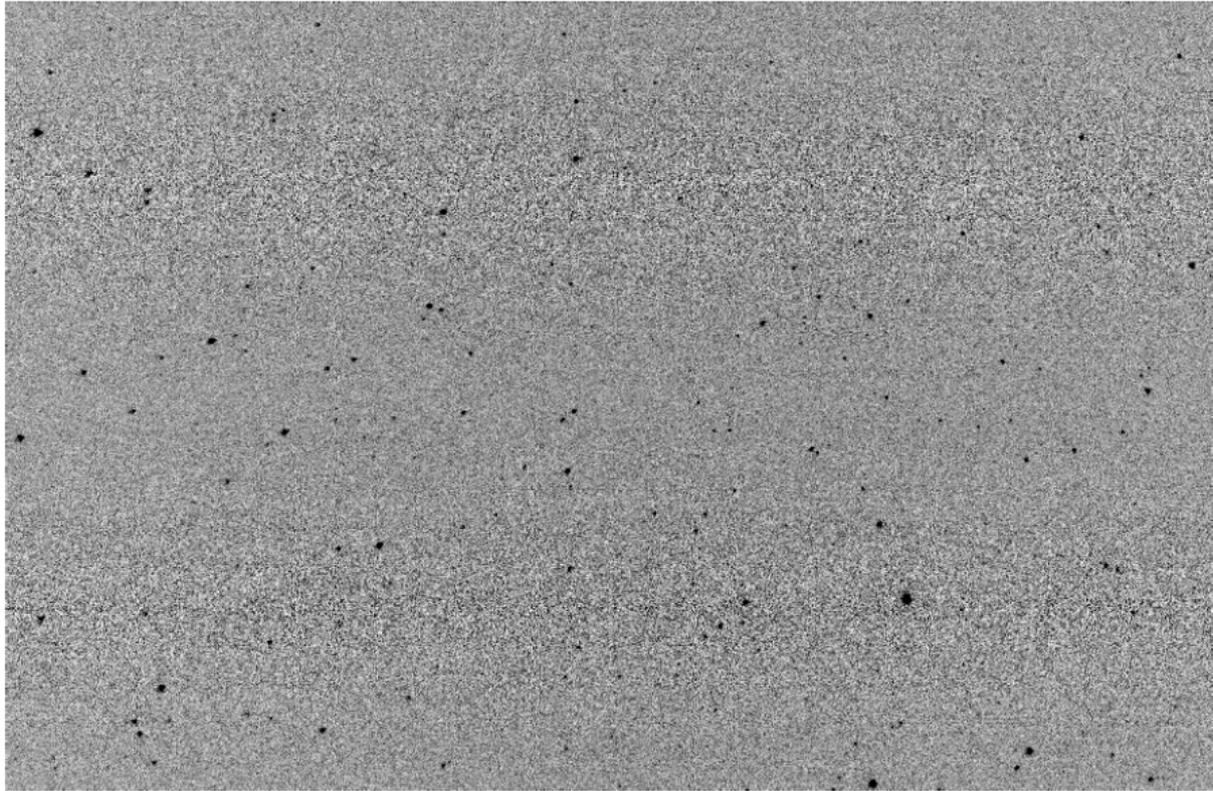


Figure 4.4. Des bandes horizontales peuvent se produire souvent dans les images DSLR des appareils photo Canon. Ces bandes ont généralement un niveau très faible (une paire d'ADU) et sont causées par le bruit dans les circuits digitaux du capteur avant l'ADC. Il existe des algorithmes pour éliminer ces artefacts, mais ils ne sont pas courants dans les logiciels d'astronomie. Une soustraction du fond correctement appliquée tend à atténuer cette source de bruit.

Le courant inverse normal est fixé à la construction du capteur et tous les pixels ont le même décalage positif à cause de lui. L'accumulation correspondante d'électrons dans le pixel est proportionnelle au temps d'exposition. Cela entraîne une élévation du niveau du noir global (plus ou moins comme le fond du ciel). En fait, cela n'est pas visible sur nos images car elle est compensée par l'électronique de l'appareil photo. Le seul effet restant est le bruit de grenaille correspondant, qui accroît le niveau du bruit aléatoire des longues poses.

Le courant inverse des diodes est aussi très sensible à la température de la diode. Il double typiquement tous les 5 à 10°C. En conséquence, l'augmentation de la charge de l'électron est proportionnelle au temps d'exposition et c'est une fonction exponentielle de la température du capteur. Bien que le capteur CMOS lui-même génère souvent très peu de chaleur (c'est-à-dire possède un faible pouvoir de dissipation), le processeur de l'appareil photo élève la température ambiante de l'appareil photo. Typiquement, un appareil photo se réchauffe de 10°C après une heure d'utilisation. Cela est beaucoup moins que les caméras CCD qui nécessite un refroidissement. Ainsi, le courant d'obscurité normal est moins un problème dans les appareils photo DSLR que dans les caméras CCD.

Impulsions du courant d'obscurité

L'astrophotographie DSLR est fréquemment contaminée par quelques pixels déviants ($\approx 3\%$) qui ont un courant d'obscurité notablement plus élevé que la normale. Ces pixels déviants apparaissent

beaucoup plus brillants dans l'image et sont souvent appelés pixels chauds ou "impulsions dark" (les pixels brillants dans la figure 4.2). Les impulsions dark ne sont pas mesurables dans les poses très courtes car elles sont juste en dessous de la gamme du bruit aléatoire des appareils photo DSLR les plus récents, cependant, elles deviennent un problème dans les poses plus longues.

Bien que les impulsions dark soient vraiment une anomalie ennuyeuse en astrophotographie, elles ont moins d'incidence en photométrie où la lumière est (intentionnellement) dispersée sur quelques centaines de pixels. La soustraction du fond et l'empilage/moyenne réduit aussi l'influence des impulsions dark.

4.3.5 Images de calibrage maitre

Souvent non remarquées, la création d'images de calibrage maitre (que nous préconiserons plus loin dans ce chapitre) introduit aussi un bruit aléatoire additionnel dans les images scientifiques. Pour minimiser ce bruit supplémentaire, nous utilisons des images bias maitre, dark et flat-field constituées d'au moins 16 images individuelles, mais plus il y en a, et mieux c'est. Le signal de l'image augmente linéairement avec le nombre d'images mais le bruit aléatoire augmente avec la racine carrée du nombre d'images et donc le rapport signal/bruit augmente avec le nombre d'images ajoutées.

4.4 Images de calibrage (bias, dark, et flat-field)

4.4.1 Images bias

Correction bias classique

Le bruit à motif fixe dû au bias et à tout offset systématique sont généralement retirés des images scientifiques par soustraction d'une image bias maitre. L'image maitre est réalisée en empilant un nombre de clichés pris dans l'obscurité totale, avec un temps d'exposition très court, et à la valeur ISO utilisée pour la prise des images scientifiques.

Les images bias peuvent être collectées à n'importe quel moment, car la température du capteur et le réglage de focalisation ne sont pas des considérations importantes. Aussi, des nuits nuageuses sont idéales pour préparer des images bias maitre. Réglez l'obturateur sur la vitesse la plus courte disponible sur votre appareil photo (en général 1/4000^{ème} de seconde), assurez-vous qu'aucune lumière ne peut atteindre le capteur (capuchon d'objectif en place, viseur bouché, pièce sombre), puis enregistrez au moins 16 images ou jusqu'à plusieurs centaines. Consultez le manuel de votre logiciel de photométrie pour les instructions sur la façon de préparer le bias maitre à partir de ces clichés individuels.

Une image bias maitre séparée doit être réalisée pour chaque réglage ISO utilisé pour les images scientifiques. Elles peuvent être utilisées pendant des mois. La limite en est le vieillissement possible des électroniques.

Correction artificielle du bias

La soustraction d'une image bias maitre ajoute inévitablement une certaine quantité de bruit aléatoire (même quand plusieurs centaines d'images bias individuelles sont utilisées pour construire l'image maitre). Au lieu de cela, certaines personnes soustraient une image artificielle dans laquelle tous les pixels ont la même valeur que l'offset systématique, c'est-à-dire 1024 ou 2048 ADU. Ceci

entraîne le retrait de l'offset systématique des images scientifiques et de calibrage sans ajouter de bruit aléatoire supplémentaire, mais au dépens de retirer le rapport signal/bruit dû au bias.

4.4.2 Images dark

Il existe plusieurs approches pour la correction dark. Le choix de la méthode à utiliser dépend des caractéristiques spécifiques des images en cours de calibrage et des options disponibles dans votre logiciel de photométrie.

Pas de correction d'obscurité

Les images enregistrées avec des temps d'exposition inférieurs à 30 secondes dans des températures ambiantes froides peuvent ne pas montrer de courant d'obscurité significatif ou d'impulsions dark. C'est généralement le cas pour des images flat-field où les temps d'exposition sont généralement simplement de quelques secondes. Dans cette situation, la correction dark n'est pas nécessaire et en fait ajouterait un bruit aléatoire sans augmenter de façon significative la précision photométrique. Il serait judicieux de vérifier les caractéristiques de votre appareil photo sous différentes conditions de température et de réglage d'exposition avant d'adopter l'option "Pas de correction d'obscurité".

Correction dark à l'intérieur de l'appareil photo

De nombreux appareils photo DSLR possèdent une option intégrée pour la réduction du bruit d'exposition longue. Immédiatement après avoir pris une image scientifique, l'appareil photo enregistre automatiquement une autre image avec le même temps d'exposition mais sans ouvrir l'obturateur. La seconde image est soustraite de la première avant de sauvegarder l'image corrigée sur la carte mémoire ou l'ordinateur. Ni l'image scientifique originale, ni l'image dark ne sont sauvegardées.

En principe, cela semble être une bonne idée, cependant en pratique, cela ne l'est pas. L'appareil photo utilise une image dark pour une image scientifique, et donc le bruit aléatoire ajouté est plus grand qu'avec une image dark maître (ceci est atténué quelque peu si vous empilez plusieurs images scientifiques). Ce qui est plus important, c'est que la moitié du temps d'observation est perdu en prenant des images dark, et le nombre d'images scientifiques est grandement réduit. Le seul avantage de ce processus intégré à l'appareil photo est que la température des deux images est très similaire, mais cela ne compense pas ses désavantages.

En général, la réduction du bruit des expositions longues intégrée dans l'appareil photo et les autres options identiques doivent être désactivées.

Correction dark classique

Dans le processus classique, au moins 16 images dark sont enregistrées pendant la session d'observation, sous les mêmes conditions et réglages que les images scientifiques (ISO, temps d'exposition, température). Toute fuite possible de lumière dans l'appareil photo doit être éliminée (viseur bouché et capuchon d'objectif en place). Une image dark maître est ensuite réalisée en utilisant ces images individuelles. Consultez votre logiciel de photométrie pour les étapes spécifiques.

Il est difficile de faire un jeu d'images dark avec le même niveau d'impulsion dark que les images scientifiques car la température du capteur de l'appareil photo n'est pas stabilisée. Pour atténuer ce problème, certaines personnes collectent la moitié des images dark avant de commencer la collecte

des images scientifiques, puis l'autre moitié des dark après. Cela permet d'encadrer l'écart de température sous lequel les images scientifiques sont enregistrées et peut donner une correction dark améliorée.

Correction dark adaptée à l'exposition

Vous pouvez avoir besoin d'utiliser des temps d'exposition différents pour différents objets selon leur luminosité. Avec une correction dark classique, il est nécessaire de créer une image dark maitre pour chaque temps d'exposition utilisé, au coût du temps supplémentaire passé à enregistrer des images dark individuelles.

Certains progiciels de photométrie possèdent une option pour dimensionner une image dark maitre pour pose longue afin qu'elle puisse être utilisée pour la correction dark d'images scientifiques d'exposition plus courte. Cela marche raisonnablement bien tant que la température n'est pas différente de manière significative.

Correction dark optimisée

Une procédure plus sophistiquée disponible dans plusieurs progiciels de photométrie (IRIS et MaxIm DL) redimensionne l'image dark maitre pour minimiser le bruit RMS de l'image finale. Cette procédure peut s'accommoder des différences de température entre les images scientifiques et les dark, même en cas de changement de température du capteur durant la session d'observation.

L'image dark maitre peut être faite à n'importe quel moment, il n'est pas nécessaire de la faire pendant la session d'observation. Elle doit être valide pendant plusieurs mois; la limite en est le vieillissement possible du capteur.

4.4.3 Images flat-field

Les images flat-field sont des images d'une source uniformément éclairée qui révèle les asymétries ou artefacts dans votre configuration optique de l'appareil photo. A la différence de la correction dark, la correction flat-field est obligatoire pour toutes les images prévues pour la photométrie. Les images flat-field doivent être enregistrées avec l'appareil photo et l'objectif dans la même configuration (focalisation, ouverture, ISO) utilisée pour les images scientifiques. Les temps d'exposition doivent être ajustés pour éviter la saturation.

Trouver ou réaliser une source lumineuse uniforme est étonnamment difficile et a conduit à de nombreuses discussions intéressantes aux conférences de l'AAVSO. Ainsi, nous ne pouvons pas (et n'osons pas) conseiller une technique particulière. Avant de présenter quelques options populaires, nous proposons quelques conseils généraux :

Il faut prendre soin à ce que chaque canal RGB reçoive suffisamment d'intensité dans une image. Idéalement, cela devrait être environ 2/3 de la limite de saturation de votre appareil photo. Comme vous observez une source beaucoup plus brillante que lorsque vous faites de la photométrie, vous devrez utiliser des temps d'exposition plus courts (en général 1 à 2 secondes) que pour vos images scientifiques.

Bien que les expositions soient courtes et qu'il n'y ait pas de courant d'obscurité appréciable, les signaux de bias et d'offset sont toujours présents. Assurez-vous d'appliquer l'image bias maitre à l'image flat-field maitre avant d'appliquer toute correction flat-field aux images scientifiques.

Comme les flat-field sont supposées être des images d'une source uniformément éclairée, elles feront la correction pour tout vignettage et toutes variations de sensibilité pixel à pixel qui sont présentes (sous réserve que l'appareil photo et la configuration télescope/objectif ne soit pas altérée). Cependant, les ombres des poussières peuvent changer en raison du mouvement de la poussière sur les surfaces optiques et des changements de réglage de focalisation. Pour minimiser cet effet, désactiver toutes les options de nettoyage ultrasonique sur votre appareil photo. Les images flat-field doivent être préparées régulièrement, mais pas nécessairement chaque nuit.

Comme pour toutes les étapes de calibrage, la correction flat-field ajoute du bruit à l'image calibrée. Pour minimiser la quantité de bruit ajouté, les images flat-field maitres sont réalisées à partir de multiples images flat-field. Vous devez en réaliser 16 au moins, davantage si le temps le permet. Votre logiciel de photométrie aura une option pour réaliser une image flat-field maitre à partir des images individuelles en utilisant des routines de moyenne ou de médiane combinée. L'option médiane combinée est généralement préférée car les images d'étoiles dans les flat-field individuelles du ciel ou les traces de rayons cosmiques n'affectent pas diversement l'image flat-field maitre.

Flat-field du ciel (crépusculaire)

Quand on photographie à travers un télescope, le champ de vue est généralement suffisamment petit pour que les images du ciel crépusculaire (qui est raisonnablement uniforme à l'échelle d'un degré) puissent être utilisées comme images flat-field. Il y a un temps limite pour enregistrer les images flat-field du ciel pendant l'aube ou l'aurore, et il peut être nécessaire de faire varier la durée d'exposition de chaque image pour assurer une exposition adéquate au fur et à mesure que les niveaux de lumière changent.

Si vous réalisez des flat-field du ciel, il est préférable d'arrêter l'entraînement du télescope, afin que toute image d'étoile dans votre image soit trainée à différentes positions sur chaque image flat-field : l'option "médiane combinée" (plutôt que "moyenne") dans votre logiciel de photométrie les éliminera de votre flat-field maitre.

Pour des champs plus larges acquis avec un objectif standard ou un téléobjectif, des techniques d'éclairage indirect doivent être utilisées.

Flat-field du dôme

Un objectif de flat-field comme un morceau de carton mat éclairé par le ciel crépusculaire ou un éclairage artificiel diffus peut être adapté. Assurez-vous que le carton cible dépasse du cadre de l'image et la remplit complètement.

Flat-field d'une boîte lumineuse

Alternativement, une boîte lumineuse peut être construite et placée en face de l'objectif de l'appareil photo pour acquérir des images flat-field. Elles permettent le contrôle des niveaux d'illumination et peuvent être utilisées à n'importe quel moment, au lieu d'être obligé d'attendre des conditions de crépuscule adaptées. Les instructions pour construire une boîte lumineuse sont disponibles aisément sur Internet. Un exemple simple mais efficace est décrit dans le *Handbook of Astronomical Image Processing* de Richard Berry.

Flat-field de panneau électroluminescent

Ces dernières années, des panneaux électroluminescents sont devenus facilement disponibles et certaines personnes les ont utilisés pour les images de flat-field. Ils sont moins volumineux que les boîtes à lumière traditionnelles et plus faciles à utiliser, mais peuvent être relativement plus coûteux.

4.5 ISO et temps d'exposition

S'il existait une liste des questions les plus fréquentes sur la photométrie DSLR, alors celles impliquant les temps d'exposition, les réglages ISO, et l'assurance que les images sont de qualité photométrique occuperaient certainement les premières places. Choisir ces réglages nécessite une considération réfléchie à la fois des caractéristiques de bruit de votre appareil photo et des objectifs scientifiques que vous souhaitez accomplir. Dans cette section, nous expliquons le compromis soigneux entre la sensibilité et la précision et fournirons quelques lignes directrices pour des réglages optimaux.

4.5.1 Réglage ISO, erreur de quantification, et niveau dynamique

Choisir le bon réglage ISO est faire un choix entre deux maux. Comme discuté dans le chapitre 2, le réglage ISO ajuste simplement le réglage du gain de l'amplificateur utilisé pour lire les valeurs de pixels en sortie. On pourrait s'attendre à ce qu'un réglage ISO élevé soit l'idéal pour la photométrie, mais ce n'est pas toujours le cas. A un ISO élevé, l'appareil photo montrera des sources plus faibles, mais cela amplifiera non seulement la lumière de l'étoile mais également le bruit. De plus, un ISO élevé réduit l'intervalle dynamique de l'appareil photo (l'intervalle de luminosité contenu dans une image). En conséquence, un ISO élevé limite l'intervalle de différences de magnitude que votre appareil photo est capable de détecter.

Inversement, à un faible réglage ISO, des petites différences dans la charge électrique se verront assigner la même valeur par l'ADC, et la précision du détecteur sera perdue. Cette dernière situation est appelée "erreur de quantification". L'erreur de quantification peut être facilement illustrée d'une façon non technique avec l'image suivante d'un ciel bleu clair sur une plage (voir figure 4.6). Nous savons par l'expérience quotidienne que la luminosité d'un ciel clair varie lentement le long d'un gradient. Cependant, si un appareil photo ne peut détecter des variations subtiles de luminosité, cela produira une image étrange dans laquelle le ciel aura l'apparence de "marche d'escalier", comme c'est le cas dans cette image.



Figure 4.6. Un gradient régulier d'un ciel bleu dans cette image est partagé en une série d'intervalles discrets dus à une erreur de quantification.

Cet artefact est plus que laid. Dans le contexte de photométrie DSLR, il dégrade aussi la valeur photométrique de l'image. L'image de la plage devrait utiliser des centaines d'intensité différentes pour représenter le ciel, mais ici, seules cinq sont utilisées, ce qui donne au ciel cet aspect irréaliste. (En fait, l'erreur de quantification se produit aussi avec un ISO élevé, mais dans ce cas, elle se produit car votre gain est si élevé que l'addition d'un seul électron signifie de multiples niveaux de l'ADU.)

Après quelques expérimentations, nous avons trouvé qu'un réglage ISO 200-400 doit donner un bon équilibre entre la précision et le bruit, avec des valeurs ISO plus basses (disons 100) préférables pour des étoiles plus brillantes. Alors, si votre sujet scientifique implique un large intervalle de magnitudes, vous adhérez probablement à l'extrémité inférieure de cet intervalle. De même, si vous observez un champ avec de nombreuses étoiles de magnitude voisine, un réglage ISO élevé peut être acceptable, tant que le réglage ISO plus élevé ne sature pas les étoiles.

4.5.2 Temps d'exposition, saturation, et non-linéarité

Avec la photométrie DSLR, l'observateur doit être soigneux pour s'assurer que les images de l'appareil photo sont de qualité photométrique. Il y a plusieurs pièges qui peuvent causer même à une bonne image d'être scientifiquement sans intérêt, et il est crucial que l'observateur soit capable d'identifier ces problèmes pendant que les données sont collectées. L'un de ces problèmes est de savoir comment régler une exposition de façon appropriée pour éviter les problèmes de saturation et de non-linéarité, les deux étant des concepts que nous décrivons dans les paragraphes suivants.

Comprendre le concept de linéarité nécessite une brève digression minimalement technique sur la façon dont les DSLR détectent la lumière. Quand la lumière frappe un pixel dans le capteur, il crée une charge électrique dans le pixel qui est proportionnelle à l'intensité de la lumière. Ainsi, si l'étoile A est 2 fois plus brillante que l'étoile B, elle doit générer une charge électrique double dans les pixels qu'elle éclaire. Cependant, il existe une quantité maximale de charge que tout pixel peut contenir. Une fois qu'un pixel a atteint cette limite, il ne peut maintenir de charge additionnelle, et toute lumière additionnelle qui tombe sur lui ne provoque pas un accroissement correspondant dans la charge maintenue par ce pixel. Cela est appelé saturation. Dans un sens, une fois saturé, un pixel devient "aveugle" pour le reste de la pose et n'aura plus une réponse linéaire à la lumière. Cela n'endommage pas l'appareil photo, mais cela signifie qu'il est impossible d'obtenir une photométrie significative de l'étoile saturée. (La photométrie des étoiles non saturées dans cette image n'est pas affectée). En pratique, alors, il est absolument essentiel de s'assurer que ni l'étoile cible, ni les étoiles de comparaison ne sont saturées.

Relié de près à la saturation, se trouve le concept de non-linéarité. Normalement, quand la lumière issue d'une source constante tombe sur un pixel, il y aura une relation linéaire directe entre le temps d'exposition (affiché sur l'axe X), et la charge électrique (l'intensité, affichée sur l'axe y). Par exemple, doubler le temps d'exposition double l'intensité à un pixel donné. Cependant, pour les détecteurs de type CCD, quand le pixel approche de la saturation, la relation linéaire précédente devient hautement non-linéaire. Avec l'image d'une étoile presque saturée, par exemple, augmenter le temps d'exposition de 10% peut résulter simplement en une augmentation de 5% dans la charge (au lieu des 10% attendus). La non-linéarité est même plus dangereuse en photométrie car il est moins évident de

la détecter que la saturation. Heureusement, les appareils photo DSLR actuels utilisent exclusivement des capteurs CMOS qui n'ont pas ce problème de non-linéarité que présentent les capteurs CCD.

Pourquoi doit-on se soucier de la saturation et de la non-linéarité ? La photométrie repose sur une présomption intuitive qu'il existe une relation linéaire directe entre (a) l'aspect lumineux sous lequel une étoile apparaît dans une image et (b) sa luminosité réelle. Une fois qu'un pixel perd sa réponse linéaire à la lumière, cette supposition s'effondre car les charges électriques maintenues par les pixels non linéaires/saturés ne correspondent plus à la luminosité vraie d'une étoile. Dans la figure 4.7, l'étoile A est une magnitude plus brillante que l'étoile B, mais une fois que l'étoile A devient saturée, la magnitude différentielle varie de 1 vers 0 - bien que aucune des étoiles n'ait changé de brillance réelle.

Connaitre le niveau d'intensité à partir duquel les pixels de votre appareil photo deviennent saturés, en conséquence, est important.

Le moyen le plus facile d'éviter les problèmes avec la saturation est simplement de garder l'intensité maximale pour la cible et les étoiles de référence en-dessous de 75% de la valeur maximale de votre appareil photo. Si vous avez un ancien appareil photo sur 12 bits, l'intensité maximale est 2^{12} ou 4096 comptages, aussi, vous devrez garder l'intensité en-dessous de 3072 comptages pour être tranquille. Pour un appareil photo 14 bits, 12288 comptages sera la coupure. Ces nombres sont très conservateurs mais permettent des changements dans les conditions d'observation, comme la turbulence ou la transparence, qui pourrait pousser une étoile à la saturation.

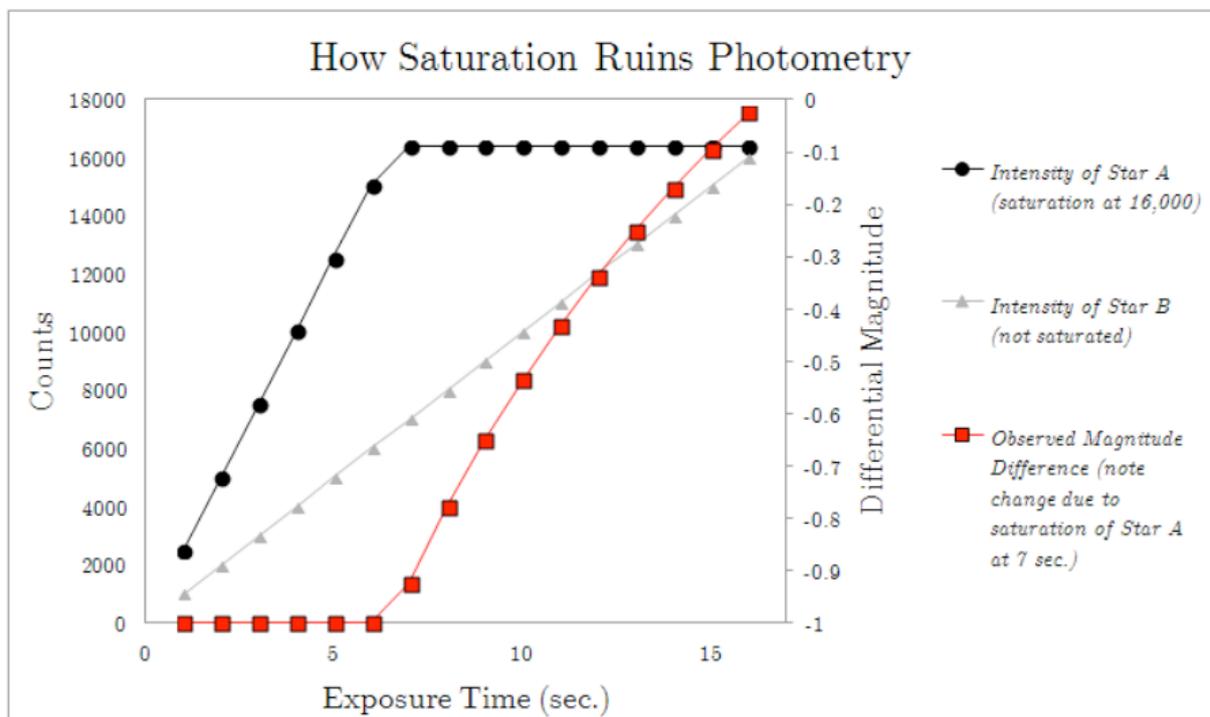


Figure 4.7. La supposition que la luminosité d'une étoile est reliée aux comptages mesurés est violée une fois que l'étoile commence à saturer le détecteur. Ici, nous pouvons voir cet effet de saturation sur les comptages de l'étoile A.

Choisir les réglages ISO et les temps d'exposition peut être un processus gourmand en temps. Vous devez vous référer aux tables 3 et 4 au chapitre 2 pour quelques lignes directrices au départ, mais vos

premières soirées de photométrie DSLR peuvent être mieux remplies en obtenant un sentiment d'avoir les meilleurs réglages d'appareil photo pour les objets qui vous intéressent.

4.6 Trouver et imager le champ

En premier, ceci est une des parties la plus frustrante de la courbe d'apprentissage, surtout si vous utilisez un trépied. C'est également là que l'expérience conduisant les observations visuelles paye réellement. Les mêmes problèmes que vous avez rencontrés pour trouver un champ visuellement s'appliquent aussi à la photométrie DSLR. La différence est que votre champ de vue sera plus petit. Voici quelques recommandations :

- Apprenez à utiliser des cartes d'étoiles pour trouver les champs visuellement et/ou avec des jumelles.
- Entraînez-vous avec des champs faciles à trouver.
- Localisez l'étoile brillante la plus proche ($V < 4.5$) de votre zone cible. Utilisez-la pour un alignement grossier.
- Regarder à travers un appareil photo qui pointe haut dans le ciel est difficile pour de nombreuses personnes. Envisagez d'acheter un chercheur à angle droit pour l'appareil photo.
- Prenez une exposition test et examinez-la sur votre appareil photo. Utilisez la caractéristique de zoom de votre appareil photo pour identifier les astérismes qui peuvent vous aider à un alignement plus précis.

4.7 Acquisition des données scientifiques et ficelles du métier

Avant d'approfondir ce chapitre, nous voulons réitérer quelques-uns des points principaux que nous avons développé ici qui vous aideront à obtenir la course d'observation la plus productive avec de bons (scientifiquement utiles) résultats.

Quand vous prenez des données scientifiques, assurez-vous de :

- Régler votre appareil photo sur le format RAW.
- Vérifiez que la date et l'heure de votre appareil photo est correcte. Si possible, réglez l'appareil photo sur le Temps Universel.
- Défocalisez les étoiles légèrement pour qu'elles soient rondes et qu'elles occupent plusieurs pixels. Elles doivent être rondes et remplies complètement. Si elles commencent à ressembler à des beignets, vous êtes allés trop loin. Les images des étoiles peuvent être complètement différentes de chaque côté du foyer. Expérimentez pour savoir si avant ou après le foyer est le mieux pour votre objectif.
- Utilisez la vue Live pour vérifier le foyer et le cadre du champ, mais désactivez le ensuite quand vous n'en avez plus besoin. La chaleur ambiante de l'affichage peut augmenter le bruit du capteur, la lumière générée peut diminuer votre vision nocturne, et peut inutilement augmenter votre consommation électrique, surtout si vous utilisez des batteries.
- Prenez les images avec un réglage ISO faible (généralement 100 – 200). Bien que des niveaux ISO plus élevés soient plus sensibles, ils souffrent d'une perte de précision.
- Désactivez toute réduction de bruit ou option de traitement d'image intégrée dans votre appareil photo.

- Désactivez toutes les options de nettoyage ultrasonique/automatique des optiques de votre appareil photo.
- Entraînez-vous à faire fonctionner votre appareil photo à l'intérieur avant de le faire à l'extérieur dans le noir.

Chapitre 5 : évaluation de l'image, traitement de l'image, et photométrie d'ouverture

5.1 Vue d'ensemble

Ce chapitre décrit génériquement comment traduire vos images scientifiques en une photométrie précise, une mesure calibrée de la luminosité d'une étoile variable à un moment spécifique dans le temps. Les étapes majeures dans le processus après l'acquisition de l'image sont (1) la vérification que toutes les images scientifiques et de calibrage sont adaptées à la photométrie, (2) l'application d'images de calibrage, l'enregistrement et l'empilage des images pour augmenter le rapport signal/bruit, (3) l'extraction des canaux individuels RGB des images, (4) effectuer la photométrie d'ouverture sur la cible et les étoiles de calibrage, et (5) effectuer les vérifications de la qualité finale. Veuillez noter que les étapes 2 et 3 dépendent des possibilités de votre logiciel de photométrie et peuvent devoir être inversées.

Avant de commencer, nous supposons que vous avez suivi les instructions pour acquérir les images dans le chapitre 4, et possédez un jeu complet d'images de calibrage en plus de vos images scientifiques. Pour résumer ce que vous avez en main, assurez-vous que vous disposez des éléments suivants :

- Un jeu complet d'images bias (temps d'exposition de 0 seconde), que vous transformerez en une image bias maître (vous devez disposer d'au moins 16 images et souvent davantage).
- Un jeu complet d'images dark, que vous transformerez en une image dark maître (10 à 20 par temps d'exposition et réglage ISO)
- Un jeu complet de flat-field, que vous convertirez en une image flat-field maître (5 ou plus)
- Toutes vos images scientifiques.

Nous supposons que quand vous avez pris vos images scientifiques et de calibrage, vous avez utilisé des temps d'exposition appropriés pour fournir un signal suffisant mais éviter la saturation des étoiles d'intérêt. Comme part de ce chapitre, vous vérifierez que c'est en réalité le cas, mais nous ne discuterons pas ici de la façon d'acquérir les images. Référez-vous à l'Annexe A pour une procédure pour déterminer vos meilleurs temps d'exposition, et à l'Annexe B pour la façon de tester votre appareil photo pour sa linéarité avant votre première session d'observation. L'estimation des temps d'exposition et le test des propriétés de linéarité de votre appareil photo doivent être réalisés avant que vous soyez prêt à prendre des données régulièrement - ce sont des choses que vous devez faire une fois pour chaque appareil photo que vous utilisez, puis, conserver des notes sur les résultats pour les futures sessions d'observation. Vous devez aussi effectuer les tests soulignés dans les Annexes C et D pour examiner les caractéristiques de bruit de votre appareil photo, et d'évaluer si vous avez des flat-field vraiment "flat".

5.2. Préliminaires de traitement et évaluation de l'image

Avant de réduire n'importe quelle donnée, il est préférable de vérifier quelques images pour s'assurer qu'elles sont adaptées à la photométrie. La première chose à faire doit être simple : vérifier que vos images ont le type d'image et l'en-tête d'information corrects.

En-tête de l'image : avant de prendre vos images, vous avez choisi les réglages de l'appareil photo que vous désiriez utiliser (temps d'exposition, réglage ISO, réglage de la balance des couleurs, type du fichier). Examiner l'en-tête de votre image réduite et confirmez ce que vous avez fait, en vérité, obtenez ce que vous projetiez. (Il n'est pas rare de projeter une exposition de 30 s, mais dans la nuit froide et sombre, de prendre une exposition de 3 s...)

Format de l'image originale : confirmer que votre image originale était en format "RAW" (l'extension de fichier est généralement .CR2 pour les appareils photo Canon et .NEF pour les appareils photo Nikon). Vous ne pouvez pas faire de photométrie utile avec le format JPEG (.JPG). Votre logiciel de traitement d'image peut convertir le fichier RAW en une image au format FITS. Cela est prévu, et constitue une conversion de fidélité totale qui conserve toute l'information de l'image originale.

Date et Heure de l'image : Confirmer que l'estampillage du temps indiqué dans l'en-tête de votre image est correct. L'image brute doit avoir un estampillage qui enregistre précisément le temps auquel l'image a été prise. Attention aux erreurs de réglage de l'horloge de votre appareil photo, au changement d'heure d'été, et du changement de date à minuit. La plupart des appareils photo enregistre le temps au moment où l'obturateur a été déclenché, c'est-à-dire au début de la pose. Votre programme de traitement d'image peut ajuster le temps de l'image, ou ajouter un autre mot-clé, afin que le temps enregistré dans l'en-tête de l'image calibrée corresponde au milieu de la pose (c'est-à-dire $T_{\text{réduit}} = T_{\text{début}} + 0,5 * \text{durée de la pose}$). La plupart des programmes d'analyse photométrique et de traitement d'image astronomique essayent aussi de traduire le temps de l'image en temps Universel (TU) en se basant sur l'information que vous avez donné au programme à propos de votre zone de temps. Il est intéressant de vérifier deux fois que cela a été fait correctement, au moins les premières fois où vous utilisez le programme, pour être sûr que le temps enregistré de l'image est correct. La plupart des programmes de traitement d'image calculent aussi la date Julienne qui correspond au milieu de la pose de l'image. C'est le temps préféré pour rapporter votre photométrie et soumettre vos données à l'AAVSO. A nouveau, il est judicieux de vérifier que votre programme fait cela correctement les premières fois que vous l'utilisez, ou si vous changez des réglages reliés au temps dans le logiciel ou dans votre appareil photo.

5.3 Application des images de calibrage, co-enregistrement, empilage, et binning

Pour diminuer partiellement l'effet d'une illumination inégale du capteur et les sources de bruit, vous devez appliquer vos images de calibrage à vos images scientifiques. Les images de calibrage doivent être appliquées dans l'ordre suivant pour être sûr que les effets systématiques sont correctement retirés.

- Appliquez les images bias à toutes les images scientifiques, dark et flat-field.
- Appliquez les images dark à toutes les images scientifiques et flat-field.
- Appliquez les images flat-field à toutes les images scientifiques.

Les raisons pour chacune de ces images de calibrage sont expliquées dans le chapitre précédent. Votre logiciel de traitement d'image possèdera quelque méthode intégrée pour appliquer les images de calibrage à vos images scientifiques. En termes simples, les images bias et dark sont soustraites d'une image (car les effets du bias et du courant d'obscurité sont un fond ajouté à un signal), et ainsi le logiciel retire les comptages dans chaque pixel dans une image bias ou dark du pixel correspondant dans l'image à laquelle la correction est en train d'être appliquée. Le flat-field, d'un autre côté, est une correction multiplicative, car les différences dans l'éclairage du champ causent à un pourcentage du flux moyen d'être transmis par unité de temps, et le pourcentage varie avec la position dans le plan focal. Le logiciel normalise le flat-field afin que la valeur du pixel moyen soit 1000, et divise ensuite chaque valeur de pixel de l'image scientifique par la valeur normalisée du flat-field correspondant. Par exemple, si un pixel donné dans un flat-field est à 97% de la valeur moyenne, vous divisez ce pixel dans l'image scientifique par 0,97. A nouveau, votre logiciel doit faire tout cela en tâche de fond; typiquement, vous aurez seulement besoin de dire au logiciel les noms des images bias, dark et flat-field, puis de suivre les instructions fournies par votre logiciel pour appliquer chaque correction.

Alignement et empilage

Pour la plupart des projets de photométrie DSLR, les étoiles cibles sont d'une luminosité suffisante pour être facilement enregistrées sur chaque exposition, cependant, dans certains cas (pour des sources faibles), il peut être nécessaire d'aligner d'abord et d'empiler ensuite (co-addition) vos images pour augmenter le rapport signal/bruit efficace de chaque source. Les logiciels de photométrie les plus modernes ont une fonctionnalité pour effectuer ces opérations (quasiment) automatiquement.

Si vous empilez vos images, assurez-vous d'examiner les images résultantes de façon critique. Vérifiez que les images sont correctement alignées avant de les empiler. Après l'empilage, examinez l'en-tête de l'image et vérifiez que le temps est cohérent. Idéalement, il sera automatiquement ajusté sur le temps moyen du groupe d'images.

Binning

Comme l'empilage, le binning est une procédure optionnelle. Le binning combine le signal dans plusieurs pixels voisins pour créer une image qui est plus petite en taille, mais avec un rapport signal/bruit légèrement plus élevé dans chaque pixel. La plupart des logiciels de photométrie possède cette fonctionnalité intégrée, mais tous les logiciels ne prennent pas en compte de façon correcte la nature de la zone de Bayer des données DSLR. Par exemple, quand AIP4Win extrait le canal Vert des données DSLR, les canaux Rouge et Bleu peuvent soit être traités par des facteurs multiplicateurs (pour la balance des couleurs dans l'image), soit mis à zéro (qui interpole simplement parmi les pixels rouges et bleus en utilisant les valeurs vertes). Vous devez vérifier la documentation de votre logiciel avant de procéder au binning, et comprendre ce qu'il fait pour éviter une conduite non désirée.

5.4 Extraction des canaux RGB

Comme discuté dans le chapitre 2, les appareils photo DSLR possèdent une zone de pixels qui sont couverts de pigments rouges, verts et bleus. Ce motif fixe appelé zone de Bayer, est une propriété fondamentale des appareils photo DSLR. Pour l'analyse photométrique, il est plus courant d'extraire

les images des canaux de couleur individuelle et de travailler avec eux, un à la fois. Fréquemment, seul le canal vert est utilisé en photométrie SLR car il correspond le plus au filtre astronomique V.

Le processus de retrait des pixels verts des pixels rouges et bleus est quelquefois appelé "deBayering" (du fait qu'il démêle le masque de Bayer et qu'il sélectionne les pixels d'une seule couleur). De nombreux logiciels modernes de photométrie sont capables d'extraire le canal Vert des images RAW, bien qu'ils fassent la procédure de façon différente. Par exemple, AIP4Win peut être configuré pour extraire les deux canaux verts et les présenter comme une image unifiée de la même taille que l'image initiale, en interpolant entre les pixels. Inversement, MaxIm DL nécessite que vous spécifiez quels éléments de la zone de Bayer vous souhaitez extraire. La meilleure procédure consiste à extraire les deux canaux verts, de les ajouter ensemble, et d'effectuer la photométrie sur l'image résultante. Assurez-vous de vérifier que l'étoile cible et l'étoile de comparaison ne sont pas saturées dans les images originales ou résultantes.

Vous pouvez deBayerer vos images avant ou après le calibrage de l'image. L'ordre n'a pas d'importance tant que les données (images de calibrage et images scientifiques) sont traitées de façon identique.

5.5 Evaluation post-calibrage

Maintenant que vous avez pris vos images et que vous les avez calibrées (comme décrit ci-dessus), c'est une bonne idée d'examiner de façon critique quelques images pour s'assurer qu'elles sont capables de fournir une bonne photométrie. Plusieurs caractéristiques de votre image réduite peuvent être examinées pour (a) confirmer qu'elle est appropriée pour l'analyse photométrique, et (b) vous donner quelques indications sur certains réglages à utiliser durant l'analyse photométrique. Votre programme de traitement d'image possèdera des instructions spécifiques sur la façon d'interroger vos images pour accomplir cette évaluation. Les éléments à vérifier sont :

Le niveau de signal et le rapport signal/bruit de vos étoiles : les images de votre étoile-cible, les étoiles de comparaison, et les étoiles de vérification doivent être assez brillantes pour présenter un bon rapport signal/bruit, mais pas trop brillantes - elles doivent rester en dessous du point de saturation de votre appareil photo. Placez votre ouverture de mesure photométrique au-dessus de chaque étoile (cible, comparaison et vérification) l'une après l'autre, et examinez deux paramètres : la valeur pic de pixel et le rapport signal/bruit. La valeur pic de pixel doit être en dessous du point de saturation de votre appareil photo. Si vos images d'étoiles sont saturées, alors la seule possibilité est de reprendre les clichés, après avoir fait une correction pour réduire la valeur pic de pixel. (Des possibles ajustements incluent de faire une exposition plus courte, ou d'utiliser une défocalisation intentionnelle pour étaler le profil de l'étoile). Au fait, la nécessité de rester à l'intérieur de la limite de saturation du capteur de votre appareil photo est une des différences des plus profondes entre prendre de "jolies images" des objets célestes, et prendre des images à but scientifique : les images scientifiques apparaîtront généralement fades et délavées comparées aux jolies images (qui saturent généralement les étoiles pour rendre la scène visuellement plus plaisante).

La taille et la forme de vos images d'étoiles : votre logiciel de traitement d'image doit être capable de vous montrer le profil d'intensité de vos images d'étoiles (sous forme de graphique). Il faut qu'ils ne soient pas trop larges et pas trop étroits. La mesure basique de la largeur d'un profil d'étoile est la valeur FWHM (pleine largeur à mi-hauteur du maximum) La FWHM des étoiles sur votre image RAW

(avant le calibrage et le deBayering) ne doit pas être inférieure à 10-12 pixels. La raison pour cela est de s'assurer que votre image d'étoile est bien échantillonnée. Si une image d'étoile est trop étroite, la photométrie résultante peut être diversement affectée par des effets d'échantillonnage géométriques. Par exemple, imaginez que votre image d'étoile couvre simplement 1 pixel : si l'étoile tombe sur un pixel vert, vous verrez un certain signal ADU, si l'étoile se déplace vers un pixel rouge (en raison d'une erreur de suivi du télescope), vous verrez un signal ADU différent sur l'image RAW, et (selon la façon dont votre logiciel de Bayerage), l'étoile peut disparaître complètement sur l'image de Bayerage. Avec une image d'étoile suffisamment large, l'étoile couvre plusieurs pixels, et donc le comptage ADU additionné sur l'étoile entière ne changera pas quand l'étoile se déplace sur le capteur de l'image.

Est-ce que vos images d'étoiles peuvent être trop larges ? En général, des étoiles beaucoup plus larges que 30 pixels peuvent être difficiles à manipuler pour votre logiciel de photométrie. De même, quand les images deviennent plus larges, il existe un risque élevé que la lumière d'une étoile ne s'étale, et ne fausse l'estimation de luminosité de ses voisines. Aussi, vérifiez la FWHM de votre étoile cible, et des étoiles de comparaison et de vérification, et confirmez qu'elles sont assez larges pour être bien échantillonnées, et aussi assez petite pour placer de façon sûre votre ouverture de mesure photométrique autour de l'étoile, pour collecter toute sa lumière. Choisissez une ouverture de mesure photométrique qui est adaptée à vos étoiles. Votre logiciel de photométrie peut avoir un outil pour tester l'effet d'ajuster la taille d'ouverture à la fois sur le flux mesuré et le rapport signal/bruit (par exemple, l'outil de photométrie MMT d'AIP4Win). Pour commencer, vous pouvez choisir un diamètre de 2,5 à 3 fois la FWHM pour faire rapidement une photométrie raisonnable, mais notez que pour un travail plus en détail, il faut une certaine science pour sélectionner l'ouverture optimale de mesure. Voir la section 5.6.2 ci-dessous.

Mélange avec une étoile du fond du ciel : votre analyse photométrique utilisera la photométrie d'ouverture, qui ajoute tous les comptages ADU à l'intérieur d'une ouverture circulaire de mesure qui contient votre image d'étoile. De toute évidence, s'il y a une étoile du fond qui est si proche de votre étoile cible (ou de comparaison ou de vérification) qu'elle est totalement ou partiellement à l'intérieur de votre ouverture de mesure, la lumière de cette étoile viendra fausser votre photométrie. En conséquence, examinez de façon critique, la région proche de vos étoiles à la recherche d'une étoile du fond - même si elles sont faibles. Notez l'emplacement des étoiles du fond potentiellement interférentes, et essayez de sélectionner un diamètre d'ouverture qui les exclura.

C'est également un effort utile d'examiner une carte d'étoile (ou un programme de planétarium) de votre champ pour voir s'il existe des étoiles de fond à moins de 5 magnitudes de luminosité de vos étoiles en cours de mesure. Vous pouvez ne pas être capable de les voir sur votre image, mais s'il y en a une, sa lumière s'ajoutera à votre ouverture de mesure. L'approche préférée à ce type de situation consiste à les garder en dehors de votre ouverture de mesure. Si cela n'est pas possible, alors notez dans votre rapport l'existence de cette étoile du fond à l'intérieur de votre ouverture de mesure.

Le problème des étoiles du fond sera un peu plus fréquent dans le cas d'images d'étoiles défocalisées intentionnellement (ce qui est une bonne pratique pour obtenir une FWHM suffisamment large), et dans le cas d'images non guidées (qui donnent des petites traînées d'étoiles au lieu d'étoiles rondes). Si une étoile du fond est séparée de votre étoile cible, mais que sa traînée entre dans la fenêtre de mesure, vous devez être capable d'éviter cela en utilisant des poses plus courtes, et en les empilant

après le calibrage (pour retrouver le rapport signal/bruit qui a été perdu en utilisant une exposition courte).

Uniformité du fond du ciel : l'autre non-uniformité d'image à rechercher se trouve dans le ciel lui-même. De fins cirrus ou des trainées d'avions qui n'étaient pas visibles à l'œil nu peuvent afficher un motif variable de transparence du ciel dans votre image. Cet effet est plus susceptible d'être vu, et sera un problème, avec les images à champ large, comme celles prises en utilisant des objectifs standards (focales de moins de quelques centaines de mm). Avec les champs étroits des télescopes, le champ de vue est généralement si étroit qu'il n'existe pas de variation significative de l'extinction et de la transparence du ciel. Si le problème est dû à une trainée d'avion et qu'elle ne passe pas près d'une étoile importante pour vous, vous pouvez l'ignorer. Si le problème est dû à un fin cirrus, attendez-vous à quelques fluctuations qui y sont reliées dans votre photométrie. Selon l'objectif et votre projet, l'évidence d'un cirrus peut nécessiter que vous soyez au courant de l'effet et que vous examiniez de façon critique la photométrie résultante à la lumière des conditions du ciel inconstantes ou – au pire – de mettre vos images de côté et de réessayer la nuit suivante.

Combien d'images devez-vous examiner pour ces caractéristiques qui rendront l'image utilisable à des fins photométriques ? Cela dépend à un certain degré de votre programme d'observation

Si vous étudiez une étoile dont la luminosité varie très lentement (disons une Mira dont les fluctuations s'étendent sur plusieurs mois), vous pouvez simplement prendre une paire d'images à un moment donné de la nuit. Dans ce cas, n'examinez de façon critique qu'une seule image. A l'opposé, supposons que vous étudiez une binaire à éclipses dont la période est de quelques heures. Alors, vous prendrez des images espacées de quelques minutes durant la nuit. Durant cette session qui dure toute la nuit, beaucoup de choses peuvent changer en dehors du changement de luminosité de votre étoile cible. Aussi, sélectionnez trois images à examiner de façon critique – une prise au début de la session, une près du milieu, et une près de la fin de la session. Votre évaluation critique vous montrera si le jeu complet d'images est OK, et – si quelque chose a changé de façon drastique pendant la nuit – cela vous donnera quelques indices sur ce qu'il s'est passé et pourquoi, afin que vous puissiez prendre des actions préventives la nuit suivante. (Par exemple, si vos étoiles se défocalisent pendant la nuit, alors la focalisation de votre objectif peut varier avec la direction de pointage ou avec la température).

Au cours de vos premières nuits, et de vos premiers projets, en effectuant cette évaluation critique de vos images, vous apprendrez un peu sur votre appareil photo et les réglages et choix d'imagerie qui sont les plus adaptés à votre cible et votre projet. Vous devez garder un carnet de notes avec les réglages de l'appareil photo, de l'objectif utilisé, et d'autres facteurs, ainsi que des notes sur la qualité de l'image résultante. En peu de temps, vous serez capable de vous concentrer sur le meilleur jeu de paramètres (surtout le temps d'exposition) pour chaque cible, basé sur la magnitude de l'étoile cible et des autres étoiles, l'objectif ou télescope utilisé, et les conditions typiques de votre lieu d'observation.

5.6 Photométrie d'ouverture

Maintenant que les images sont correctement calibrées, nous devons mesurer le signal reçu des étoiles dans le champ. La façon la plus simple de faire cela consiste à mesurer la quantité de signal contenue à l'intérieur d'une ouverture centrée sur chaque étoile. Votre logiciel de photométrie

contient un algorithme qui établit une ouverture circulaire autour des objets que vous sélectionnez, puis ajoute simplement les valeurs des pixels contenus à l'intérieur de ce cercle. Certains logiciels de photométrie peuvent aussi fournir des ouvertures rectangulaires ou courbées qui sont plus adaptées aux observations DSLR non guidées. La taille de l'ouverture est réglée afin qu'elle contienne (a) la grande majorité du signal de l'étoile elle-même pendant (b) que l'on minimise la quantité de signal provenant des autres sources comme le fond du ciel. Comme les images sont défocalisées, et susceptibles d'être prises sans aucune méthode de guidage, chaque image de l'étoile occupera plusieurs pixels. Le rayon d'ouverture est généralement défini en pixels afin que la majorité de la lumière de l'étoile tombe à l'intérieur du rayon mesuré. Un raffinement supplémentaire consiste à dessiner un deuxième anneau autour de chaque étoile – centré sur l'étoile, mais assez loin pour qu'il n'y ait qu'un minimum de lumière de l'étoile qui tombe à l'intérieur de l'anneau. L'anneau donne la mesure de la luminosité du fond du ciel autour de l'étoile, et vous permet de soustraire le signal du fond du ciel du signal de l'étoile. Une fois de plus, votre logiciel fera sans doute cela pour vous une fois que vous lui aurez dit à quel endroit centrer l'ouverture, et la largeur de l'ouverture que vous désirez. Ce processus complet est connu sous le nom de photométrie d'ouverture, est c'est de loin le moyen le plus simple et le plus courant d'effectuer de la photométrie dans les champs d'étoiles encombrés

5.6.1 Sélection de la taille de l'ouverture

La taille de l'ouverture que vous sélectionnez doit être la même pour toutes les étoiles que vous mesurez dans votre image. Une bonne méthode de sélection de la taille d'ouverture appropriée est d'utiliser votre logiciel pour déterminer graphiquement la taille de la plus grande image d'étoile et de régler l'ouverture pour couvrir une zone assez large pour inclure la zone où l'étoile se fond dans le ciel. Il est préférable de voir graphiquement un profil de votre étoile cible pour déterminer la largeur de l'étoile et non d'utiliser simplement l'image affichée car l'affichage peut être modifié pour donner une image plus plaisante de l'écran de l'ordinateur mais donne une fausse impression sur la largeur réelle de l'image de l'étoile. Voir la figure 5.1 ci-dessous pour un graphique de profil d'étoile.

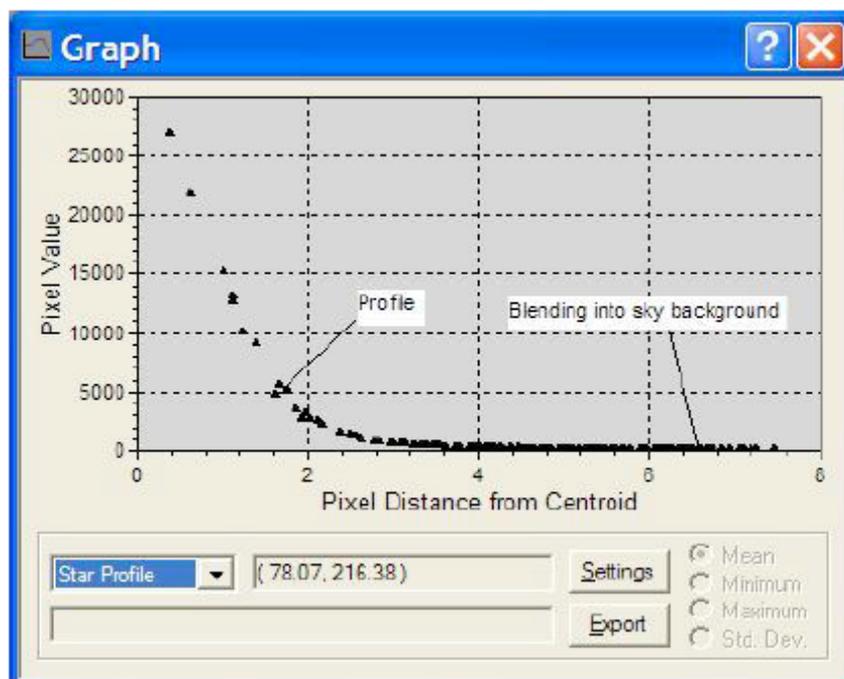
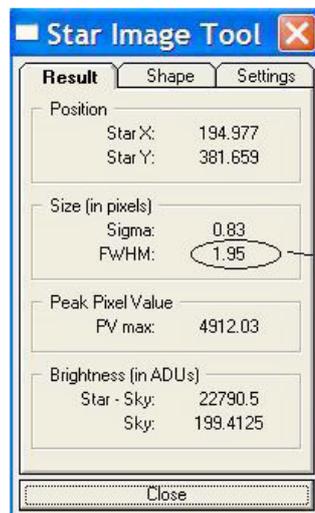


Figure 5.1. Exemple d'un graphique de la largeur du profil d'une étoile cible.

Si votre logiciel ne peut donner un graphique de profil d'étoile, vous pouvez être capable de déterminer la taille de l'image de l'étoile en lui faisant calculer sa FWHM. Comme mentionné au-dessus, une bonne habitude consiste à régler le diamètre de l'ouverture à 2,5 à 3 fois la FWHM de votre plus grande image d'étoile. Il est préférable de se tromper sur la taille la plus grande (voir figure 5.2) si vous n'êtes pas sûr de la largeur d'ouverture à utiliser surtout si vous prenez vos images à partir d'une monture sans suivi comme un simple trépied. Vous pouvez faire un teste relativement simple de ce que l'ouverture optimale devrait être en répétant les mesures d'un jeu d'étoiles à partir d'une même image utilisant diverses ouvertures. La plus grande ouverture que vous devez utiliser est celle où vous ne voyez plus d'augmentation significative du flux et celle où le rapport signal/bruit est maximale. (Si vous utilisez des ouvertures plus grandes, vous ne gagnez plus de flux supplémentaire, mais vous acquérez le bruit présent dans les pixels supplémentaires).



La FWHM est de 1.95 pixel, aussi essayez un diamètre d'ouverture de 10 pixels.

Figure 5.2 Exemple de valeur FWHM calculée et diamètre d'ouverture recommandé.

5.6.2 Choix de la taille et de la position de l'anneau

L'anneau est utilisé pour déterminer la valeur du fond du ciel. Il y a une certaine liberté dans son emplacement et sa taille mais quelques règles d'or sont utiles. Comme le fond du ciel va être calculé à partir de la moyenne d'un certain nombre de pixels dans l'anneau, un nombre significatif de pixels doit être inclus dans l'anneau. Que signifie significatif ? Au minimum, il doit contenir le même nombre de pixels que l'ouverture de l'étoile, et de préférence, plus. Vous pouvez faire cela en augmentant la taille (diamètre) et/ou l'épaisseur de l'anneau. Quand cela est possible, vous devez aussi essayer d'éviter d'avoir trop d'étoiles du fond du ciel contenues dans l'anneau. La plupart des bons logiciel de photométrie compense cela, mais la meilleure conduite est de les éviter si possible.

La position du rayon intérieur de l'anneau est généralement de quelques pixels à l'extérieur du bord de l'ouverture de l'étoile. Vous pouvez faire varier cet emplacement pour éviter d'avoir trop d'étoiles du fond du ciel dans l'anneau tant que vous avez un nombre suffisant de pixels dans l'anneau pour que le logiciel calcule une bonne valeur moyenne pour le fond du ciel et au minimum, un nombre égal de pixels à celui de l'ouverture de l'étoile

5.6.3 Recherche de la saturation des images scientifiques calibrées

Votre appareil photo peut uniquement enregistrer la lumière précisément sur un intervalle spécifique, limité par la quantité de charges que les pixels peuvent collecter avant de saturer. L'annexe A décrit une procédure avec laquelle vous pouvez déterminer approximativement les limites de la saturation pour votre appareil photo DSLR, et en agissant ainsi vous laissez établir quelques lignes guide pour les réglages de temps d'exposition pour un intervalle de magnitudes cibles. Même si vous avez établi un jeu de lignes guides de temps d'exposition, c'est une bonne procédure de vérifier que vos images scientifiques ne souffrent pas de saturation.

La façon la plus simple de vérifier la saturation de vos images se fait en mesurant chaque étoile avec l'ouverture discutée plus haut, et en effectuant les deux étapes suivantes. Tout d'abord, affichez un profil radial de l'image de l'étoile, et si possible, voyez s'il apparaît avec la partie supérieure plate plutôt qu'arrondie. Cela n'est pas toujours possible, mais certainement évident quand les images sont très saturées. Ensuite, examinez les valeurs des pixels à l'intérieur du profil radial. Les valeurs de pixel doivent absolument se situer sous la limite de saturation, mais également sous la limite de linéarité. La génération de tels graphiques a été discutée au-dessus.

5.6.4 Photométrie : mesure des étoiles et calcul des magnitudes instrumentales

Tous les programmes modernes de photométrie et de traitement d'image permettent de sélectionner un ou plusieurs objectifs, une ou plusieurs étoiles de comparaison, et une ou plusieurs étoiles de vérification dans chaque image, et effectuent tous les calculs nécessaires. Les résultats de la photométrie d'ouverture sont calibrés mais pas les mesures zéro-pointées de la luminosité de chaque objet dans le champ pour lesquels une détection statistiquement significative a été faite; le nombre qui en ressort est simplement un comptage du nombre d'ADU qui ont été générées par les photons incidents. Les étapes soulignées dans les paragraphes 5.6.1 et 5.6.2 permettent à votre logiciel de mesurer cette information à partir de vos images scientifiques et les transforment en quelque chose de plus utile.

Ce que vous devez faire à ce niveau est de mesurer (a) l'étoile variable elle-même, et (b) deux ou davantage d'étoiles constantes du champ qui servent à la fois à calibrer la quantité de lumière de la variable et de vérifier la constance de vos mesures. L'AAVSO dispose d'étoiles de comparaison prédéfinies pour de nombreuses étoiles variables, aussi le choix des étoiles à mesurer doit être simple si vous disposez d'une carte avec des étoiles de comparaison étiquetées. A la fin de ce processus, vous aurez une table pour chaque image que vous mesurez contenant une liste des étoiles mesurées. Il est probable que votre logiciel photométrique effectuera une étape supplémentaire, qui est de convertir les unités de la mesure depuis des unités linéaires (ADU) en des unités logarithmiques appelées magnitudes instrumentales. La raison en est que ces unités de magnitude sont l'unité traditionnelle de la luminosité stellaire, et quasiment toutes les données optiques d'étoiles variables sont exprimées en magnitudes. Et le qualificatif instrumental est utilisé car la magnitude est relative à un certain calibrage instrumental que vous ne connaissez pas (encore) à cette étape. A nouveau, la façon dont est réalisée cette étape peut dépendre de votre logiciel, aussi revoyez la documentation du logiciel pour voir si les mesures d'étoiles sont tabulées comme des flux, des magnitudes instrumentales, ou les deux.

Ces mesures d'étoiles – en relation avec le temps où vous avez pris l'image – vous donne toute l'information dont vous aurez éventuellement besoin pour convertir vos magnitudes instrumentales en une observation que vous soumettez à l'AACSO, mais il y a encore une étape à parcourir. Le nombre physiquement important est le niveau de brillance des objets dans le champ dans un système courant de mesure. Dans la section 5.7, nous expliquons comment passer de ces magnitudes instrumentales à des magnitudes réelles que vous pouvez soumettre à l'AAVSO et que vous pouvez comparer aux données des autres observateurs en effectuant de la photométrie différentielle.

Addendum : il existe d'autres façons de faire de la photométrie différentes de la photométrie d'ouverture. Deux dont vous pourriez entendre parler sont la "point-spread fitting" et la "soustraction d'image", qui sont rarement incluses dans les progiciels commerciaux d'analyse photométrique, mais sont utilisées par la communauté professionnelle. Par exemple, vous pouvez rencontrer des mentions de photométrie effectuées avec un progiciel appelé "DAOPhot". C'est un progiciel "point-spread fitting" très puissant (et très compliqué) développé il y a 20 ans à l'Observatoire d'Astrophysique Dominion. Les avantages de telles méthodes sont qu'ils permettent de travailler dans des champs très encombrés, où les images de votre étoile cible peuvent être mélangées avec des étoiles voisines, ou quand il est difficile ou impossible de mesurer le fond de ciel sans trouver une étoile faible à proximité. A nouveau, ces deux méthodes sont au-delà du sujet de ce manuel, mais lorsque vous deviendrez plus expérimenté, vous pourrez vouloir les explorer de vous-même. Auparavant, la photométrie d'ouverture travaillera admirablement bien sur presque toutes les variables que vous observerez.

5.7 Photométrie différentielle

La technique la plus souvent utilisée pour mesurer la luminosité d'une étoile variable cible est appelée photométrie différentielle. Cela veut dire que nous calculons la luminosité de la variable cible en déterminant la différence de luminosité entre elle et une étoile de brillance connue (constante) quelque part sur votre image. L'avantage de cette technique est que généralement les conditions atmosphériques seront les mêmes pour toutes les étoiles dans l'image, en particulier si l'image a été prise au voisinage du zénith (à une masse d'air faible). Dans certaines circonstances, comme dans le cas d'images prises basses sur l'horizon ou si les nuages, la brume ou les traînées d'avion apparaissent dans l'image, cela ne sera pas vrai aussi, il est essentiel que vous notiez les conditions sous lesquelles vos images ont été prises. Dans les situations où votre champ se trouve à une altitude basse (masse d'air élevée), et où vous utilisez un large champ de vue, l'épaisseur de l'atmosphère peut être différente pour différentes étoiles de votre image, en affectant leur luminosité apparente. Il existe des calculs qui peuvent être faits pour corriger cet effet, mais quand cela est possible, il est préférable de prendre vos images avec un objectif positionné haut dans le ciel pour atténuer ce problème.

Pour déterminer la luminosité de votre étoile variable cible, nous comparons sa luminosité avec les luminosités connues d'étoiles heureusement non variables dans l'image. Essentiellement, la somme des valeurs des pixels dans l'image de l'étoile de votre étoile variable cible est proportionnelle à la somme des valeurs de pixels dans une étoile de luminosité connue, l'étoile de comparaison. De plus, comme vérification de la qualité des valeurs que nous dérivons pour notre étoile de comparaison et quelquefois pour vérifier la non-variabilité de l'étoile de comparaison, nous faisons aussi la somme des pixels d'une autre étoile de brillance connue dans l'image que nous utilisons comme étoile de vérification.

Ces différences peuvent être visibles dans les sorties du logiciel comme sommes de pixels ou préférablement, magnitudes. Pour certains programmes d'observation (détermination des instants de minimum d'étoiles binaires à éclipses), ces différences sont toutes les données que sont nécessaires pour le programme scientifique. Dans d'autres types de programme, ils constituent le premier pas vers le calcul de la luminosité observée mesurée de votre objectif scientifique.

5.7.1 Les détails : ce qui se passe à l'intérieur de votre logiciel de photométrie

La routine de photométrie dans votre logiciel est utilisé pour analyser la luminosité de votre étoile cible sur l'image scientifique calibrée. Les instructions de votre logiciel vous diront comment évoquer la routine de photométrie. Le but fondamental de la routine de photométrie est de déterminer le total des comptages ADU reçus de chaque étoile – c'est à dire la somme des ADU de tous les pixels qui ont reçus la lumière de l'étoile choisie – et de la comparer à deux étoiles ou plus pour déterminer la différence de magnitude entre les étoiles.

Sur l'image calibrée, chaque pixel contient "seulement" les comptages ADU "étoile + ciel". Le challenge pour la routine de photométrie est de soustraire les comptages du "ciel", puis d'ajouter uniquement les comptages "étoile". Presque tous les logiciels de traitement d'image ou de photométrie font cela de la même façon. La routine de photométrie place trois cercles concentriques autour d'une étoile que vous lui indiquez (comme illustré à la figure 5.3). Le cercle intérieur est l'ouverture de mesure. Le logiciel ajoute les comptages ADU de tous les pixels à l'intérieur de l'ouverture de mesure; cette somme est proportionnelle au total des photons "étoile + ciel" qui ont été reçus. Comme vous désirez connaître le nombre total de photons qui ont été reçus de l'étoile, ajustez le diamètre de cette ouverture de mesure afin qu'il soit assez large pour entourer l'image complète de l'étoile.

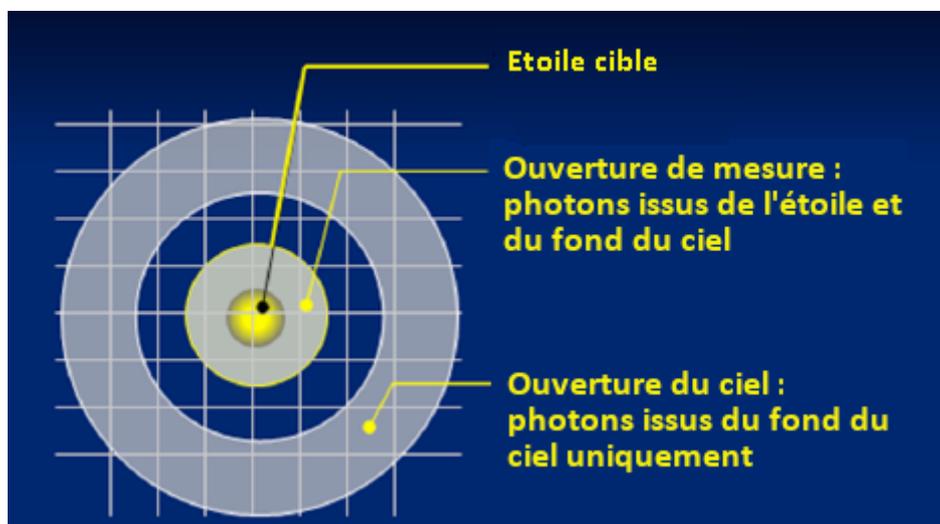


Figure 5.3. Schéma d'un jeu d'ouverture de mesure typique et des anneaux montrant l'ouverture centrale pour l'étoile et un anneau de ciel qui vous permet de déterminer le fond de ciel local autour de l'étoile.

Les deux cercles extérieurs forment un anneau (beignet). Les pixels à l'intérieur de cet anneau contiennent uniquement le fond du ciel, avec (idéalement) aucune lumière d'étoile. La somme des ADU de tous les pixels dans cet anneau du ciel indique la luminosité du fond du ciel. Votre logiciel de traitement d'image prendra le total "étoile + ciel" de l'ouverture de mesure et y soustraira le total du fond du ciel de l'anneau de ciel (dimensionné de façon correcte par le nombre de pixels dans chaque

ouverture). Cela donne une valeur qui est égale aux comptages ADU de l'étoile (uniquement). Cette approche de la photométrie est quelquefois appelée photométrie d'ouverture, et c'est de loin la méthode la plus courante utilisée.

Maintenant, vous disposez d'une valeur pour les comptages ADU de l'étoile uniquement pour une étoile que vous avez sélectionnée. Cela est en elle-même d'une valeur limitée, comme le nombre varie avec divers réglages de l'appareil photo, des conditions de ciel différentes, etc. Supposons, cependant, que vous utilisiez la même routine et déterminiez les comptages pour une autre étoile de l'image. Appelons la première étoile "cible" et la deuxième "comparaison". La différence de magnitude entre ces deux étoiles est :

$$\Delta mag = -2.5 \log (ADU_{cible} / ADU_{comp}) = mag(cible) - mag(comp)$$

Comme vous avez mesuré les deux étoiles sur des images prises avec les pixels verts de l'appareil photo, nous appellerons cela la différence de magnitude en lumière verte :

$$[G_{cible} - G_{comp}] = -2.5 \log (ADU_{cible} / ADU_{comp})$$

Comme cela est une mesure de la différence de magnitude entre deux étoiles, cette analyse est appelée "photométrie différentielle". La chose merveilleuse à propos de la photométrie différentielle utilisant deux étoiles dans la même image est que cette différence est quasiment complètement inaffectée par des changements dans les réglages de l'appareil photo, la transparence du ciel, etc. Par exemple, supposons que vous avez calculé Δmag à partir d'une image, puis que vous avez pris une autre image avec une exposition double. Doubler la pose doublera le nombre de comptages ADU de chaque étoile, mais le Δmag restera inchangé, car c'est une fonction du rapport du comptage entre les deux étoiles.

Si la luminosité de l'étoile de comparaison (G_{comp}) est constante, alors tout changement dans $\Delta mag = [G_{cible} - G_{comp}]$ vous rapporte le changement de luminosité de votre étoile cible. Pour de nombreuses variables qui sont dignes d'une surveillance photométrique, les cartes AAVSO identifient la candidate de comparaison et les étoiles de vérification qui ont confirmées être de luminosité constante, et dont les magnitudes et les couleurs ont été bien mesurées.

Comment confirmez-vous que votre étoile de comparaison est, en vérité, constante sur l'intervalle de temps de vos observations ? C'est le but de l'étoile de vérification. Si ces deux étoiles ne sont pas variables, alors la différence de magnitude entre l'étoile de comparaison et l'étoile de vérification doit être invariable :

$$[G_{cible} - G_{comp}] = -2.5 \log (ADU_{cible} / ADU_{comp}) = constante$$

Si vous voyez que la différence de magnitude "vérification - comparaison" change, alors une des étoiles est variable. Vous devrez décider laquelle (en les comparant à une deuxième étoile de vérification), et la remplacer dans votre analyse photométrique différentielle.

Chapitre 6 : calibrage photométrique

6.1 Photométrie standardisée

Votre photométrie différentielle (ci-dessus) vous a donné un résultat photométrique fondamental : la luminosité de votre cible relativement à votre étoile de comparaison. Selon votre logiciel, la luminosité différentielle pourrait être exprimée comme un rapport d'intensité $[I_{cible}/I_{comp}]$ ou - de préférence - une différence de magnitude,

$$\Delta mag = mag(cible) - mag(comp) = -2.5 \log(I_{cible}/I_{comp}) \text{ Equation 1}$$

Pour certains projets, vous voudrez déterminer la luminosité "réelle" de votre étoile cible, sur une échelle standard. Par exemple, vous pouvez désirer être capable de rapporter que votre étoile cible était de magnitude 8,4 au moment où vous l'avez observée. Les systèmes photométriques standards sont basés sur (a) une échelle de luminosité standardisée, et (b) un jeu de bandes spectrales standard (couleurs, ou fonctions de réponse spectrale). "L'échelle de luminosité standardisée" signifie que certaines étoiles "standard" ont des magnitudes définies, et que les magnitudes de toutes les autres étoiles sont déterminées par référence à ces étoiles standards. Une bande spectrale standard signifie que la luminosité d'une étoile est mesurée en utilisant un capteur qui possède une réponse spécifiquement définie à différentes longueurs d'onde. Les astronomes ont défini plusieurs systèmes photométriques standards, pour différentes raisons historiques ou techniques. Pour le moment - comme une bonne approximation qui est parfaitement adaptée à de nombreuses situations - nous utiliserons vos données d'image "G" de Bayerées, et différer une discussion des bandes passantes spectrales dans une section ultérieure.

Basé sur la supposition que vos images d'étoiles ne sont pas saturées, et que votre image a été correctement réduite, alors, il existe une relation simple entre votre photométrie différentielle mesurée et les magnitudes standards des étoiles cible et de comparaison :

$$[G_{cible} - G_{comp}] \approx V_{cible} - V_{comp} \text{ Equation 2}$$

Où $[G_{cible} - G_{comp}]$ est la différence de magnitude entre la cible et la comparaison, ce qui est ce que vous avez déterminé avec la photométrie différentielle, V_{cible} et V_{comp} sont les magnitudes de la cible et de la comparaison dans le système photométrique de bande V standard, et le symbole \approx signifie "approximativement égal à".

La signification de cette équation est la suivante : supposons que vous connaissiez la magnitude de votre étoile de comparaison (d'après une source de référence). Vous pouvez réarranger cette équation pour obtenir la magnitude V de votre cible :

$$V_{cible} = [G_{cible} - G_{comp}] + V_{comp} \text{ Equation 3}$$

Ainsi, si la cible est 0,4 magnitude plus faible que l'étoile de comparaison (c'est-à-dire $[G_{cible} - G_{comp}] = 0,4$), et que vous savez que l'étoile de comparaison est $V_{comp} = 8,0$, alors vous pouvez rapporter que l'étoile cible est $V_{cible} = 8,4$.

Où avez-vous trouvé la magnitude V de votre étoile de comparaison ? Si votre étoile cible dispose d'une carte AAVSO et/ou d'une séquence photométrique, alors cette carte/séquence contient les magnitudes V pour plusieurs étoiles du champ. Sélectionnez une de ces étoiles comme étoile de comparaison. (Si plus d'une étoile de la séquence est disponible pour votre image, sélectionnez une seconde étoile pour être votre étoile de vérification).

Si votre cible ne dispose pas d'une carte AAVSO et/ou d'une séquence photométrique, alors les sources les plus adaptées de magnitudes standards sont la base de données de l'APASS ou la base de données des "Moyennes homogènes dans le système UBV (Mermilliod 1991)". La base de données de l'APASS est entièrement disponible et questionnable sur le site web de l'AAVSO. Pour l'utiliser, vous avez simplement besoin de connaître les coordonnées célestes de votre étoile cible. La page principale de l'APASS se trouve à

<http://www.aavso.org/apass>

et vous pouvez atteindre le formulaire d'accès à partir de là.

La base de données des "Moyennes homogènes dans le système UBV" est disponible sur le web at VizieR :

<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

A partir de là, entrez les coordonnées dans la boîte d'entrée de la recherche par position; cliquez sur "Go". Faites défiler la sortie résultante jusqu'à ce que vous aperceviez la table "Moyennes homogènes dans le système UBV (Mermilliod 1991)".

La plupart des programmes d'analyse photométrique vous donne la possibilité d'entrer la magnitude V de votre étoile de comparaison, et font les calculs nécessaires pour rapporter la magnitude V de l'étoile cible, basé sur vos données d'image (ce qui signifie que vous ne devez jamais travailler réellement jusqu'à l'équation 3).

L'approximation dans les équations ci-dessus et l'analyse sont assez bonnes pour que vos données puissent être soumises à l'AAVSO, pour être incluses dans leur base de données des observations d'étoiles variables. Quand vous les soumettez, elles doivent être identifiées comme photométrie avec le filtre "TG". ["TG" signifie que la photométrie représente des mesures utilisant les pixels G (uniquement) à partir d'un capteur digital à trois couleurs, et basé sur la magnitude V standard de l'étoile de comparaison]. Cette désignation de filtre est utilisée dans les formulaires de soumission de l'AAVSO pour distinguer la photométrie DSLR (et en trois couleurs du ciel profond) des autres systèmes de filtres.

Les magnitudes TG sont valables et sont des contributions utiles à l'analyse de nombreuses variables à courtes et longues périodes, novæ et supernovæ.

Cette analyse possède quelques faiblesses, c'est la raison pour laquelle on utilise le symbole \approx au lieu du signe = conventionnel. Ces faiblesses sont liées à la réponse spectrale du capteur et aux extinctions atmosphériques. Le problème de réponse spectrale vient du fait que la réponse spectrale G de votre appareil photo n'est pas exactement la même que celle de la bande standard V, et qu'aucun réglage n'a été fait pour compenser cette différence. Il existe des méthodes pour déterminer les effets de cette différence de bande spectrale et ajuster votre photométrie pour éliminer l'effet. Cela est appelé "transformation" de votre photométrie vers le système standard; ce sujet sera traité dans la section suivante.

La faiblesse liée aux effets atmosphériques est dû au fait que nous avons implicitement supposé que l'extinction atmosphérique est la même pour l'étoile cible que pour l'étoile de comparaison. Jusqu'ici, nous n'avons pas essayé d'estimer cela, ni fait aucun ajustement pour les différences d'extinction atmosphérique entre les étoiles cible et de comparaison. Quand on utilise des images avec un champ de vue relativement large (effectué avec des objectifs de relativement courte focale), qui sont adaptées pour de nombreux projets de photométrie DSLR, il peut y avoir une différence d'extinction atmosphérique entre l'étoile cible et les étoiles de comparaison. Il existe des moyens d'estimer la différence atmosphérique, et de la compenser; ils seront également décrits dans la prochaine section.

6.2 Transformation

Le traitement des pixels G des appareils photo DSLR comme "quasi bande V" est une approximation, quoique qu'elle ne soit pas mauvaise pour de nombreux projets, étoiles et situations. Mais, simplement comme les pixels R (rouge) ont une réponse de sensibilité spectrale différente des pixels G, la réponse du pixel G est également différente de la réponse spectrale de la bande standard V. Cette différence dans la réponse spectrale peut se traduire en une différence dans la magnitude estimée de l'étoile cible, selon la couleur de l'étoile cible et la couleur de l'étoile de comparaison. Cette différence est particulièrement importante quand vos mesures vont être corrélées avec les mesures d'autres observateurs, dont la réponse spectrale du système est différente de la réponse de votre réponse spectrale de votre système. La technique pour mettre votre photométrie dans le système photométrique standard en bande V est appelée "transformation".

Il existe deux situations d'imagerie qui peuvent utiliser des approches vers les transformations légèrement différentes : (1) quand vous utilisez votre appareil photo DSLR à travers un télescope, et en conséquence avez un champ de vue relativement étroit (disons, de quelques degrés), vous pouvez généralement ignorer l'extinction atmosphérique différentielle. Avec un champ de vision plus large, si votre sujet est haut dans le ciel (disons, pas plus de 30° du zénith), vous pouvez encore utiliser l'approche "champ étroit" de façon assez sûre. En revanche, (2) quand vous utilisez votre appareil photo avec un objectif standard ou un téléobjectif avec un champ de plusieurs degrés, et que votre sujet se trouve à plus de 30° du zénith, vous voudrez probablement tenir compte de l'effet d'extinction atmosphérique différentielle (dans laquelle votre étoile cible est vue à travers un chemin atmosphérique qui est mesurablement différent de celui de l'étoile de comparaison). Ces deux approches pour transformer vos mesures dans le système standard sont discutées séparément ci-dessous.

6.2.1 Situation de champ de vision étroit (ou "proche du zénith") :

Dans la section précédente, nous avons utilisé une approximation pour déterminer la magnitude V de l'étoile cible et la distinguer de la véritable magnitude V en la soumettant à l'AAVSO comme une

magnitude TG. Une équation plus complète possède un terme additionnel qui prend en compte le fait que la réponse spectrale de votre appareil photo est différente de la magnitude standard V. Cette équation est :

$$V_{cible} = V_{comp} + [G_{cible} - G_{comp}] + T [CI_{cible} - CI_{comp}] \text{ Equation 4}$$

Où V_{comp} est la magnitude standard V de l'étoile de comparaison, $[G_{cible} - G_{comp}]$ est la magnitude différentielle mesurée (c'est-à-dire la différence de magnitude G entre l'étoile cible et les étoiles de comparaison), T est le "coefficient de transformation" de votre système, et $CI_{cible} = (B-V)_{cible}$ et $CI_{comp} = (B-V)_{comp}$ sont les indices de couleur des étoiles cible et de comparaison. Vous déterminez ces derniers en cherchant dans la carte ou séquence photométrique de l'AAVSO, ou dans une base de données comme l'APASS. (L'index de couleur de l'étoile cible peut être une fonction de la phase dans la courbe de lumière d'une variable, surtout pour les variables pulsantes. Pour une transformation simpliste, nous supposons une couleur moyenne, qui effectue la correction majeure vers le système standard. Pour un état complet réel, vous déterminerez l'index de couleur calibré de l'étoile cible en même temps que la magnitude G, qui est au-delà du cadre de ce manuel).

Notez que du côté droit de cette équation, vous avez mesuré $[G_{cible} - G_{comp}]$, et vous cherchez V_{comp} et les indices de couleur et CI_{cible} et CI_{comp} dans une source de référence (comme l'APSS). Pour utiliser cette équation pour mettre vos données dans le système standard, vous devez connaître le coefficient de transformation T. Vous déterminez T pour votre système en conduisant le petit projet spécial décrit ci-dessous.

Il existe plusieurs champs dans le ciel où un grand nombre d'étoiles ont été calibrées de façon précise, avec des magnitudes V et des indices de couleur [B-V]. Des exemples sont les "Champs standards de Landolt", et plusieurs champs bien caractérisés de l'AAVSO, qui peuvent être trouvés sur le site de l'AAVSO. Pour les observateurs du ciel austral, les champs d'étoiles standards de la région E de Cousins à -45° de déclinaison sont aussi recommandés. Vous pouvez utiliser un tel champ pour calculer le coefficient de transformation de votre système, T. L'idée de base est que vous chercherez la différence (V-G) d'un grand nombre d'étoiles à photométrie connue, et déterminerez (V-G) comme une fonction de l'index de couleur des étoiles.

Sur les images d'un champ d'étoiles bien caractérisé, utilisez votre logiciel de photométrie pour déterminer la magnitude instrumentale moyenne G d'une douzaine d'étoiles voire plus. Faites l'effort de choisir des étoiles qui couvrent un large éventail de couleurs (idéalement de $B-V \approx -0,5$ à $B-V \approx +2$, mais vous pouvez ne pas pouvoir obtenir un tel éventail, faites de votre mieux). Pour chaque étoile, dérivez la "magnitude instrumentale" du comptage ADU total de l'étoile (votre logiciel de photométrie additionne de façon approprié les comptages d'étoiles à l'intérieur de l'ouverture de mesure et ajuste le fond de ciel). L'équation pour la magnitude instrumentale est :

$$G_{\text{étoile}} = -2,5 \log(ADU_{\text{étoile}}) \text{ Equation 5}$$

Où $ADU_{\text{étoile}}$ est la somme de tous les pixels à l'intérieur de l'ouverture de mesure, moins le fond du ciel (comme déterminé à partir des pixels de "l'anneau du ciel"). La plupart des logiciels de réduction

photométrie feront le calcul pour vous, quand vous cliquez sur l'étoile, et le rapportez comme magnitude instrumentale de l'étoile.

Maintenant, utilisez votre tableur (Excel) pour effectuer l'analyse qui conduit à la transformation du système. Pour chaque étoile, entrez le comptage ADU mesuré (ou magnitude instrumentale $G_{\text{étoile}}$ si votre logiciel le fournit), calculez $G_{\text{étoile}}$ si nécessaire, et entrez la magnitude V standard de l'étoile, et l'index de couleur standard [B-V] dans votre tableur (une ligne par étoile). Plotez "V-G" contre l'index de couleur; le résultat doit être des points qui forment approximativement une droite. Utilisez la caractéristique d'analyse de tendance linéaire de votre tableur pour trouver le meilleur ajustement linéaire, et afficher l'équation de l'ajustement. Le coefficient de transformation, T, est simplement la pente de cette ligne de meilleur ajustement. (L'interception de la ligne avec l'axe Y est appelé point zéro par les photométristes, mais vous pouvez l'ignorer pour l'instant).

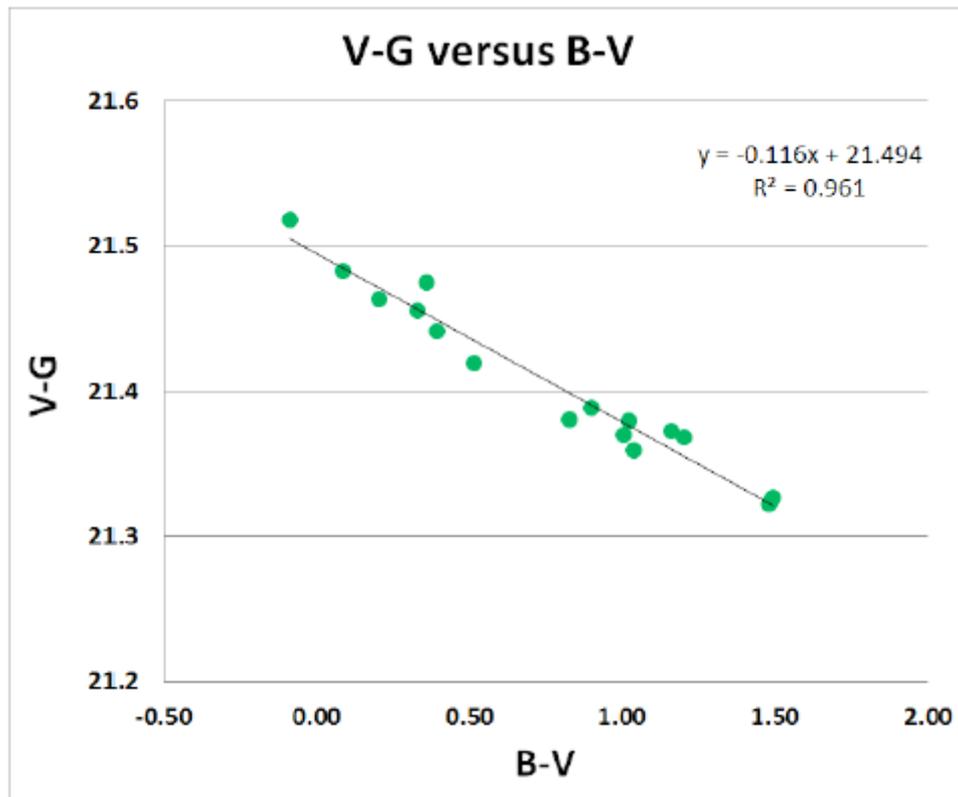


Figure 6.1. Ligne de meilleur ajustement à travers les résidus V-G contre les points de couleur B-V utilisée pour déterminer le coefficient de transformation, T_v , qui dans ce cas est -0,116.

Si rien ne changeait jamais, ce projet pour déterminer la transformation de votre système n'aurait besoin d'être réalisée qu'une seule fois, car T est un paramètre qui est relié à votre système (télescope et appareil photo), et non aux étoiles individuelles. Malheureusement, les choses changent... la poussière s'accumule, les revêtements optiques se dégradent avec l'âge, et (comme l'atmosphère est une partie de votre système optique), la météo et votre direction de pointage peuvent avoir une influence sur T pour votre site. Le seul moyen de savoir si les choses changent dans votre système est de vérifier occasionnellement, en refaisant votre détermination de T (et en gardant un enregistrement des résultats). Avec quelle périodicité devez-vous faire cela ? Les opinions diffèrent. Certainement, c'est une bonne idée d'utiliser les données de plus d'une nuit, et plus d'un champ d'étoiles standards, la première fois où vous déterminez T (pour avoir une idée de la variabilité

dans votre résultat). Il est aussi judicieux de revérifier votre coefficient de transformation tous les ans. Si pour une raison, vous devez prendre un objet qui soit à une masse d'air anormalement élevée, cela accroîtra votre confiance si vous vérifiez aussi votre coefficient de transformation en utilisant un champ d'étoiles standards à une masse d'air comparable.

Vous devez aussi déterminer un T unique pour chaque système d'observation unique. Par exemple, si vous avez deux télescopes, alors, chaque combinaison "appareil photo + télescope" aura son propre coefficient de transformation unique. Et si vous modifiez quelque chose dans le trajet optique (ajoutez ou enlevez une fenêtre, ou achetez un nouvel objectif), alors, vous devez déterminer un nouveau coefficient de transformation pour le nouveau système. Nous recommandons également fortement que vous utilisiez plusieurs images, calculez le coefficient de transformation pour chacune, puis moyenniez les valeurs ensembles pour réduire le bruit inhérent à toute analyse.

Maintenant que vous connaissez le coefficient de transformation de votre système, vous pouvez transformer votre mesure (prise en bande G) en une magnitude standard V, en utilisant l'équation 4 donnée auparavant et répétée ici :

$$V_{cible} = V_{comp} + [G_{cible} - G_{comp}] + T [CI_{cible} - CI_{comp}] \text{ Equation 6}$$

Notez que dans cette équation, vous devez rechercher l'index de couleur de votre étoile cible dans un catalogue. Cela signifie qu'il y aura une légère ambiguïté introduite même dans cette valeur transformée V_{cible} si l'index de couleur de votre étoile cible change dans le temps. Cela n'est pas rare avec les variables pulsantes à longue période, et il est quelquefois notable avec plusieurs types d'étoiles avec des fluctuations à courte période. Même avec cette légère ambiguïté, l'utilisation de magnitudes transformées est plus précise que celle des non transformées, et la transformation de vos résultats à la bande standard V rend plus facile la corrélation de vos mesures avec celles d'autres observateurs.

6.2.2 Cas des champs de vision étendus

La formule donnée ci-dessus pour transformer vos observations est uniquement appropriée pour des images de champ relativement étroit (comme celles acquises quand votre appareil photo est placé derrière votre télescope). La raison de cette limitation à un champ étroit est un effet que nous avons ignoré jusque-là : l'extinction atmosphérique différentielle. Vous savez d'après votre expérience quotidienne que l'atmosphère absorbe et diffuse la lumière, et en conséquence, a une influence sur la lumière des étoiles. Un des avantages de la photométrie différentielle est que – tant que la cible et les étoiles de comparaison sont proches dans le ciel et pas trop près de l'horizon – la lumière des deux étoiles passe à travers la même couche atmosphérique, et subit le même effet.

Cependant, quand vous utilisez votre appareil photo DSLR avec un objectif standard, vous avez probablement un large champ de vision – facilement plusieurs degrés et quelquefois même plus de 30°. Pour certains projets impliquant des étoiles brillantes, il est nécessaire de prendre avantage de ce grand champ de vision, car l'étoile cible et l'étoile de comparaison peuvent être largement séparées. Si l'écart atteint plusieurs degrés, leur lumière emprunte des chemins atmosphériques différents, et donc l'extinction atmosphérique différentielle peut être conséquente. L'importance de cet effet croît quand (a) l'écart entre les deux étoiles s'accroît, et (b) la distance de l'une ou des deux par rapport au zénith s'accroît. Notez que nous ignorons un autre effet appelé extinction de second

ordre, qui est dépendant de la couleur de chaque étoile, mais qui est généralement un effet beaucoup plus faible que l'extinction différentielle normale.

Dans cette situation, la transformation doit inclure l'effet des différences de réponse spectrale (comme ci-dessus) plus l'effet de l'extinction atmosphérique différentielle. Cela est réalisé en ajoutant un terme supplémentaire à l'équation photométrie différentielle :

$$V_{cible} = V_{comp} + [G_{cible} - G_{comp}] + T [CI_{cible} - CI_{comp}] - k [X_{cible} - X_{comp}] \text{ Equation 7}$$

Dans l'équation 7, k est le coefficient d'extinction atmosphérique (mesuré en magnitudes par masse d'air), et X_{cible} et X_{comp} sont les masses d'air de la cible et des étoiles de comparaison, respectivement. Les masses d'air expriment la longueur du chemin atmosphérique qu'emprunte la lumière de l'étoile vers l'appareil photo. Pour des masses d'air faibles (disons $X < 2$), la masse d'air est calculée par $X = \sec(z)$ où z est la distance angulaire de l'étoile depuis le zénith. La plupart des logiciels d'analyse photométrique calcule la masse d'air, si vous lui donnez votre emplacement et votre zone horaire, l'heure de l'image, et les coordonnées équatoriales de l'étoile. Les autres termes de l'équation 7 sont les mêmes que ceux définis pour l'équation 4.

La discussion dessous explique un moyen de déterminer le coefficient de transformation et le coefficient d'extinction atmosphérique (simultanément), dans le cas des images à grand champ de vue. Plusieurs champs ont été bien caractérisés spécialement pour le problème des images à grand champ : l'amas ouvert Messier 67, IC4665, et l'amas Coma Berenices.

Quand avez-vous besoin d'utiliser l'équation 7, et la procédure compliquée décrite ci-dessous pour déterminer le coefficient d'extinction atmosphérique ? Si votre champ de vue pointe à moins de 20° du zénith, et s'il est inférieur à 20° de large, vous pouvez généralement utiliser en toute sécurité l'approche de transformation la plus simple décrite au-dessus pour l'équation 4. Si votre champ devient plus large, ou que l'étoile cible ou l'étoile de comparaison est à plus de 30° du zénith, alors l'importance de l'extinction atmosphérique différentielle s'accroît et il est important d'utiliser l'équation 7 si vous voulez transformer vos magnitudes dans la bande standard V.

Les corrections de masse d'air de premier ordre peuvent s'appliquer aux images DSLR en utilisant l'équation suivante :

$$(V - v) = -kX + T(B - V) + ZP \text{ Equation 8}$$

où la nouvelle variable introduite, k, est le coefficient d'extinction, et X la masse d'air. Cette équation a la même forme fonctionnelle qu'un plan géométrique en 3 dimensions : $z = Ax + By + C$; Kloppenborg et al.(2012) donnent une méthode pour résoudre cette équation. Si nous supposons que la magnitude instrumentale, v, dépend seulement du côté droit de l'équation ci-dessus, alors nous pouvons résoudre les coefficients k, T, et ZP, en utilisant un minimum de trois étoiles de calibrage dans le champ de vue. Cependant, si une étoile de calibrage est "mauvaise", soit incorrectement identifiée ou sa magnitude/masse d'air calculée de façon incorrecte, les coefficients seront faussés. Pour cette raison, nous prenons généralement plus d'étoiles et faisons une solution linéaire des moindres carrés pour retirer toute aberration et améliorer les coefficients résultants.

Un ajustement par les moindres carrés de n étoiles de calibrage sur le plan défini par l'équation $z = Ax + By + C$ est trouvé en résolvant la matrice de coefficient, X , dans l'expression suivante, en utilisant l'inverse de A :

$$AX = B \quad \text{Equation 9}$$

ou sous forme complète (en substituant ε par T et ζ par ZP) :

$$\begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i^2 & \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n x_i \\ \sum_{i=1}^n x_i y_i & \sum_{i=1}^n y_i^2 & \sum_{i=1}^n y_i \\ \sum_{i=1}^n x_i & \sum_{i=1}^n y_i & \sum_{i=1}^n 1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} -k' \\ \varepsilon \\ \zeta \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \sum_{i=1}^n x_i z_i \\ \sum_{i=1}^n y_i z_i \\ \sum_{i=1}^n z_i \end{bmatrix}$$

Il n'est pas nécessaire d'écrire un programme pour résoudre ces équations, du fait que de nombreux tableurs et langages de programmation possèdent de telles routines intégrées. Par exemple, Excel possède la fonction "linest". Si vous désirez écrire votre propre algorithme de réduction, la fonction Python "scipy.optimize.leastsq" peut être utilisée pour cette tâche.

6.3 Soumission de vos résultats

Aucune mesure scientifique n'a de valeur sauf si elle est publiée, afin qu'elle puisse être partagée par la communauté scientifique. La publication de la plupart des mesures photométriques d'étoiles variables signifie de les ajouter à une base de données bien connue, comme la Base de Données Internationale de l'AAVSO. Les chercheurs ont ensuite accès à vos données, ainsi que celles des autres, en questionnant une étoile particulière et une échelle de temps. Pour être utile, votre mesure doit être accompagnée de l'information qui décrit ce à quoi elle correspond, comment elle a été développée, et toute autre information reliée à son contenu et à sa qualité. Le formulaire d'entrée de données de l'AAVSO est situé à "WebObs" en-dessous de l'onglet "Data" sur la page d'accueil. L'information requise par WebObs est probablement auto explicative, mais juste au cas, voici la signification de quelques champs que vous entrerez avec vos mesures, si vous les entrez individuellement :

- "**Obstype**" : en supposant que votre instrument est un DSLR, votre type de donnée est "DSLR".
- "**Magnitude**" est la magnitude V_{cible} , déterminée par une des méthodes décrites au-dessus.
- "**Mag Error**" provient soit de votre logiciel ou peut être déterminé en prenant 3 images ou plus de chaque champ scientifique, en moyennant les magnitudes dérivées, et en déterminant la déviation standard.

Si vous avez utilisé une des méthodes de transformation, Equation 7 ou Equation 8, vérifiez la boîte "**transformed**".

Vérifiez la boîte "**differential**" seulement si vous soumettez $[G_{\text{cible}} - G_{\text{comp}}]$ sans déterminer la magnitude V. remarquez que l'AAVSO n'encourage pas ce format de données, sauf pour quelque raison, c'est la seule approche faisable.

- "**Filtre**" : si vous avez utilisé l'équation 4 (c'est-à-dire, vous n'avez pas transformé vos données de "G" vers la bande standard V), indiquez le filtre "TG".
- "**Chart ID**" : dans la mesure du possible, utilisez une carte AAVSO. Les appareils photo DSLR tendent à avoir un champ large, et VSP ne fait pas de jolies cartes à grand champ, aussi, vous pouvez utiliser une autre méthode, mais assurez-vous d'identifier la carte aussi soigneusement que possible.
- "**Comp, Check stars**" : utilisez les magnitudes instrumentales comme déterminées au-dessus.
- "Airmass" : utilisez la masse d'air moyenne entre l'étoile cible et l'étoile de comparaison.
- "Group" : si vous soumettez des magnitudes B, G, R d'une image isolée, indiquez le en donnant aux trois mesures le même numéro de groupe. Cela aide à identifier que les magnitudes ont été obtenues à partir de la même image. Notez que ce manuel décrit le processus **UNIQUEMENT** pour le canal vert pour simplifier l'explication. Les canaux R et B ne correspondent pas bien au standard des bandes B et R de Johnson-Cousins.

Après avoir appuyé sur **Submit Observation**, vous avez la possibilité de regarder votre soumission pour la relire et confirmer que tout est correct.

L'autre méthode de soumission est plus complexe, et implique de soumettre un fichier d'observations plutôt qu'une seule à la fois. La plupart des progiciels fournissent une sortie appelée "AAVSO extended format", qui est ce que vous devez utiliser comme type de fichier. Assurez-vous que "Obstype" dans ce fichier de sortie est réglé sur DSLR. Il existe une option dans WebObs pour chercher votre fichier et le soumettre, avec un processus de vérification et de permission similaire à celui des soumissions individuelles. Vous devez aller au générateur de courbe de lumière après soumission et voir comment vos données se comparent avec celles des autres observateurs. Il est drôle d'observer une courbe de lumière en train d'être tracé en temps réel!

Chapitre 7 : développer un programme d'observation DSLR

7.1 Décider quoi observer

Un des plus grands challenges face à un nouvel observateur est de décider laquelle des centaines de milliers de variables connues observer. Où trouver des listes ou des catalogues d'étoiles ? Comment choisir les étoiles qui sont appropriées pour votre instrument ? Comment obtenir les cartes montrant la variable et les étoiles environnantes, et comment décider quelles étoiles utiliser comme étoiles de comparaison ?

Dans un effort pour simplifier le processus de décision, nous fournissons une liste de 10 étoiles pour les observateurs de l'hémisphère Nord et de 10 étoiles pour les observateurs de l'hémisphère Sud que nous considérons comme de bonnes étoiles pour les nouveaux venus.

7.1.1 Equipement lié

Connaitre les limites et les possibilités de votre équipement est important. Quelles sont les plus faibles étoiles que votre équipement peut détecter ? Quelles sont les étoiles les plus brillantes que vous pouvez observer dans votre télescope ? Existe-t-il une limite ? Vous n'avez pas besoin de tout savoir sur les appareils photo DSLR ? Vous avez juste besoin de tout savoir sur votre appareil photo DSLR ?

7.1.2 Profil lié

Ce que vous êtes capable d'observer est déterminé largement par votre site d'observation, les conditions du ciel, la fréquence de vos sessions, et combien de temps vous pouvez rester dehors pour observer, autant que par le type d'équipement que vous utilisez. Votre expérience entre en jeu ici aussi. Etes-vous organisé et préparé ? Connaissez-vous les champs d'étoiles ? Pouvez-vous pointer votre appareil photo sur l'objectif efficacement ? Savez-vous comment tirer le maximum de précision des mesures avec votre équipement ?

7.1.3 Valeur scientifique

Plus tard, quand vous déciderez d'étendre votre programme d'observation, il y a plusieurs critères que vous voudrez prendre en compte.

Il est important de comprendre la valeur des observations DSLR et quelles étoiles et quelles zones de recherche fournissent le plus de promesses aux observateurs DSLR pour faire une contribution utile à la science. Vous avez besoin d'une façon d'évaluer le paysage courant et à venir de la recherche d'étoiles variables pour trouver des réponses à ces questions. Un moyen simple est de regarder les programmes d'observations, les opportunités, et les campagnes proposées ou recommandées par l'AAVSO et d'autres organisations d'étoiles variables.

7.1.4 Le facteur plaisir

Si vous ne pensez pas que cela est drôle, vous ne le ferez pas. Alors, qu'est ce qui est drôle pour vous ? Est-ce le challenge ? Est-ce d'être dehors et en contact avec l'Univers ? Existe-t-il des étoiles que vous aimeriez observer juste pour le plaisir ? Combien devons-nous être sérieux ? Est-ce important ? Pouvons-nous prendre cela au sérieux, contribuer à la science et avoir encore du plaisir ?

Croyez moi ou pas, cela fait la différence. Nous voulons que vous soyez heureux et productif. Si cela n'est pas drôle pour vous, vous ne le serez pas.

7.2 Quelles sont les bonnes étoiles pour débiter ?

7.2.1 Liste d'objets

Nous avons choisi quelques étoiles pour les observateurs des deux hémisphères (listés dans la table 7.1) basées sur un ensemble de critères que nous pensons les rendront utiles comme étoiles d'entraînement.

Pour les nouveaux venus à la photométrie DSLR, il est désirable que l'amplitude de la variable cible soit supérieure à 0,3 magnitude. A moins que les conditions du ciel soient bonnes, il est difficile d'obtenir des mesures précises si l'amplitude est moindre. Pour donner aux nouveaux venus un challenge, nous avons choisi une étoile – β Cephei – qui a une petite amplitude. En sa faveur, cette étoile est haute dans le ciel. Comme sa lumière ne traverse pas beaucoup d'atmosphère, une plus grande précision est possible. Nous avons mentionné 30 images pour β Cephei to atteindre la précision suffisante.

Nous n'avons pas choisi d'étoile de magnitude inférieure à 9 car nous recommandons ce qui faisable en utilisant un appareil photo non entraîné sur un trépied. Les objectifs généralement employés par un appareil photo DSLR sont 85 mm, 100 mm et 200 mm. Ce dernier collecte le plus de lumière et peut permettre une précision photométrique jusqu'à la magnitude 9. Les objectifs 85 mm et 100 mm sont bons jusqu'à la magnitude 8.

Nous pensons que toutes nos étoiles recommandées dans notre liste sont faciles à trouver avec les programmes de planétarium couramment disponibles ou à partir d'une connaissance de base des étoiles du ciel les plus brillantes. Pour de nombreuses étoiles, nous avons facilité la recherche avec des cartes qui montrent la constellation entière pour aider l'observateur à s'orienter, en gardant en tête le champ probable d'un appareil photo DSLR avec un objectif courant. Les étoiles avec ces cartes sont indiquées avec un double astérisque (**) dans la table 7.1. Ces cartes sont disponibles depuis les tutoriaux téléchargeables sur <http://aavso.org/10-star-training>. Sélectionnez le tutoriel approprié pour votre hémisphère.

Pour une précision photométrique, un certain nombre d'étoiles de comparaison et une étoile de vérification sont nécessaires. Ceci est appelé un ensemble de photométrie. Les étoiles de comparaison et l'étoile de vérification doivent être proches de l'étoile cible afin que toutes les étoiles brillent, plus ou moins, à travers la même épaisseur d'atmosphère. Si ce n'est pas le cas, des erreurs seront introduites qui rendront la précision photométrique difficile à atteindre. Si les étoiles sont trop loin entre elles, un travail de précision est impossible.

Toutes les étoiles que nous avons choisies sont intéressantes et/ou célèbres. Elles présentent toutes un intérêt pour les astronomes professionnels. Elles illustrent toutes d'importantes étapes dans l'évolution des étoiles. Mira avait été noté en 1596, comme la première étoile variable. μ Cephei est une grosse étoile au cours des étapes finales de son évolution et deviendra bientôt une supernova. Nous considérons que certaines de nos étoiles recommandées sont adaptées pour des projets de collège et de hautes écoles. De nombreuses parmi ces étoiles ont des références étendues sur le web qui seront utiles à tout projet d'étude.

Certaines des étoiles choisies présentent des variations régulières (comme les Céphéides et les binaires à éclipses) et trois d'entre elles ont un cycle qui se déroule complètement en moins de 5 heures. L'étude d'un cycle peut en conséquence être complétée dans la session d'observation d'une soirée.

**Table 7.1. Etoiles variables brillantes recommandées pour les débutants
dans les hémisphères Nord et Sud.**

Etoiles de l'hémisphère Nord					
Nom	Peut être observée	Ecart de magnitude	Type de variable	Période (jours)	Notes
Z UMa	Toute l'année	6,2 – 9,4	Semi-régulière	195,5	Peut être observée tous les 5 jours. Vous pouvez avoir besoin de changer les réglages pour tenir compte du grand écart de magnitude
δ Cep	Toute l'année	3,49 – 4,36	Céphéide classique	5,366266	Peut être observée deux fois en une nuit ou une fois avant minuit. Etoile variable historique célèbre avec une courbe de lumière régulière distinctive. Rapporter les observations sous del Cep.
Algol (β Per)	Août à Mai	2,09 – 3,30	Binaire à éclipse	2,86736	L'éclipse dure environ 8 heures. Les mesures doivent être faites pendant au moins deux heures de chaque côté du minimum prédit. 10 mesures ou plus sont nécessaires pour une courbe de lumière raisonnable; elles peuvent être faites toutes les 15 minutes. Rapporter les observations sous bet Per.
β Lyr	Avril à Novembre	3,30 – 4,35	Binaire à éclipse	12,94061713	Etoile à éclipses semi-détachée ce qui signifie qu'elle est en éclipse continue. Pendant la plus grande partie de sa période, une mesure par nuit est suffisante. Autour du minimum primaire (période de 1,5 jour), les mesures peuvent être faites toutes les heures. Rapporter les observations sous bet Lyr.
μ Cep	Toute l'année	3,43 – 5,1	Semi-régulière	835	Une mesure par nuit est suffisante. Rapporter les observations sous "miu" au lieu de "mu".
η Aql	Avril à Novembre	3,49 – 4,30	Céphéide classique	7,1769	Peut être observée deux fois en une nuit ou une fois avant minuit. Etoile variable historique célèbre avec une courbe de lumière régulière distinctive.
Mira (o Cet)	Avril à Novembre	2 – 10,1	Mira	331,96	Mesurable pendant 100 jours de chaque côté du maximum. Rapporter les observations sous omi Cet.
R Lyr	Avril à Novembre	3,81 – 4,44	Semi-régulière	46 :	Une mesure par nuit est suffisante.
β Cep	Toute l'année	3,16 – 3,27	Variable pulsante type β Cep	0,1904881	A une très petite amplitude et nécessite 30 images pour faire une mesure dans de bonnes conditions. A une période régulière et change constamment. Un cycle entier peut être mesuré en une session avec des mesures toutes les 5 mn. Rapporter les observations sous bet Cep.
BE Lyn					
V474 Mon					

7.2.2 Planification d'une session d'observation

Un certain nombre de considérations contribuent à planifier une session d'observation. Vous devez faire une estimation du nombre d'heures qui seront disponibles pour observer. Vous pouvez disposer d'une heure ou de plusieurs heures ou d'une nuit entière. Si vous ne disposez que d'une heure, vous ne pourrez observer une binaire à éclipses qui nécessite des mesures sur 4 heures ou davantage. Mais, en une heure, vous pouvez être capable de mesurer cinq étoiles qui ne demandent qu'une mesure par nuit. Il peut y avoir une prévision météo que la nuit entière sera claire, mais vous ne pointerez pas une binaire à éclipses car aucune éclipse n'est prévue cette nuit-là. Une étoile adéquate peut se coucher trop tôt pour pouvoir la mesurer. Certaines étoiles ont leur saison d'observation. A d'autres moments, elles sont sous l'horizon ou trop proche du Soleil. Cependant, certaines étoiles ont toujours un potentiel pour les observateurs de l'hémisphère Nord, comme δ Cephei et β Cephei. Quelquefois une bonne nuit de travail peut se faire en testant l'équipement et les réglages. Vous pouvez vérifier la différence de magnitude de deux étoiles non variables. Une autre expérimentation valable est de vérifier la précision des mesures quand on prend 10, 20 ou 30 images.

Si vous envisagez d'observer plusieurs étoiles dans une session, assurez-vous de noter soigneusement tout changement que vous avez fait dans les réglages quand vous vous déplacez d'une étoile à l'autre. Il est très facile d'oublier de changer de réglage quand vous êtes fatigué en fin de nuit.

Si vous êtes un observateur visuel d'étoiles variables, vous pouvez, bien sûr, choisir d'étudier une étoile favorite en appliquant les principes de ce manuel.

7.2.3 Cartes de recherche et cartes d'étoiles de comparaison avec tables de photométrie

Localiser une étoile variable est une compétence acquise. Il faut trouver des cartes avec des séquences de magnitudes de comparaison d'étoiles bien déterminées (Figure 7.1). Les observateurs sont encouragés à utiliser de telles cartes dans le but d'éviter le conflit qui peut se produire quand les magnitudes pour la même étoile de comparaison sont dérivées de différents jeux de cartes. Cela peut résulter en deux différentes valeurs de variation enregistrées pour la même étoile la même nuit.

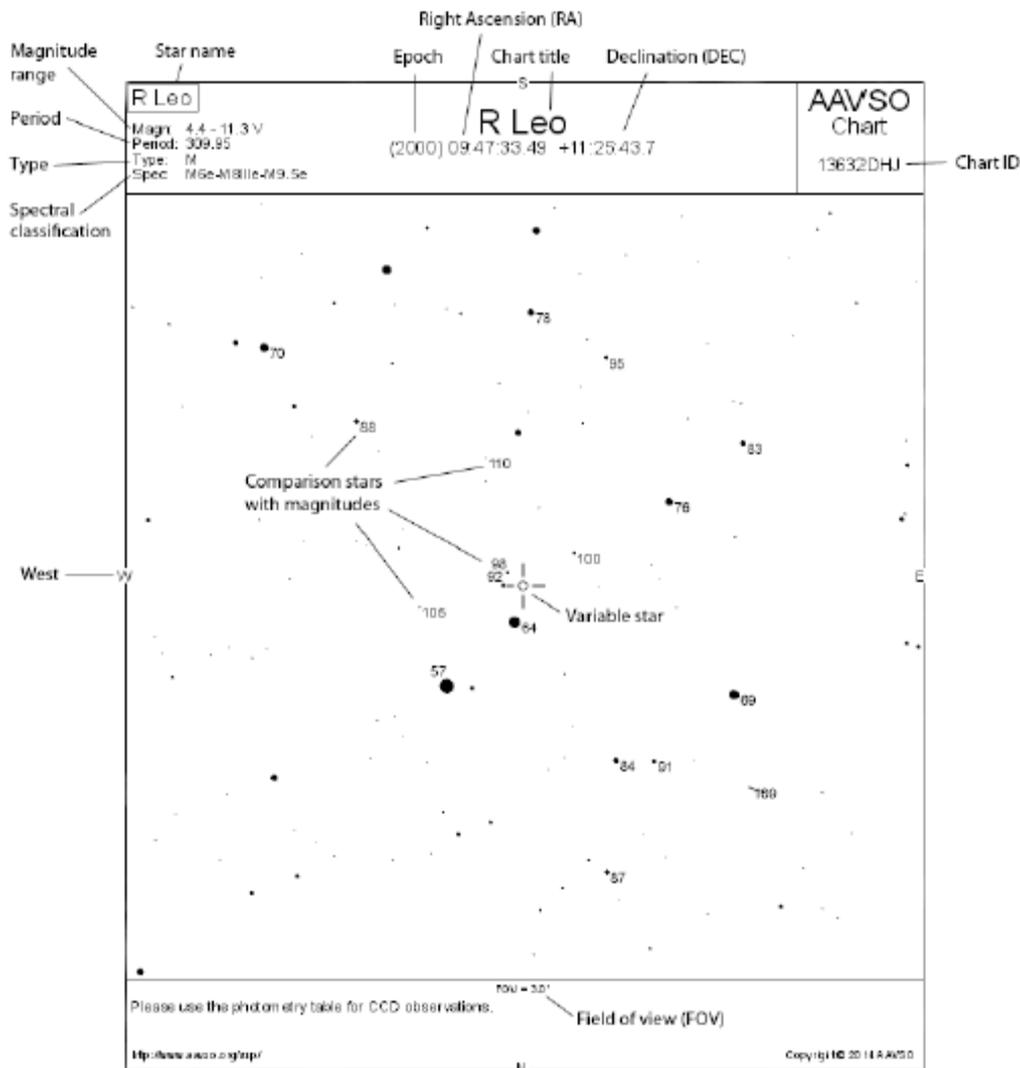


Figure 7.1. Exemple de carte AAVSO de R Leo, avec les explications des informations affichées sur la carte. Produite avec VSP (voir ci-dessous).

Générateur de cartes AAVSO (VSP)

Les cartes standards de l'AAVSO sont maintenant générées par le générateur de cartes en ligne (VSP). Elles ont complètement remplacées les anciennes cartes papier ou cartes électroniques. Quand vous allez sur la page du VSP (<http://www.aavso.org/vsp>), un formulaire demandant les paramètres de la carte désirée avec quelques explications générales sur le VSP et (dans la section How can I get help) un lien vers un guide rapide (voir ci-dessous).

VSP Quick Guide

A simple, typical example (for R Leonis) will show how easy it can be to generate a chart.

Go to the VSP webpage (www.aavso.org/vsp). Using the "Plot a Quick Chart..." section at the top of the form:

1. Enter the star's name (e.g., "R Leo") in the box labeled "What is the name, designation, or AUID of the object?" The case does not matter. Do not include the quotation marks.
2. Select the chart scale from the "Choose a predefined chart scale" drop down box. In this example we select 'B' scale (which is equivalent to a 3.0-degree field of view).
3. Accept the default options for the rest of the form.
4. Click the 'Plot Chart' button.

A new window should open showing the chart in graphics format (.png). See Figure 7.1 for the sample chart created using the procedure above.

Une explication du formulaire du VSP en ligne suit.

Quel est le nom, la désignation, ou l'identifiant de l'objet ? (WHAT IS THE NAME, DESIGNATION, OR AUID OF THE OBJECT?)

Entrez soit le nom de l'étoile ou un identifiant dans cette boîte. Alternativement, vous pouvez entrer l'ascension droite (RA) et la déclinaison (DEC) que vous désirez avoir au centre de la carte dans les boîtes appropriées sous l'en-tête "PLOT ON COORDINATES".

Choisissez une échelle de carte prédéfinie (CHOOSE A PREDEFINED CHART SCALE)

Ce menu déroulant vous permet de régler le champ de vue selon les anciennes échelles de cartes. Dans le menu, vous voyez les désignations "A", "B", "C", etc. Par exemple une carte A vous montre 15° du ciel et les étoiles jusqu'à la magnitude 9. Une carte B vous montre 3° de ciel et les étoiles jusqu'à la magnitude 11. Vous devez utiliser une carte, ou une série de cartes qui couvre l'écart de magnitude de l'étoile variable que vous observez. Cela est également déterminé par les instruments que vous utilisez. La table 7.2 donne les échelles des cartes AAVSO prédéfinies.

Table 7.2 Echelles des cartes AAVSO prédéfinies.

	Arc/mm	Zone	Adapté pour
A	5 minutes	15 degrés	Jumelles / chercheur
B	1 minute	3 degrés	Petit télescope
C	40 secondes	2 degrés	Télescope de 3 à 4"
D	20 secondes	1 degré	Télescope > 4"
E	10 secondes	30 minutes	Grand télescope
F	5 secondes	15 minutes	Grand télescope
G	2,5 secondes	7,5 minutes	Grand télescope

Choisissez une orientation de carte (CHOOSE A CHART ORIENTATION)

Cette option vous aide à créer une carte qui, lorsqu'elle est vue verticalement, vous montre les étoiles dans la même orientation que si vous la regardez sans votre équipement. Par exemple, si votre télescope vous donne une image "à l'envers" (comme avec un réfracteur ou un réflecteur on n'utilisant pas de renvoi diagonal), vous pourrez utiliser l'option "Visual" qui vous donnera une carte ayant le Sud en haut et l'Ouest vers la gauche. Si vous utilisez un renvoi diagonal, vous pourrez choisir l'option "Reversed" qui crée une carte avec le Nord en haut et l'ouest à gauche. L'option CCD

créé une carte avec le Nord en haut et l'Est à gauche qui peut aussi être utile pour l'observation à l'œil nu ou aux jumelles.

Voulez-vous une carte ou une liste de champ de photométrie ? (DO YOU WANT A CHART OR A LIST OF FIELD PHOTOMETRY)

Les observateurs visuels doivent sélectionner "Chart". Les observateurs CCD ou PEP qui désirent accéder à la photométrie précise des étoiles de comparaison, peuvent sélectionner "Photometry Table" pour obtenir une table de photométrie multi-couleurs au lieu d'une carte d'étoiles.

Avez-vous un identifiant de carte ? (DO YOU HAVE A CHART ID)

Sur chaque carte est inscrit dans le coin droit supérieur un identifiant de carte (chart identification). Cette combinaison de nombre et de lettre doit être rapportée avec vos observations d'étoiles variables. Si vous désirez réimprimer une carte perdue, tapez simplement l'identifiant de carte ici et la carte sera reproduite en utilisant tous les réglages utilisés pour l'imprimer la première fois. Cela peut également être utilisé si vous désirez partager l'information relative à une carte pour l'utiliser avec d'autres personnes.

Imprimer sur coordonnées (PLOT ON COORDINATES)

Au lieu de taper un nom d'étoile, vous pouvez entrer l'ascension droite et la déclinaison du centre de la carte que vous créez. Quand vous entrez des coordonnées, vous devez séparer les heures, minutes et secondes d'ascension droite avec des espaces ou des " :".

Les mêmes paramètres s'appliquent à la déclinaison.

Quel doit être le titre de la carte ? (WHAT WILL THE TITLE FOR THE CHART BE)

Le titre est un mot ou une phrase que vous aimeriez voir afficher au sommet de la carte. Vous n'avez pas besoin d'entrer quelque chose dans le champ du titre, cependant, un titre court peut être très utile. Incluez le nom de l'étoile et le type de la carte comme "R Leonis carte B". Les grosses lettres sont plus faciles à voir dans le noir et connaître l'échelle de la carte peut s'avérer utile. Si vous laissez ce champ vide, le nom de l'étoile apparaît dans le champ Titre sur la carte.

Quels commentaires doivent être affichés sur la carte ? (WHAT COMMENTS SHOULD BE DISPLAYED ON THE CHART?)

Le champ commentaires peut aussi être laissé blanc, mais si vous créez une carte dans un but précis qui ne peut être expliqué dans le titre de la carte, c'est l'endroit pour le faire. Les commentaires sont placés en bas de la carte.

Champ de vue (FIELD OF VIEW)

C'est le champ de vue de la carte exprimé en minutes d'arc. Les valeurs acceptables s'étalent entre 1 et 1200 minutes d'arc. Quand vous utilisez une échelle prédéfinie depuis le menu déroulant mentionné plus haut, le champ de vue est rempli automatiquement.

Magnitude limite

C'est la magnitude limite du champ. Les étoiles plus faibles ne sont pas imprimées. Faites attention de ne pas régler cette limite trop bas Si le champ souhaité se trouve dans la voie Lactée, vous pouvez vous retrouver avec une carte qui est complètement noire d'étoiles!

Résolution

Cela se réfère à la taille de la carte vue sur l'écran de l'ordinateur. Une résolution de 75 dpi est la valeur de défaut de la plupart des pages web. Une résolution supérieure vous donne une meilleure qualité, mais des images plus grandes peuvent ne pas s'imprimer sur une simple feuille de papier. Dans le doute, adoptez la valeur par défaut.

Quelle orientation Nord-Sud désirez-vous ? Et quelle orientation Est-Ouest désirez-vous ? (WHAT NORTH-SOUTH ORIENTATION WOULD YOU LIKE? AND WHAT EAST-WEST ORIENTATION WOULD YOU LIKE?)

Ces champs vous permettent de personnaliser davantage l'orientation des cartes pour s'adapter à votre équipement au cas où vous auriez besoin de quelque chose d'autre que les choix indiqués dans "CHOOSE A CHART ORIENTATION"

Voulez-vous afficher une image DSS sur la carte ? (WOULD YOU LIKE TO DISPLAY A DSS IMAGE ON THE CHART?)

Par défaut, une carte en noir et blanc s'affiche avec des cercles représentant les étoiles. Si vous préférez avoir une image réelle du ciel, sélectionner "yes", et une photo du Digitized Sky Survey s'affichera. Les cartes imprimées avec cette option mettent plus de temps pour se créer.

Quelles autres variables doivent être marquées ? (WHAT OTHER VARIABLE STARS SHOULD BE MARKED?)

Quelquefois, plus d'une étoile variable peuvent être trouvés dans un champ. Si vous souhaitez que ces autres variables s'affichent sur la carte, sélectionnez soit "GCVS only" ou "All". Les variables du GCVS (General Catalogue of Variable Stars) tendent à être plus connues. Si vous choisissez "All", vous obtiendrez aussi de nombreuses nouvelles étoiles suspectées de variabilité qui peuvent rendre le champ très encombré.

Souhaitez-vous que toutes les étiquettes de magnitude aient des lignes ? (WOULD YOU LIKE ALL MAGNITUDE LABELS TO HAVE LINES?)

En sélectionnant "Yes", vous forcez des lignes à s'afficher depuis les étiquettes de magnitude jusqu'aux étoiles.

Comment aimeriez-vous la sortie ? (HOW WOULD YOU LIKE THE OUTPUT?)

Sélectionnez "Printable" pour obtenir une carte adaptée à l'impression.

Aimeriez-vous une carte pour jumelles ? (WOULD YOU LIKE A BINOCULAR CHART?)

Sélectionner cette option produit des cartes qui étiquettent spécifiquement uniquement les étoiles de comparaison utiles pour observer les étoiles dans le **Programme Jumelle de l'AAVSO** (AAVSO Binocular Program). Généralement, cela signifie que seule une poignée d'étoiles de comparaison plus brillantes que la magnitude 9 apparaîtra près de ces étoiles variables brillantes. Vous saurez quand vous êtes dans ce mode car les cartes pour jumelles sont marquées clairement dans le coin supérieur droit. Rappelez-vous de désélectionner ce bouton quand vous désirez faire à nouveau des cartes pour télescope.

Ephémérides pour prédire quand votre étoile cible sera brillante ou faible

Une éphéméride est une table de valeur qui donne les dates et les heures des éclipses principales d'une binaire à éclipse ou, pour des étoiles pulsantes (Miras et Céphéides) la date et l'heure du

maximum. Les éphémérides des étoiles dans notre liste recommandée peuvent être trouvées dans l'*Index International des Etoiles Variables de l'AAVSO* (VSX) <http://aavso.org/vsx/>

Entrez le nom de l'étoile que vous désirez observer, par exemple, W Sgr, et cliquez sur "**Search**". La page résultante aura un lien appelé "**Ephemeris**" sur la 12^{ème} ligne. Cliquez dessus et plusieurs maxima à venir de cette variable Céphéide s'afficheront. Note : les éphémérides vous donnent les maxima pour les étoiles pulsantes comme les Céphéides et les minima pour les binaires à éclipses.

Altitude de l'objet pendant la durée de la session

Pour les nouveaux venus à la photométrie DSLR, il est conseillé de mesurer les étoiles quand elles sont à plus de 40° au-dessus de l'horizon. Au fur et à mesure que vous gagnez en expérience, vous pouvez apprendre des techniques qui permettent des mesures jusqu'à 20° au-dessus de l'horizon. La raison en est que les mesures à faible altitude deviennent difficiles car la lumière doit traverser une épaisseur plus importante d'atmosphère. La différence d'épaisseur devient éventuellement significative même si les étoiles sont proches l'une de l'autre. La différence mesurée de magnitude entre deux étoiles peut être significativement altérée par l'atmosphère si les deux étoiles sont à moins de 40° de l'horizon.

Si votre étoile cible et les étoiles de comparaison approchent du zénith durant la nuit alors, ils apparaissent plus brillants que lorsqu'ils étaient proches de l'horizon (bien que la différence reste la même). Vous pouvez être amené à modifier les réglages pour maintenir un bon rapport signal/bruit.

Rapport météo – humidité, point de rosée, température

Il est toujours bon d'étudier soigneusement les prédictions météo pour la nuit à venir. Il peut y avoir une soirée prometteuse, mais des fins bancs de cirrus largement étalés, qui deviennent invisibles lorsqu'il fait nuit, peuvent empêcher une bonne photométrie. Un appareil photo DSLR est si sensible que de fins cirrus font une grosse différence. Quelquefois, nous avons le plaisir d'avoir un ciel transparent (sans nuages, sans poussière, et avec une faible humidité). Prenez un plein avantage d'une telle nuit, quand elles ont lieu, dans la plupart des parties du monde, trop rarement. Laissez tomber tous les engagements familiaux/de travail/sociaux et organisez-vous !

Si le brouillard est prévu, votre appareil photo et son objectif peuvent s'embuer. Cela peut arriver avant que le vrai brouillard se déploie, aussi vous devez planifier vos mesures avant que le brouillard n'arrive. Il peut y avoir de la rosée sur votre appareil photo sans brouillard, aussi soyez à l'affût quand cela arrive, car cela ruine les mesures. Vous pouvez minimiser le problème en transférant votre installation dans un endroit froid mais plus sec (comme un garage) entre les mesures. Vous pouvez couvrir l'appareil photo entre les mesures avec un sac en plastique, qui maintient un environnement plus sec.

Si la température ambiante est plus chaude ou plus froide que la température de votre intérieur, il est conseillé de sortir l'appareil photo à l'extérieur pendant 20 minutes pour que l'appareil photo et l'objectif puissent s'équilibrer thermiquement.

Si vous habitez près de l'océan, tenez compte que la condensation peut être salée, ce qui est très mauvais pour l'appareil photo et les objectifs.

Conditions du ciel – phase de la lune

Bien qu'une lune brillante puisse avoir un impact significatif sur les observations visuelles des étoiles variables, l'effet sur les mesures DSLR est négligeable. Une lune brillante n'a aucun effet sur les mesures dans la moitié du ciel opposée à la Lune. A condition que votre objectif possède un capuchon, les mesures sont possibles proche d'une lune brillante si aucune lumière de la lune ne tombe directement sur l'objectif de l'appareil photo. Une règle d'or pourrait être que les seules mesures à exclure sont celles des étoiles dans la constellation où se trouve la Lune

A quelle fréquence dois-je observer les étoiles de mon programme ?

La table 7.3 indique la fréquence recommandée d'observation pour différents types d'étoiles variables.

Table 7.3. Cadence recommandée pour les étoiles variables.

TYPE	DESCRIPTION	CADENCE (jours)
Galaxies actives (AGN)	Noyaux de galaxies actives. Objets extragalactiques optiquement variables seulement inclus pour des raisons historiques ou des campagnes d'observation. Type GCVS GAL, BLLAC, QSO	1
γ Cassiopée (GCAS)	Variabiles irrégulières éruptives du type γ Cassiopée. Ce sont des étoiles en rotation rapide avec des éjections de masses de leurs zones équatoriales. La formation de disques ou d'anneaux équatoriaux est accompagnée par un accroissement ou une diminution d'éclat. Les amplitudes de lumière peuvent atteindre 1,5 mag. en V.	5 – 10
Irrégulière	Variabiles irrégulières lentes. Les variations de lumière de ces étoiles ne montrent pas d'évidence de périodicité, ou toute périodicité présente est très pauvrement définie et apparait seulement occasionnellement. Les étoiles sont souvent attribuées à ce type car insuffisamment étudiées.	5 – 10
Miras (LPVs) période <300 jours	Variabiles du type o ceti. Ce sont des géantes variables à longue période avec des amplitudes lumineuses de 2,5 à 11 mag. En V. Leur période s'étend entre 80 et 1 000 jours.	5 – 7
Miras (LPVs) période 300 – 400 jours		7 – 10
Miras (LPVs) période >400 jours		14
Novæ (N)	Systèmes binaires serrés avec périodes orbitales de 0,05 à 230 jours. Une des composantes de ces systèmes est une étoile naine blanche chaude qui soudainement, pendant un intervalle de temps de un à plusieurs douzaines ou plusieurs centaines de jours, augmente sa brillance de 7 à 19 mag. En V, puis retourne graduellement à sa brillance précédente en plusieurs mois, années ou décades.	1
R Coronae Borealis (RCB)	Variabiles du type R Coronae Borealis. Ce sont des étoiles à haute luminosité, riches en carbone et en hélium, déficientes en hydrogène appartenant aux types spectraux Bpe-C, qui sont simultanément éruptives et pulsantes. Ils montrent des affaiblissements non périodiques lents de 1 à 9 mag. En V durant entre 30 à plus de plusieurs centaines de jours.	1
Novæ récurrentes (NR)	Novæ récurrentes, qui diffèrent des novæ typiques par la présence de deux ou plusieurs sursauts (au lieu d'un seul) séparés de 10 à 80 années ont été observés. Exemples : T CrB, T Pyx.	1
RV Tau (RV)	Variabiles du type RV Tau. Ce sont des supergéantes pulsantes radialement. Les courbes de lumière sont caractérisées par la présence de doubles vagues avec des minima primaires et secondaires qui peuvent varier en profondeur de sorte que le minimum primaire devienne secondaire et vice-versa. L'amplitude complète de lumière peut atteindre 3 à 4 mag. En V. Les	2 – 5

	périodes entre deux minima primaires voisins (généralement appelés périodes formelles) varie entre 30 et 150 jours.	
S Doradus (SDOR)	Variabes du type S Doradus. Ce sont des étoiles éruptives à haute luminosité montrant des changements de lumière irréguliers avec des amplitudes variant entre 1 et 7 mag. En V. Elles appartiennent aux étoiles bleues les plus brillantes de leurs galaxies parents. Comme règle, ces étoiles sont connectées avec des nébuleuses diffuses et entourées d'enveloppes en expansion. Exemples : P Cyg, η Car.	5 - 10
Supernovæ (SNe)	Étoiles qui augmentent leur brillance de 20 mag. et plus, en résultat à leur explosion finale, puis s'affaiblissent lentement. Selon la forme de la courbe de lumière et les caractéristiques spectrales, les supernovæ sont divisées en type I et II.	1
Semi-régulières (SR, SRA, SRB, SRC)	Variabes semi-régulières, qui sont des géantes ou supergéantes de type spectral intermédiaire et avancé montrant une périodicité notable de leur variation de lumière, accompagnées ou quelquefois interrompues par des irrégularités variées. Les périodes varient entre 20 et plus de 2 000 jours, pendant que les formes des courbes de lumière sont plutôt différentes et variables, et les amplitudes peuvent aller de plusieurs centièmes à plusieurs magnitudes (généralement 1 à 2 magnitudes en V).	5 - 10
Novæ naines (NL, UG, UGSS, UGSU, UGWZ, UGZ)	Variabes du type U Geminorum, ou "novæ naines". Systèmes binaires serrés consistant en une étoile naine ou sous-géante qui remplit le volume de son lobe de Roche interne et une naine blanche entourée par un disque d'accrétion. Les périodes orbitales sont dans l'intervalle 0,05 à 0,5 jours. De temps en temps, la brillance d'un système s'accroît rapidement de plusieurs magnitudes (sursaut) et, après un intervalle de plusieurs jours à un mois ou plus, retourne à son état original. Selon les caractéristiques des changements de lumière, les variables de type U Gem peuvent se subdiviser en trois types : SS Cyg (UGSS), SU Uma (UGSU), et Z Cam (UGZ).	1
Jeunes objets stellaires (YSOs) en état actif	Étoiles variables de la séquence pré-principale. Peuvent être des étoiles T Tauri, Uxors, FUors, ou EXors.	1 ou moins
Jeunes objets stellaires (YSOs) en état inactif		2 - 5
Symbiotiques (ZAND)	Variabes symbiotiques du type Z And. Ce sont des binaires serrées consistant en une étoile chaude, une étoile de type avancé, et une enveloppe étendue excitée par la radiation de l'étoile chaude. La brillance combinée affiche des variations irrégulières avec des amplitudes allant jusqu'à 4 magnitudes en V.	1

Entraînement sur des étoiles constantes

Avant d'essayer la photométrie sur des étoiles variables, c'est un excellent exercice scientifique de pratiquer la photométrie sur des étoiles constantes. Vous pouvez choisir deux étoiles non variables et mesurer la différence de luminosité. Vous pouvez ensuite comparer votre estimation de la différence avec la différence prédite. Vous pouvez trouver qu'utiliser vos premières nuits claires pour faire ces exercices en photométrie DSLR aide beaucoup quand vous vous attaquez à votre première étoile variable.

C'est une très bonne méthode de développer vos connaissances et de vous entraîner avec votre équipement et les réglages de l'appareil photo. Vous pouvez essayer de changer le temps d'exposition, le réglage ISO, et l'ouverture. Vous pouvez calculer quels réglages produisent la mesure la plus précise. Vous pouvez tester le nombre d'images qui est requis pour obtenir le meilleur résultat à partir d'un minimum de 10 à un maximum de 50.

Vous pouvez tester avec une paire d'étoiles qui ont une différence de magnitude de 0,5, une différence de 0,2 et une différence de 0,1. Vous pouvez trouver que, par exemple, vous pouvez seulement comparer des étoiles avec une différence de magnitude de 0,1 quand les conditions d'observation sont très bonnes.

Vous pouvez tester avec une paire d'étoiles voisine de la magnitude 3 et comparer vos résultats globaux avec ceux de deux étoiles d'environ magnitude 7. Vous pouvez calculer la portée pratique de votre objectif pour faire de la photométrie précise.

En choisissant une paire d'étoiles, vous devez vous diriger vers une paire dont les éléments ont à peu près la même couleur. Cela parce que la différence en magnitude prédite est la magnitude V de Johnson. Bien que les étoiles soient quasiment de la même couleur, la différence que vous déterminez peut être différente en dépit de l'exactitude de vos réglages et procédures.

Check list

- Utilisez une paire d'étoiles d'à peu près la même couleur.
- Utilisez une paire d'étoiles d'environ 0,5 magnitude de différence.
- Utilisez une paire d'étoiles d'environ 0,1 magnitude de différence.
- Faites un essai avec le nombre d'images (10 à 50).
- Faites un essai avec les temps d'exposition.
- Faites un essai avec les réglages ISO entre 100 et 800.
- Faites un essai avec les changements d'ouverture.
- Faites un essai avec la portée d'un objectif.
- Faites un essai avec des images légèrement défocalisées.
- Faites un essai avec une défocalisation et en étendant le temps des poses.

Annexe A : Détermination des temps d'exposition optimaux et des limites de saturation.

Vos premières sessions avec l'appareil photo digital sur le ciel doit être "drôle". Entraînez-vous à prendre des images du ciel avec l'appareil photo monté sur un trépied avec un objectif standard et prenez des poses du ciel. Utilisez les réglages d'exposition manuelle afin de pouvoir tester le temps d'exposition et l'ouverture (utilisez l'ouverture la plus large pour vos premières images). Testez pour détecter des étoiles que vous ne pouvez voir à l'œil nu, des constellations faibles aussi bien que des constellations brillantes.

Quand vient le temps de faire de la photométrie sur des étoiles variables et de faire des contributions scientifiques, il est important de trouver les temps d'exposition corrects pour éviter la saturation des images. Vous pouvez utiliser votre appareil photo monté sur un télescope pour des étoiles faibles (magnitudes 7-12) ou un trépied et un objectif d'appareil photo (longueur focale entre 55 mm et 200 mm) pour les étoiles plus brillantes (plus brillants que la magnitude 7).

Détermination de la meilleure vitesse d'obturation

Avant de prendre des images pour faire des mesures photométriques, vous trouverez les temps d'exposition nécessaires pour garder vos étoiles dans l'intervalle d'exposition correcte (signal suffisant mais non saturé). Comme votre temps d'exposition optimum dépendra en partie si l'appareil photo suit le ciel, nous commencerons par discuter comment cibler un champ d'étoile en utilisant trois méthodes différentes d'observation : trépied, guidé, et foyer primaire.

Appareil photo sur un trépied

Avec l'appareil photo monté sur un trépied, vous devez d'abord trouver la cible. Si vous avez un objectif téléobjectif zoom, commencez vos observations à la focale la plus courte. Pour un objectif zoom "normal" qui est fourni avec les kits DSLR, réglez-le sur sa longueur focale la plus longue (généralement 55 mm). Si vous désirez utiliser une longueur focale intermédiaire, il est suggéré que vous l'immobilisiez avec un ruban adhésif afin de ne pas déplacer la bague du zoom accidentellement pendant la session. Les étoiles brillantes sont souvent trop faibles pour la visibilité à l'œil nu, mais trop brillantes pour les grands télescopes équipés de détecteurs CCD refroidis, mais l'appareil photo digital à son réglage ISO le plus élevé peut voir et photographier de nombreuses étoiles dans un ciel pollué par la lumière que nos yeux ne peuvent voir. Vous aurez aussi besoin d'une carte de votre champ cible avec un champ de vue comparable à celui de votre appareil photo. Comme les étoiles de référence peuvent ne pas être visibles dans le viseur, nous suggérons de prendre une série d'exposition d'entraînement une fois que vous avez cadré votre champ cible. En utilisant l'écran d'affichage de votre appareil photo pour regarder l'image, comparez les étoiles que vous pouvez identifier à celles sur une carte de recherche.

Montage guidée

Si vous avez accès à un télescope GoTo, vous pouvez monter l'appareil photo en piggy back sur le télescope et aligner l'axe optique de l'appareil photo grossièrement en ligne avec l'axe du télescope.

Le repérage de l'étoile devient beaucoup plus facile, et vous bénéficierez de la possibilité de suivre l'étoile par l'intermédiaire de l'entraînement du télescope.

Montage au foyer primaire

Si vous montez l'appareil photo au foyer primaire de votre télescope, il est supposé que vous avez le télescope et le chercheur alignés afin de pouvoir utiliser la caractéristique GoTo pour pointer votre appareil photo sur la cible. Prenez des images d'alignement, cela peut demander plusieurs images pour s'assurer que la cible est bien au centre de l'image. Le moyen de faire cela est de télécharger l'image sur votre ordinateur, de l'amener dans votre logiciel de traitement d'image et de l'observer.

Chaque fois que vous trouvez avec succès le champ d'étoile dans le champ de vue de votre appareil photo (trépied, piggy back ou foyer primaire), vous êtes prêt à trouver le temps d'exposition optimum avec le réglage ISO à 100 ou 200. Vous devez utiliser ces réglages ISO plus faibles pour le travail de photométrie pour permettre à votre appareil photo de mesurer un plus grand intervalle de signaux (l'écart dynamique) avec une précision plus grande. Avec une longueur focale plus grande que 50 mm, réglez votre ouverture à sa valeur la plus faible (le plus de lumière). Vous devez tester en prenant une série de photographies de votre champ d'étoiles à l'ouverture la plus grande, un réglage ISO de 100 ou 200, et en variant le temps d'exposition de 1sec à 2 sec, 4 sec, 8 sec, etc., jusqu'à ce que vous pensiez que les étoiles les plus brillantes sont saturées.

Chargez cette série d'images dans votre logiciel de traitement d'image. Extraire au moins l'un des canaux verts (voir le manuel pour les instructions). Ne corrigez pas le courant d'obscurité ou le flat-field à ce stade. Obtenez le canal vert de chaque image du champ d'étoile et inspectez les valeurs des pixels de la plus brillante des étoiles de comparaison de chaque image. Cherchez l'en-tête (FITS) que votre logiciel de traitement d'image fournit, et assurez-vous que vous utilisez la séquence de temps d'exposition mentionné au-dessus et les réglages ISO corrects (100 ou 200) et non une de vos images de pointage.

Le champ d'étoiles doit contenir plusieurs étoiles avec un intervalle de luminosité. Effectuez la photométrie de ces étoiles comme indiqué dans le chapitre 5 en mettant une ouverture de mesure au-dessus de chaque étoile et en mesurant les comptages de chaque étoile. Mesurez les mêmes étoiles de l'image suivante du même champ. Vous devez noter comment les comptages dans les étoiles s'accroissent avec le temps : vous devez voir que toutes les étoiles s'accroissent de la même quantité relative **jusqu'à ce que l'étoile la plus brillante sature**. Quand vous avez trouvé l'image sur laquelle la cible la plus brillante sature, vous désirez enregistrer le temps d'exposition de ***l'image non saturée, précédente***, du fait que le temps d'exposition optimum de ce champ et/ou pour une étoile ayant la même luminosité. Vous pouvez continuer ce processus pour les autres étoiles de luminosité connue jusqu'à ce qu'elles saturent aussi, et enregistrez ensuite leurs expositions optimales en utilisant les mêmes critères.

La conservation des enregistrements est importante, aussi vous devez enregistrer non seulement le temps de pose mais aussi le réglage ISO et le rapport focal utilisé (ainsi que la longueur focale de l'objectif). Une fois que vous avez faits ces mesures, elles doivent rester valides pour presque toutes les observations futures sauf en des circonstances spéciales (conditions brumeuses ou non photométriques, ou ciel plus lumineux).

Annexe B : test de linéarité (DFC) et caractérisation du DSLR

Il est important avec l'imagerie DSLR et CCD que les étoiles dans les images ne soient pas saturées. Pensez à un compteur qui mesure la brillance d'un objet où la réponse de l'aiguille représente la luminosité. Si la luminosité est plus brillante que la position maximale de l'aiguille du compteur, la pleine brillance n'est pas mesurée. Il est important d'ajuster l'exposition et/ou la valeur ISO pour que les images ne soient pas saturées. Une erreur courante chez les débutants est de surexposer leurs images qui perdent toutes leurs valeurs photométriques.

L'intervalle de linéarité peut être vérifié par une expérimentation très simple.

- Trouvez un mur diffus peint avec une couleur uniforme pastel dans une pièce qui est éclairée par une lampe à incandescence ou une lampe LED modérément faible. Il est préférable d'éviter les lampes fluorescentes en raison de leur vacillement. Réglez le DSLR sur un ISO de 100 à 200.
- Assurez-vous que le DSLR est réglé sur le format RAW.
- Utilisez l'exposition manuelle où vous pouvez ajuster à la fois l'exposition et le rapport d'ouverture de l'objectif. Faites votre exposition initiale à 1/20 s entre F/4 et F/8.
- Regardez les histogrammes de l'exposition que vous venez de faire en utilisant le mode affichage d'un histogramme de votre appareil photo. Si vous êtes dans la région non saturée, votre histogramme doit avoir un pic arrondi. Si l'histogramme va trop loin sur la droite, réduisez le temps d'exposition ou abaissez le réglage ISO (si possible). Si l'histogramme va trop loin sur la gauche, augmentez le temps d'exposition. Il est important que vos expositions d'étoiles tombent dans la région linéaire où les images ne sont pas surexposées.
- Assurez-vous d'enregistrer le temps de pose, la valeur ISO, et l'ouverture ainsi que les conditions d'éclairage dans un carnet de notes pour une référence future.
- Une autre méthode pour tester la linéarité des images est de faire une expérience similaire en examinant la valeur de pixel d'une certaine région de l'image du mur diffus pour divers temps d'exposition.
- Réglez votre ouverture à la même valeur que dans l'expérience précédente, réglez l'exposition sur une valeur trop petite (environ 1/10 de la valeur que vous avez trouvée pour l'exposition "correcte" dans l'expérience précédente), et prenez plusieurs images du mur diffus. Montez de préférence l'appareil photo sur un trépied et focalisez sur le mur. Pour chaque image, doublez le temps d'exposition et répétez tant que l'histogramme sur l'affichage de l'appareil photo indique que l'image est complètement saturée.
- Chargez chaque image RAW dans un logiciel de traitement d'image comme AIP4Win ou MaxIm DL.
- Pour chaque image, extrayez les canaux verts des zones de Bayer. Il existe deux canaux verts, généralement en position 2 et 3 pour chaque zone de Bayer.
- Pour chaque image du canal vert, enregistrez les valeurs de pixel (ADUs = Analog Digital Units = les nombres représentant la luminosité de chaque pixel) pour une petite région (10 x 10 pixels, par exemple) près du centre de l'image (assurez-vous d'utiliser la même

petite zone de pixels), enregistrez le temps d'exposition (appelé aussi "temps d'intégration"), et calculez et plotez la valeur moyenne du pixel de cette petite zone (en ADUs) en fonction du temps d'exposition. Votre graphe doit être linéaire jusqu'à la valeur de saturation puis plat ensuite. Vous pouvez entrer les données dans un tableur pour tracer le graphe. Si le graphe semble erratique (bruit) alors, essayez d'échantillonner et de moyenner une plus grande zone de pixels, mais assurez-vous d'échantillonner les mêmes pixels d'une image à l'autre, avant de faire le graphe. Une autre cause de conduite erratique pourrait être des variations dans l'intensité de l'éclairage entre les images, l'échantillonnage de pixels différents d'une image à l'autre car l'éclairage n'est pas uniforme, ou l'échantillonnage d'un nombre de pixels insuffisant. Si votre graphe valeur de pixel contre temps d'exposition est courbé, mais non erratique, alors l'image chargée depuis l'appareil photo n'est pas en format RAW ou la réponse de l'appareil photo n'est pas linéaire. L'avantage des appareils photo DSLR est que les images RAW affichent une réponse linéaire à la quantité intégrée de la lumière d'exposition. Cela est une propriété inhérente des capteurs CMOS et CCD dans les appareils photo. Si le graphe n'est toujours pas linéaire en utilisant le mode RAW, vous pouvez encore faire de la photométrie avec votre appareil photo en gardant les expositions en bas dans la zone linéaire. **Assurez-vous d'enregistrer le réglage ISO et la valeur ADU la plus grande permise pour éviter la saturation.** La plus grande valeur ADU est légèrement dépendante de la valeur ISO. Souvenez-vous également que changer le réglage ISO modifiera la valeur du temps d'exposition avant que les pixels soient saturés pour une étoile donnée. Quand vous photographiez des étoiles pour la photométrie, vous devez examiner le canal vert des étoiles les plus brillantes que vous projetez de mesurer et d'ajuster le temps d'exposition suffisamment bas pour éviter la saturation, mais suffisamment élevé pour rendre les étoiles détectables. Souvenez-vous aussi que les pics d'étoiles satureront avant les étoiles faibles ou avant le fond de l'image.

Annexe C : pré-évaluation de calibrage : test des images dark pour les pixels chauds.

Il est important d'évaluer vos images pour divers aspects comme la saturation, le niveau du signal, la défocalisation, etc. dans le but de choisir les réglages optimaux pour votre appareil photo. Pendant la réalisation de ces étapes, nous pouvons aussi déterminer la position et le niveau des défauts potentiels dans le capteur de l'image comme les pixels chauds (ou les "impulsions dark" en terminologie de traitement d'image digital). Vous pouvez utiliser cette information pour décider si un processus plus avancé de calibrage du courant d'obscurité est nécessaire et éviter tous les inconvénients potentiels des diverses techniques.

Une solution simple consiste à procéder à une série d'images avec et sans processus d'obscurité; si les différences sont justes de quelques milli-magnitudes, cela signifie que les pixels chauds ne représentent pas un problème. Quelques milli-mags pourraient facilement être dus au bruit aléatoire ajouté par le processus de correction dark maître.

Une autre façon est de voir et de mesurer les pixels chauds; des outils sont disponibles dans la plupart des logiciels de photométrie. Chargez une image dark, sélectionnez une petite zone et zoomez jusqu'au point où vous pouvez voir les pixels comme des petits carrés. Le bruit aléatoire est le fond granuleux du dark; les pixels chauds sont un petit nombre de pixels plus brillants (Figure 4.2). La plupart des logiciels de photométrie vous permettent de positionner le curseur sur un pixel et de lire la valeur ADU

Vous pouvez aussi utiliser des outils graphiques pour voir des coupes ou l'information statistique de vos images. Par exemple, dans la figure C.1, nous montrons la partie d'une rangée de pixels d'une image dans laquelle les pixels chauds sont de toute évidence beaucoup plus forts que le bruit aléatoire du fond. Si les pixels chauds n'étaient pas beaucoup plus élevés que le niveau du fond, nous pourrions le considérer comme négligeable et ne pas appliquer le processus dark.

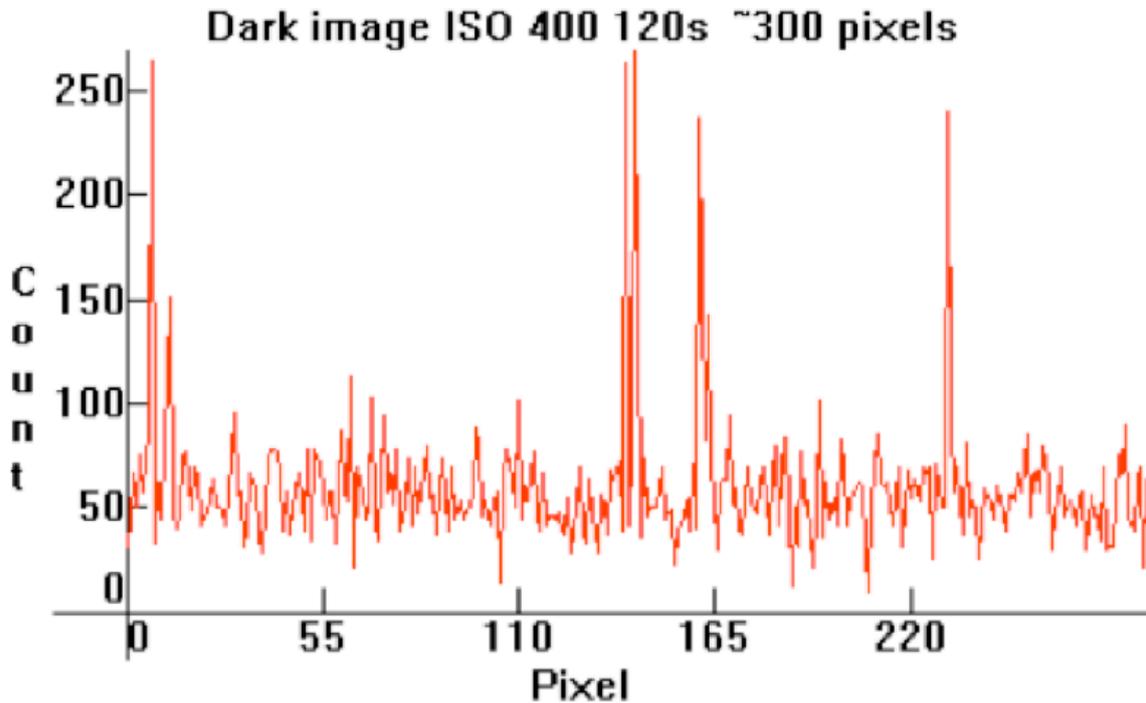


FIGURE C.1. Profil de ligne montrant les valeurs ADU le long d'une section d'environ 300 pixels d'une image à longue exposition. Les fluctuations autour de 50 comptages (ADU) sont dues au bruit aléatoire. Les pics proéminents sont des pixels chauds.

Si vous aimez les statistiques, vous pouvez générer un histogramme de votre image comme celui de la figure C.2. Le large pic avec une moyenne d'environ 1 800 ADU est la distribution du bruit aléatoire du courant d'obscurité; une bosse secondaire à environ 2 500 ADU montre une population de pixels légèrement différente qui possède davantage de courant d'obscurité. Les largeurs de ces gaussiennes augmenteront quand la température du capteur s'élèvera. La queue sur la droite représente les pixels chauds classiques, avec une réponse dark beaucoup plus élevée que la majorité des pixels du capteur.

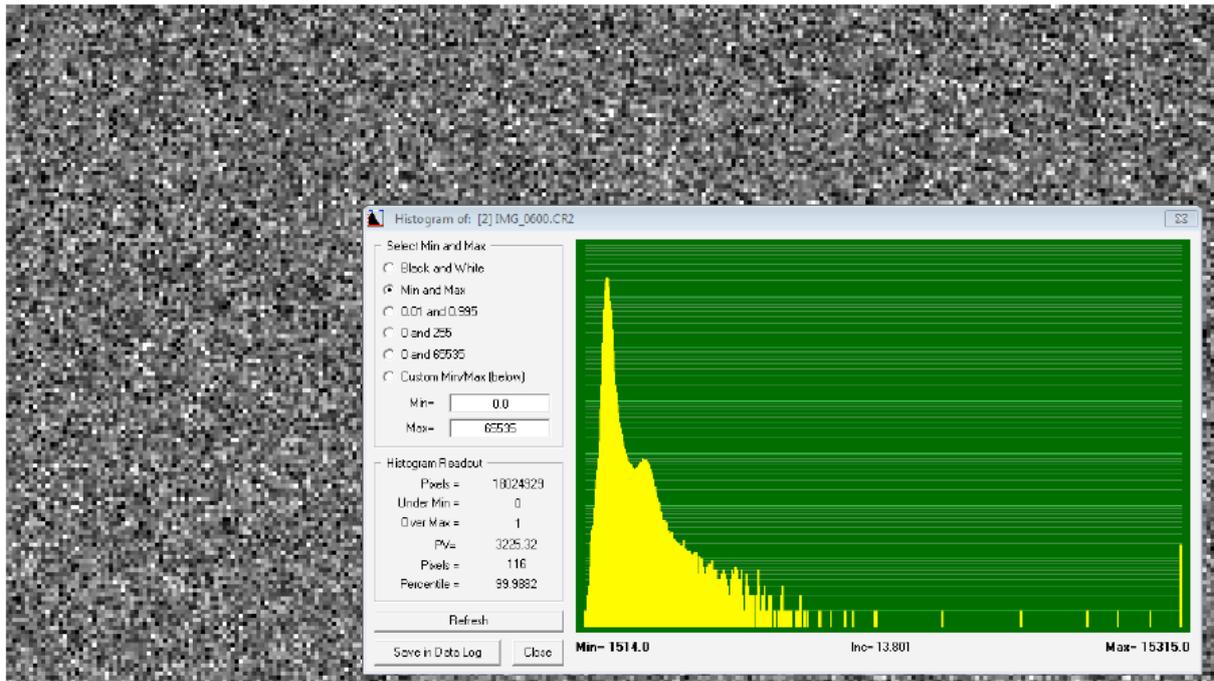


Figure C.2. Histogramme d'une image dark brute (600 secondes à ISO 1600, T=20°C). Le graphe est logarithmique avec le nombre de pixels sur l'axe vertical; la plupart des pixels résident à l'intérieur du pic le plus à gauche et un pic secondaire à sa droite, alors que les pixels chauds classiques sont représentés par la queue qui s'étend à la droite. La distribution des pixels chauds est bien établie.

Annexe D : test de l'éclairage uniforme des flat-fields

Peu importe quelle méthode flat-field est employée, il est important de vérifier l'uniformité de l'éclairage. Une variation de 1% dans l'image peut entraîner une erreur de mesure d'environ 0,01 magnitude.

Un moyen simple de vérifier l'uniformité de l'éclairage est de prendre des images flat-field de deux jeux d'images, le second jeu enregistré après rotation de 90° de l'appareil photo. Divisez une image maître par l'autre et mesurez l'intensité des pixels (valeurs ADU) sur les diagonales de l'image résultante. Il y aura des fluctuations aléatoires dues à des statistiques de comptage mais dans l'idéal il ne doit pas y avoir augmentation ou de diminution systématique dans l'intensité.

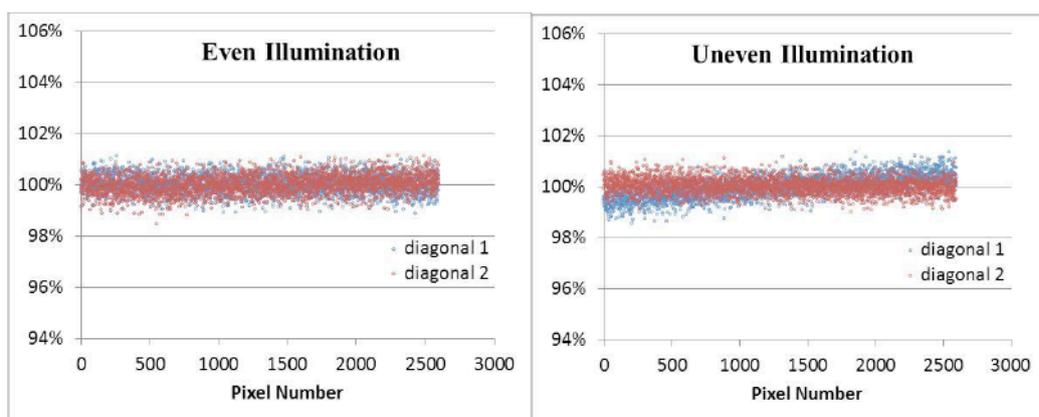


Figure D.1. Profils de ligne obtenus en divisant deux flat-fields maîtres montrant le résultat d'un éclairage uniforme (gauche) et d'un éclairage non uniforme (à droite).

L'exemple montré dans la figure D.1 où l'éclairage non uniforme a été obtenu en enlevant un des huit globes à incandescence de la boîte de lumière. Le graphe à droite montre une variation systématique de 1% le long de la diagonale 1 (bleu) et 0,2% le long de la diagonale 2 (rouge). Quand les huit globes étaient utilisés (graphe gauche), la variation systématique le long de la diagonale 1 (bleu) était inférieure à 0,1% mais le long de la diagonale 2 (rouge), elle s'accroissait légèrement à 0,3 %.

Vous devez essayer d'atteindre moins de 0,5% de variation systématique dans vos images flat-field maîtres.

Table des matières

Avant-propos1	
Chapitre 1 : Introduction.....	2
1.1 Prologue.....	2
1.2 Audience cible.....	2
1.3 Le quoi, le pourquoi et le comment de la photométrie DSLR.....	2
1.4. Observations visuelles contre observations DSLR contre observations CCD.....	5
1.5 Etes-vous prêt ? (conditions requises).....	6
1.6 Espérances.....	6
Chapitre 2 : vue d'ensemble.....	8
2.1 Un DLSR, c'est quoi ?.....	8
2.2 Objectifs et télescopes.....	12
2.3 Trépieds et montures.....	17
2.4. Réglages de l'appareil photo.....	19
2.5. Filtres et réponse spectrale.....	22
Chapitre 3 : vue d'ensemble du logiciel.....	25
3.1. Besoins minimaux d'un logiciel de photométrie DSLR.....	25
3.2 Caractéristiques utiles de logiciel.....	27
3.3 Caractéristiques optionnelles.....	30
3.4 Carte de comparaison des possibilités des logiciels.....	30
3.5 Autres logiciels utiles.....	31
Chapitre 4. Acquisition d'image.....	35
4.1 Vue d'ensemble de l'acquisition.....	35
4.2 Travail préparatif.....	35
4.3 Sources de bruit et bias systématiques.....	36
4.4 Images de calibrage (bias, dark, et flat-field).....	42
4.5 ISO et temps d'exposition.....	46
4.6 Trouver et imager le champ.....	49
4.7 Acquisition des données scientifiques et ficelles du métier.....	49
Chapitre 5 : évaluation de l'image, traitement de l'image, et photométrie d'ouverture.....	51
5.1 Vue d'ensemble.....	51
5.2. Préliminaires de traitement et évaluation de l'image.....	52

5.3 Application des images de calibrage, co-enregistrement, empilage, et binning.....	52
5.4 Extraction des canaux RGB.....	53
5.5 Evaluation post-calibrage.....	54
5.6 Photométrie d'ouverture.....	56
5.7 Photométrie différentielle.....	60
Chapitre 6 : calibrage photométrique.....	63
6.1 Photométrie standardisée.....	63
6.2 Transformation.....	65
6.3 Soumission de vos résultats.....	70
Chapitre 7 : développer un programme d'observation DSLR.....	72
7.1 Décider quoi observer.....	72
7.2 Quelles sont les bonnes étoiles pour débuter ?.....	73
Annexe A : Détermination des temps d'exposition optimaux et des limites de saturation.....	85
Détermination de la meilleure vitesse d'obturation.....	85
Appareil photo sur un trépied.....	85
Montage guidée.....	85
Montage au foyer primaire.....	86
Annexe B : test de linéarité (DFC) et caractérisation du DSLR.....	87
Annexe C : pré-évaluation de calibrage : test des images dark pour les pixels chauds.....	89
Annexe D : test de l'éclairage uniforme des flat-fields.....	92