

Photométrie d'Ouverture

Silio-Manolo CORDELIER Lorys NEUVEUX

12 Décembre 2025

Master 1 Astrophysique – Cosmos Champs et Particules
HAP 703P – Atelier Astrophysique Observationnelle

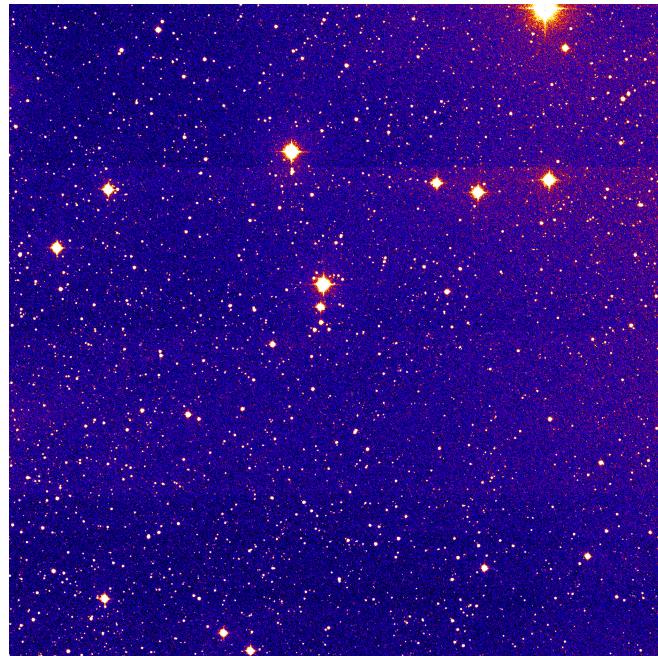


Table des matières

1 Contexte et objectifs de l'étude	5
1.1 Contexte astrophysique	5
1.2 Objectifs de l'étude	5
1.3 Discussions sur la magnitude	5
2 Description des observations photométriques	6
2.1 Instrumentation	6
2.2 Observations	6
3 Calibration des observations photométriques	7
3.1 Critères de détections	7
3.2 Méthodes d'annulation du fond de ciel	8
3.3 Rayon d'ouverture optimal	9
3.4 Impact de chaque méthodes sur la calibration	11
3.5 Calibration finale	12
4 Mesures photométriques et incertitudes	13
5 Conclusion	13
Bibliographie	14
Références web	14
A Annexe calibration photométrique	16

1 Contexte et objectifs de l'étude

1.1 Contexte astrophysique

Notre projet porte sur la photométrie d'ouverture. Cela consiste en l'étude et la détection de sources stellaires et à la mesure des magnitudes de celles-ci. La magnitude d'une étoile est défini par le flux logarithmique de celle-ci, il s'agit d'une mesure de la sensibilité de notre œil à la luminosité apparente. On appelle donc cette quantité la magnitude apparente. Plus une étoile est brillante, plus sa magnitude est faible.

La photométrie d'ouverture permet de faire un premier traitement de l'image pour indiquer si ce qu'on observe est une étoile ou bien du bruit, causé par le "fond de ciel". Le fond de ciel est le niveau de luminosité reçu qui ne provient pas des étoiles. Il peut s'agir de la diffusion par l'atmosphère de la lumière, de la pollution lumineuse ... [Léna \(2008\)](#)

1.2 Objectifs de l'étude

Le principe de notre projet sera alors de corriger ce fond de ciel. Ensuite, de pouvoir détecter les sources et d'indiquer les conditions pour lesquelles, nous allons considérer que se sont des sources utilisable, pour pouvoir faire un premier tri des étoiles. Ce tri va nous permettre d'obtenir précisément la position de nos étoiles sur notre image, avant de les convertir en positions célestes. Avec ces informations, Nous consulterons Vizier, une librairie de catalogues astrophysique, nous donnant les magnitudes de nos étoiles dans un filtre donné.

On déterminera enfin, quelle est la quantité optimale d'étoiles qu'il faut prendre pour calibrer notre magnitude. En comparant magnitude instrumentale et magnitude de référence, nous établirons un critère de précision sur la calibration photométrique.

1.3 Discussions sur la magnitude

Comme indiqué précédemment, l'œil humain n'a pas une sensibilité linéaire aux changements de flux lumineux. C'est pour cette raison que les astrophysiciens parlent de magnitude et non de flux.

$$m_A = F_{0,A} - 2.5 \log(F_A) \quad (1)$$

où $F_{0,A}$ est un flux de référence.

A représente le filtre donné. Effectivement, dans une plage de longueur d'onde donnée, le flux d'une étoile n'est pas le même. Il faut donc définir dans quelle plage de longueur d'onde on se trouve. Ce que nos capteurs mesurent est le flux de photons reçus. On s'aperçoit alors que le flux de photons est proportionnel au flux lumineux :

$$F_A \propto n_A - n_{0,A} \quad (2)$$

Où n_A est la quantité de photons reçus et $n_{0,A}$ la quantité de photons reçus du fond de ciel. Nous pouvons alors définir la magnitude instrumentale (et apparente) comme :

$$m_{inst,A} = B - 2.5 \log(n_A - n_{0,A}) \quad (3)$$

Où B est une constante à déterminer (et où $F_{0,A}$ y est contenu).

Nous avons donc accès aux magnitudes instrumentales et aux magnitudes de référence de quelques étoiles. On peut calculer alors B (on utilisera aussi le terme de "zéro") par :

$$B = m_{inst,A} - m_A \quad (4)$$

La connaissance de ce B va nous permettre de calculer les magnitudes des autres étoiles.

2 Description des observations photométriques

2.1 Instrumentation

Nos mesures proviennent du télescope de Newton IRIS, situé à L'observatoire de Haute-Provance et équipé d'une caméra CCD FLI Proline 4240.

2.2 Observations

2.2.1 Objets astrophysiques

Pour ce projet, nous avons observé l'amas ouvert d'étoiles M39 découvert en 1764 par Charles Messier, situé dans la constellation du Cygne.

Pour la carte de champ resserrée, il est intéressant de visualiser l'image que nous avons obtenue dans un filtre donné. La carte resserrée présenté sur la Figure 1 a été obtenue en affichant les données acquises par le CCD pour un temps d'exposition 5 secondes.

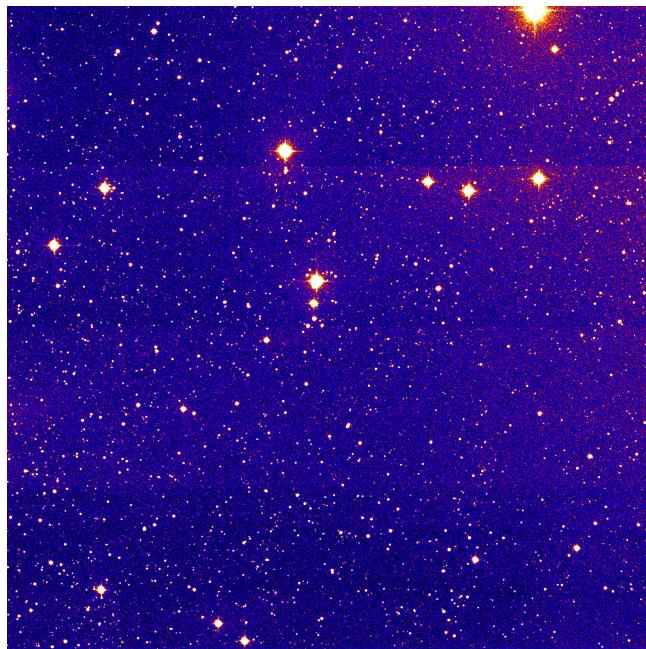


FIGURE 1 – Carte resserrée de M39 (filtre r)

2.2.2 Images de calibration

Deux images ont été acquises, une image avec un filtre SDSS g , et une autre avec le filtre SDSS r. On peut donner une valeur représentative de la longueur d'onde de filtrage de r et g avec leur valeurs centrales, données sur le [1]. On a donc :

$$\lambda_r = 616.5 \text{ nm} ; \lambda_g = 468.6 \text{ nm} \quad (5)$$

Le temps de pose de chaque image est toujours de 5 secondes. Pour le lecteur intéressé, toutes les données supplémentaires sur les images se trouvent dans le Notebook Jupyter et dans le Header de l'image.

2.2.3 Caractérisation de la caméra CCD

Une caméra CCD (Charged Coupled Device) est un récepteur multicanal, constitué d'un "pavage" d'électrodes (ou pixels récepteurs) dans une certaine plage de longueur d'onde.

La caractérisation de notre CCD est importante car elle permet d'obtenir toutes les données importantes sur celui-ci. Toutes ces données se trouvent dans la fiche fabricant et certaines données calculées se trouvent dans le Header. Notre CCD, est donc caractérisé par les données sur la Table 1.

Surface de l'image (diagonal)	$27.6 \times 27.6 \text{ mm}$
Nombre de pixels	2048×2048
Capacité maximale	10^5 e-
Taille d'un pixel	$13.5 \times 13.5 \mu\text{m}$
Courant d'obscurité	$0.2 \text{ e- / s à } -30^\circ\text{C}$
Refroidissement maximal	60°C
Bruit de lecture	14.32 e-
Gain théorique	1.35 e- / ADU
Gain	1.339 e- / ADU

TABLE 1 – Données de la caméra [2]

La caméra CCD est composée de plusieurs pixels chacun mesurant des photons, puis par effet photo-électrique, ils sont convertis en électrons. Ce sont les électrons qui nous permettent d'exploiter le signal.

Or, lors de l'effet photo-électrique, des photons nuisibles peuvent être produits par l'agitation thermique et contribuer au bruit de lecture. Pour empêcher au maximum cet effet, on refroidit la caméra. Le bruit de lecture donné ici est donc le bruit de lecture à -25°C , déterminé grâce à un flux de calibration parfaitement connu. Le bruit de lecture vient aussi du courant d'obscurité, faible ici dans notre cas (nos images ont des temps de pose de l'ordre de 5s).

La résolution de notre image est simplement la taille d'un pixel. Plus un pixel est petit et plus l'image sera précise. Ici, nous sommes à l'ordre du micromètre. Après un temps de pose, le CCD accumule des électrons dans chaque pixel (qui est en fait un puits quantique grâce à la tension appliquée). Mais, si le nombre d'électrons est trop grand, chaque pixel peut "fuir" sur d'autres pixels. En d'autres termes, s'il y a trop d'électrons dans un puits quantique, certains électrons vont réussir à s'échapper pour passer au suivant. La caractéristique de la capacité maximale, nous renseigne le nombre d'électrons où nous pouvons commencer à percevoir des fuites, et est facilement déterminer par des calculs ou mesures.

Le gain du CCD nous permet de mesurer l'effet de l'amplificateur sur le signal mesuré en électrons. Il convertit donc ce qu'on reçoit (les électrons) en ADU. Lors de la prise d'une image, le CCD calcule le gain réel, nous prendrons donc cette valeur dans la suite de nos mesures

3 Calibration des observations photométriques

Maintenant que nous avons rapidement introduit les paramètres de notre capteur CCD ainsi que de nos acquisitions, nous allons pouvoir présenter les différentes étapes nécessaires à la calibration de nos mesures photométriques. En effet, nous avons précédemment relié flux mesuré et magnitude, or ce flux dépend de nombreux facteurs que nous devons déterminer, en commençant par les critères qui vont définir la détection des sources présentes sur notre image. Notons ici rapidement que comme nous l'avons évoqué précédemment, nous avons travaillé avec deux types de filtres différents, or ceux-ci n'ayant pas d'impact sur le choix des paramètres de calibration en eux-mêmes, nous parlerons par la suite des données obtenues avec le filtre r puis nous utiliserons les mêmes paramètres pour le filtre g.

3.1 Critères de détections

Les critères de détection qui sont utilisés pour détecter des sources sur une image CCD dépendent en partie de l'outil utilisé. Dans notre cas, nous effectuons cette détection à l'aide de la librairie Python *Photutils*, et celle-ci prend comme arguments la largeur à mi-hauteur, le pic maximum et le seuil de détection.

Premièrement, la largeur à mi-hauteur (ou FWHM de l'anglais Full Width at Half Maximum) permet de caractériser l'étalement des sources sur le CCD, et est liée à la fonction d'étalement du point. Pour la déterminer, nous pouvons regarder une étoile avec un excellent rapport signal/bruit (voir Figure 11) et procéder

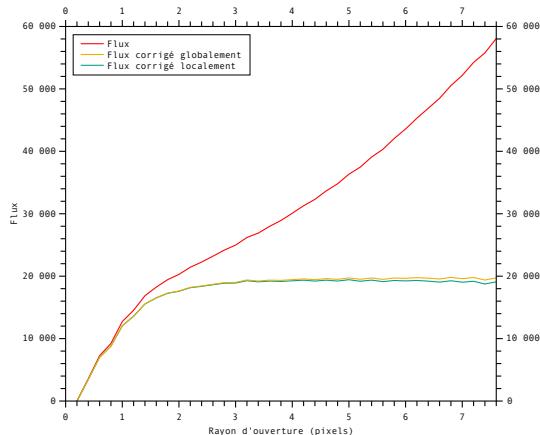
à un ajustement Gaussien, puis déduire sa valeur des paramètres de ce dernier. La rondeur étant dans notre cas proche de 1, nous la considérons égale en x et en y . Nous avons ainsi déterminé FWHM=1.95 pixels.

Fixons maintenant le pic maximum, soit le critère de saturation : nous voyons sur la Table 1 que la capacité maximale de notre capteur est de $10^5 e^-$, soit environ 65000 ADU. Nous avons choisi de définir ce critère à 50000 ADU, car nous avons très peu de sources au-delà de cette valeur, nous en excluons donc une faible quantité tout en étant sûr d'être suffisamment loin du niveau de saturation du capteur.

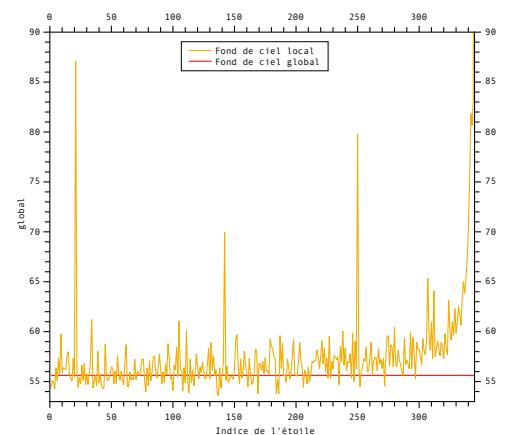
Finalement, le dernier critère de détection à considérer est celui du "seuil", soit la valeur à partir de laquelle un pixel sera considéré comme une source. Une valeur trop proche de celle du fond de ciel signifie que l'on considérera par erreur des pixels chauds ou de simples variations du fond, tandis qu'une valeur trop haute implique simplement moins d'étoiles détectées, ce paramètre peut donc dans notre cas être utilisé pour faire varier le nombre de sources. En jouant sur ce paramètre, nous l'avons fixé arbitrairement à 100 fois la valeur du fond de ciel, de manière à détecter un nombre de source suffisant pour effectuer une bonne calibration sans avoir de risque de détecter de "faux positifs".

3.2 Méthodes d'annulation du fond de ciel

Discutons maintenant de la méthode que nous allons utiliser pour déterminer la valeur du fond de ciel de notre image. Nous avons à notre disposition deux méthodes, une méthode globale et une locale. Comme leur nom l'indique, la méthode globale consistera à regarder le fond à l'échelle de toute notre image, tandis que la méthode locale regardera le fond de ciel au voisinage de chacune de nos sources. Dans ces deux cas, nous nous intéresserons à la médiane des données, car elle plus robuste que la moyenne aux variations induites par les forts pics d'intensité des sources, ceux-ci étant concentrés sur une quantité limité de pixels à l'échelle de notre image.



(a) Correction du flux reçu pour une source quelconque en fonction du rayon d'ouverture



(b) Valeur du fond de ciel calculée pour chaque sources détectées

FIGURE 2 – Confrontation des deux méthodes d'annulation du fond de ciel

Lorsque nous parlerons de rayon d'ouverture, nous parlerons à chaque fois du rayon du masque de l'étoile, cependant la méthode d'annulation locale nécessite de définir un rayon intérieur et extérieur pour le masque appliqué autour de chaque sources. Pour déterminer ce dernier, nous avons dans un premier temps corrigé le flux du fond de ciel globalement comme on peut le voir en Figure 2a, puis à partir de cela nous avons déterminé qu'au delà d'un rayon d'ouverture d'environ trois pixels, nous ne semblions plus recevoir de flux des sources en elle-même, et ce quelque soit la source considérée (nous pouvons observer pour cela le flux corrigé pour des étoiles différentes et observer que le profil est constant à travers les sources, voir Figure 8). Ainsi, nous avons pris de manière relativement arbitraire un masque de rayons $r_{int} = 4\text{pix}$ et $r_{ext} = 6\text{pix}$ pour le fond de ciel autour de nos sources. L'idée est d'avoir un échantillon suffisamment

grand afin que les statistiques sur celui-ci soient pertinente, tandis qu'un masque trop grand augmente les chances de capter une autre source et non pas seulement le fond de ciel.

Pour finir sur l'annulation du fond de ciel, nous pouvons comparer la valeur de fond produite par ces deux méthodes pour chaque sources que nous avons détectée, ce qui est visible en Figure 2, où nous constatons que la valeur estimée localement oscille autour de la valeur globale, sauf pour certaines sources où celui-ci est clairement sur-évalué, ce qui correspond donc au cas décrit précédemment où une autre source a été prise en compte par le masque de ciel. Nous sources étant triées par valeur d'intensité maximale de pic, nous constatons également que pour les étoiles avec les pics les plus importants, la valeur du fond de ciel semble drastiquement augmenter. Dans la suite de nos discussion sur les paramètres de calibration, nous utiliserons une méthode de calibration globale, puis nous comparerons l'impact de ces deux méthodes sur la calibration photométrique.

3.3 Rayon d'ouverture optimal

Nous l'avons rapidement abordé, le rayon d'ouverture est le paramètre le plus important à déterminer pour des mesures de photométrie d'ouverture, car celui-ci a un impact sur le flux mesuré et donc la magnitude, mais également le rapport signal/bruit de notre source, il est ainsi crucial de le fixer rigoureusement afin de calibrer avec précision notre zéro. Traditionnellement, ce rayon est exprimé comme un multiple de la FWHM, car il peut se déterminer selon la PSF de notre image, or dans notre cas nous utiliserons des méthodes "expérimentales" pour le fixer, cela a donc moins de sens, car nous balayerons toutes les valeurs possibles quoiqu'il arrive. Nous avons donc choisi de conserver cette convention de $R = r * \text{FWHM}$ avec R le rayon d'ouverture et r le facteur sur la FWHM et ainsi lorsque nous parlerons de rayons d'ouverture dans la suite du rapport nous parlerons de r .

3.3.1 Notion de rapport signal/bruit

Avant de présenter les différentes méthodes que nous avons utilisées pour déterminer ce rayon d'ouverture, introduisons rapidement la notion de rapport signal/bruit. En effet nous avons précédemment évoqué les sources de bruit d'un CCD, et fin de quantifier les électrons constituants le bruit de nos mesure nos introduisons donc la notion de rapport signal/bruit (RSB), qui quantifie la portion de notre mesure qui correspond réellement à des photons émis par les sources que nous observons. Il s'exprime comme :

$$\text{RSB} = \frac{N_*}{\sqrt{N_* + n_{pix}(N_S + N_D + N_R^2)}}$$

Avec N_* le flux mesuré sur la source, n_{pix} le nombre de pixels utilisés pour la mesure, N_S la valeur du fond de ciel, N_D le bruit d'obscurité (le courant d'obscurité multiplié par le temps d'exposition) et enfin N_R le bruit de lecture. Ces informations seront tirés de la Table 1

3.3.2 Critère RSB sur chaque étoile

Nous pouvons maintenant décrire les trois méthodes dont nous allons discuter pour déterminer le rayon d'ouverture optimal, à commencer par un critère simple : étant donné que plus le RSB est élevé plus l'information mesurée provient effectivement de la source étudiée, nous allons chercher à faire varier le rayon d'ouverture pour chaque étoile détectée et chercher la valeur pour laquelle le RSB est maximal, ainsi nous travaillerons avec le signal le plus propre possible pour chaque sources.

Comme nous pouvons nous y attendre à partir de son expression, nous constatons en Figure 3 que tant que le rayon d'ouverture est assez faible, l'augmenter revient à considérer d'avantages de photons provenant de la source, tandis qu'au-delà d'un certaine valeur (proche de la valeur où l'on atteint l'asymptote du flux en Figure 2a), nous ne recevons plus que des photons du fond de ciel ce qui considérant la correction que nous avons effectuée revient donc à augmenter le bruit. Le rayon optimal, bien que semblant varier assez

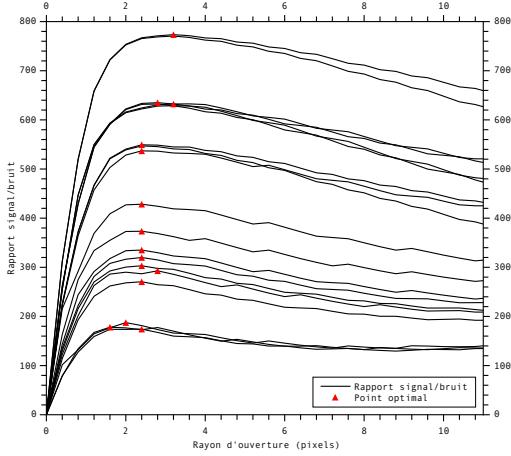


FIGURE 3 – Rapport signal/bruit en fonction du rayon d’ouverture pour différentes étoiles

faiblement, n'est pas le même pour toutes les sources que nous considérons, ainsi il paraît pertinent d'établir un rayon différent pour chaque étoile, et nous reviendrons sur cette pertinence lorsque nous étudierons l'impact de ce choix sur la précision de la calibration.

3.3.3 Critère du RSB le plus faible

Un autre raisonnement que nous pouvons mener pour déterminer le rayon d’ouverture optimal est le suivant : étant donné que nous pouvons faire l’approximation que le RSB augmente avec la valeur de pic (cela n'est pas linéaire, cependant sur le nombre de sources avec lequel nous travaillons et les variations de RSB en jeu, c'est une approximation suffisante), nous pouvons alors chercher à trouver le rayon optimal d'une étoile avec une faible valeur de pic et utiliser cette valeur pour toutes nos sources. Si l'on cherche à avoir un critère fixe sur chaque étoiles, cette méthode permet de s'assurer que nous regardons le scénario où les variations relatives (à sa valeur maximum) du RSB sont les plus importantes, transposer ce rayon aux autres étoiles aura donc moins d'impact sur leur RSB que si nous utilisions un critère sur l'étoile avec le meilleur RSB.

3.3.4 Méthode d'optimisation Flux-RSB

Finalement, la dernière méthode que nous avons considérée pour fixer le rayon optimal d’ouverture est une méthode cherchant à trouver le point optimal en prenant en compte à la fois RSB et flux. Si l'on normalise le flux et le RSB, nous pouvons établir un critère sur les deux paramètres, car si l'on considère uniquement le RSB, on constate que la quantité de flux correspondant au rayon optimal n'est pas la valeur asymptotique, une partie des photons provenant de l'étoile n'est donc pas mesurée, ainsi l'idée est de trouver le point maximisant le RSB le plus proche de la valeur maximale du flux corrigé, ce qui n'a du sens que si l'on considère ces deux grandeurs normalisées.

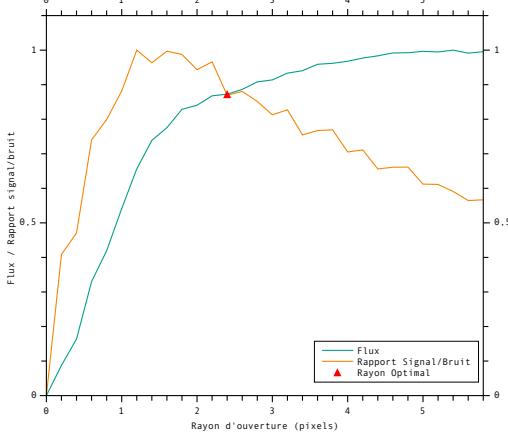


FIGURE 4 – RSB et flux en fonction du rayon d'ouverture pour une source quelconque

On observe en Figure 4 que le rayon optimal obtenu est supérieur à celui obtenu par la méthode précédente et augmente la fraction totale du flux mesurée. Cette méthode est d'autant moins robuste face aux sources qui seraient très proches les unes de autres comme dans le cas d'étoiles binaires car on commence très vite à recevoir des photons de la seconde étoile et cela "casse" la normalisation.

3.4 Impact de chaque méthodes sur la calibration

Finalement, nous allons calculer la constante B pour chaque source et moyenner l'ensemble des valeurs obtenues pour obtenir notre zéro à l'écart-type près. Regardons l'impact qu'ont les différentes méthodes de détermination du rayon optimal d'ouverture sur l'incertitude associée à la calibration du zéro, et ce pour un même jeu d'étoiles.

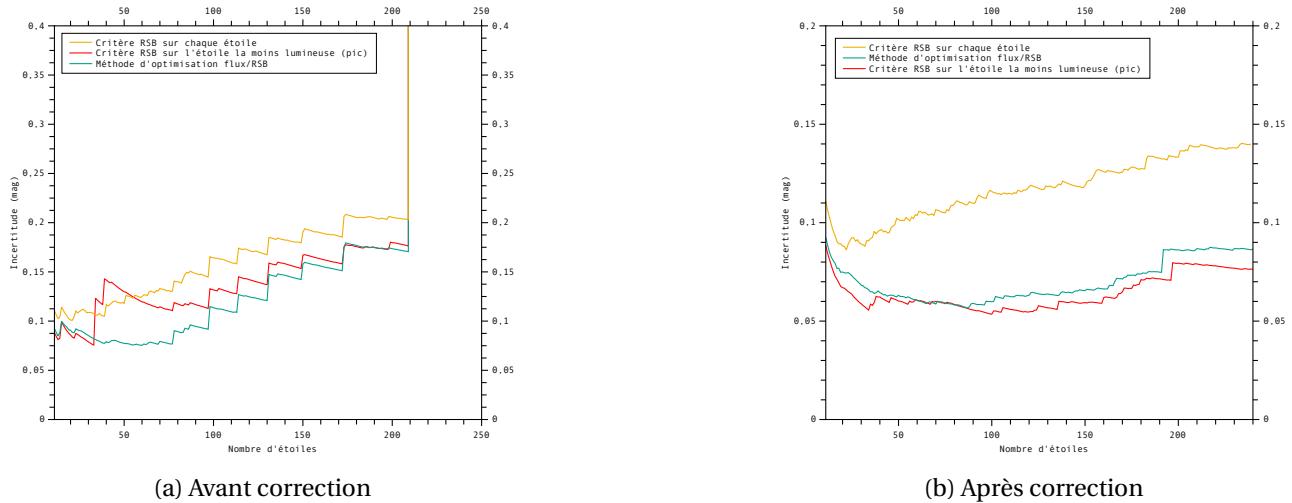


FIGURE 5 – Incertitude sur B en fonction du nombre d'étoiles utilisées pour la calibration

En Figure 5, les sources sont triées par valeur de pic décroissante, toujours en approximant cela veut dire que l'on considère globalement les étoiles avec le meilleur RSB en premier puis les moins bon rapports signal/bruit tandis que le nombre d'étoiles considérées augmente. Aussi, il est important de relever qu'en Figure 5a, on observe de forts pics d'augmentation de l'incertitude sur B, qui correspondent en réalité au scénario que l'on a déjà précédemment évoqué, notre méthode de calcul de la magnitude est très peu robuste dans le cas de sources trop proches, car nous n'avons pas de moyen de déterminer de quelle sources les photons mesurés proviennent. Afin d'éviter ces écarts, nous appliquons le critère de correction suivant : si l'ajout d'un étoile au jeu de calibration augmente l'incertitude de B au-delà de l'écart-type de l'ensemble

des incertitudes, celle-ci est ignorée pour la calibration. Cela exclut environ une vingtaine d'étoiles, et mène à ce que l'on observe en Figure 5b, à partir de laquelle nous fixerons la valeur finale du zéro, à partir donc du nombre d'étoiles utilisé pour la calibration minimisant l'erreur sur ce dernier.

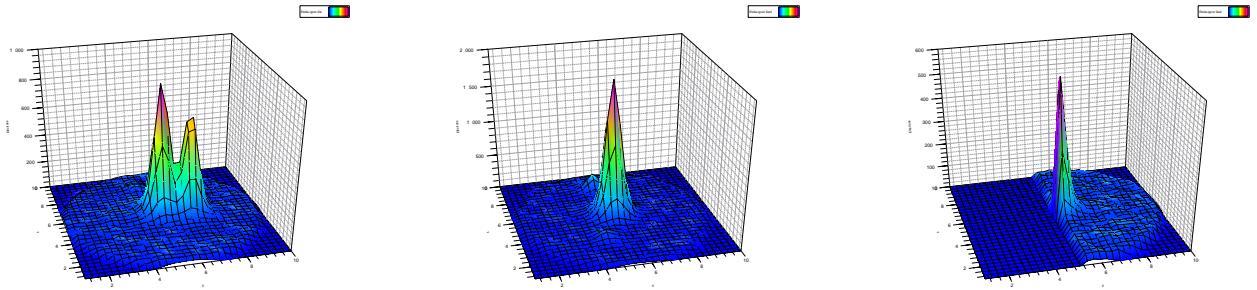


FIGURE 6 – Photons mesurés par le CCD pour trois étoiles écartées de la calibration

Les Figures 10a et 10b confortent notre hypothèse : lorsque plusieurs sources sont trop proches, les magnitudes que nous calculons sont erronées car nous n'avons pas de méthode différente de calcul du rayon optimal et du flux pour ces dernières. La Figure 10c représente un scénario que nous n'avions pas considéré : le cas où la source n'est pas entièrement présente dans le champ.

Nous pouvons enfin discuter de la méthode que nous allons retenir pour le rayon d'ouverture optimal. La Figure 5b nous permet assez facilement d'établir que le critère permettant la calibration la plus précise est celui du critère RSB sur l'étoile avec le pic le plus faible en effet la PSF étant censée être constante à travers notre image, l'étalement des sources est également constant, ainsi fixer le rayon de cette manière permet d'obtenir un RSB maximal sur toutes les sources sans changer le rayon d'ouverture. Malgré ce dont nous discutions en Section 3.3.4, le fait de ne pas mesurer l'entièreté du flux de l'étoile n'est pas un problème dans la mesure où la fraction mesurée est la même pour chaque source, la constante B va donc absorber l'écart que cela induit.

Enfin, nous allons observer l'impact des deux méthodes d'annulation du fond de ciel dont nous discutons en Section 3.2 sur l'incertitude de notre zéro de magnitude, afin de déterminer la méthode optimale. Pour cela, regardons la valeur optimale (fixée à partir de la Figure 5b) de B pour chaque méthode.

	Fond de ciel global	Fond de ciel local
Critère RSB sur chaque source	23.892 ± 0.109	23.992 ± 0.109
Optimisation RSB/Flux	23.922 ± 0.059	23.913 ± 0.059
Critère RSB sur l'étoile avec le pic le plus faible	23.811 ± 0.056	23.811 ± 0.056

TABLE 2 – Constante B en fonction des critères utilisés pour fixer les paramètres photométriques (mag)

Nous pouvons constater sur la Table 2 que les variations que nous observions en Figure 2b n'étaient pas significatives aux échelles de flux que nous considérons ici car elles produisent une incertitude supérieure ou égale sur la constante de calibration aussi nous retiendrons la méthode globale car si celle-ci ne produit pas d'erreur supplémentaire elle reste la plus efficace.

3.5 Calibration finale

Nous avons désormais déterminé que les paramètres produisant la calibration la plus précise sont une annulation globale de la valeur du fond de ciel avec un rayon d'ouverture fixé par la méthode du RSB de l'étoile au plus faible pic. Nous retiendrons finalement les valeurs suivantes pour le zéro de magnitude pour les filtres r et g, en transposant le raisonnement que l'on vient d'exposer au second filtre. Finalement, nous

obtenons :

$$B_r = 23.946 \pm 0.062 \text{ mag}$$

$$B_g = 23.85 \pm 0.084 \text{ mag}$$

L'incertitude que nous obtenons pour le second filtre étant plus élevée car à seuil de détection égal, nous détectons moins de sources, or diminuer ce seuil augmente les chances de détecter de "faux positifs" et ajoute des sources de faible RSB, cela n'augmente donc pas la précision sur la calibration.

4 Mesures photométriques et incertitudes

Maintenant que la calibration photométrique a été effectuée sur nos deux images, nous pouvons procéder à des mesures de magnitudes sur des étoiles en dehors du jeu de données utilisé pour la calibration. Étant donné que nous avons cherché à maximiser le nombre de sources utilisées pour la calibration afin d'en maximiser la précision, nous allons diminuer légèrement le seuil de détection afin de détecter une vingtaine d'étoiles supplémentaires mais dont le RSB ne sera pas aussi optimal que ceux des étoiles du jeu de calibration. Calculons alors leur magnitude à l'incertitude de calibration près et confrontons les aux valeurs de références :

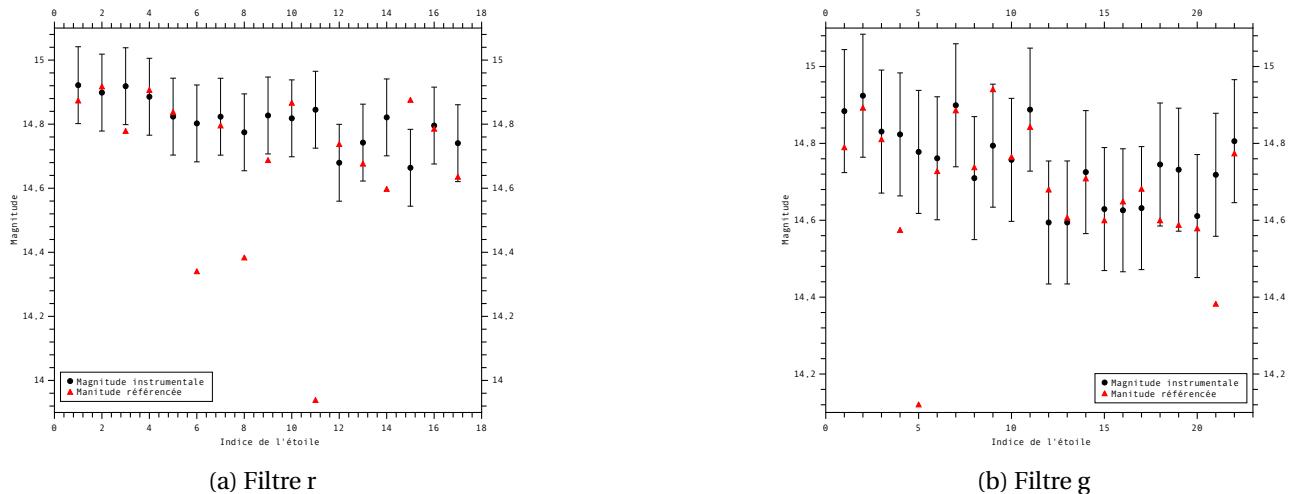


FIGURE 7 – Mesures de magnitudes sur des sources en dehors du jeu de calibration

Aux incertitudes de calibration près, nous semblons obtenir des magnitudes pertinentes pour la plupart de nos sources en Figure 7, sauf pour certaines sources dont les résultats semblent très loin des valeurs de référence et cela est encore une fois lié à la faible robustesse de notre méthode pour des sources trop proches, si l'on regarde les données du capteur pour les points divergeant de la Figure 7a par exemple, nous confirmons cette hypothèse : la Figure 10 nous montre encore une fois que dans le cas de sources trop proches les unes des autres, notre méthode de calcul de la magnitude ne produit plus de résultats pertinents.

5 Conclusion

La calibration de la magnitude nous permettant d'obtenir la constante B, celle-ci nous donne une bonne indication sur la précision de la calibration photométrique de nos valeurs. Notre meilleure valeur de B, ayant une incertitude de 0.062, notre calibration est relativement précise. Pour aller plus loin, il serait intéressant de développer une méthode robuste pour la séparation des étoiles, problématique majeure de notre méthode.

Bibliographie

Léna, Pierre, 2008, *L'observation en astrophysique*, vol. 1 of Savoirs actuels, EDP Sciences

Références web

1. SDSS Data Release, <https://classic.sdss.org/dr7/>
2. Données du CCD, <https://www.flicamera.com/models/pl23042>

Table des figures

1	Carte resserrée de M39 (filtre r)	6
2	Confrontation des deux méthodes d'annulation du fond de ciel	8
3	Rapport signal/bruit en fonction du rayon d'ouverture pour différentes étoiles	10
4	RSB et flux en fonction du rayon d'ouverture pour une source quelconque	11
5	Incertitude sur B en fonction du nombre d'étoiles utilisées pour la calibration	11
6	Photons mesurés par le CCD pour trois étoiles écartées de la calibration	12
7	Mesures de magnitudes sur des sources en dehors du jeu de calibration	13
8	Flux corrigé du fond de ciel en fonction du rayon d'ouverture pour différentes étoiles	16
9	Rayon optimal déterminé par la méthode du critère RSB sur l'étoile avec le plus faible pic . . .	16
10	Photons mesurés par le CCD pour trois étoiles écartées de la calibration (filtre r)	17
11	Visualisation des photons mesurés pour une étoile avec un important rapport signal/bruit . .	17

Liste des tableaux

1	Données de la caméra [2]	7
2	Constante B en fonction des critères utilisés pour fixer les paramètres photométriques (mag)	12

A Annexe calibration photométrique

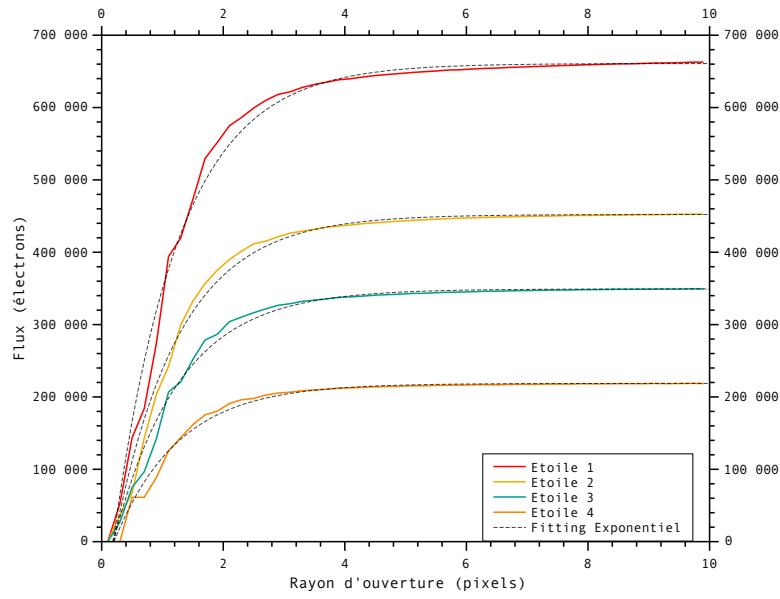


FIGURE 8 – Flux corrigé du fond de ciel en fonction du rayon d'ouverture pour différentes étoiles

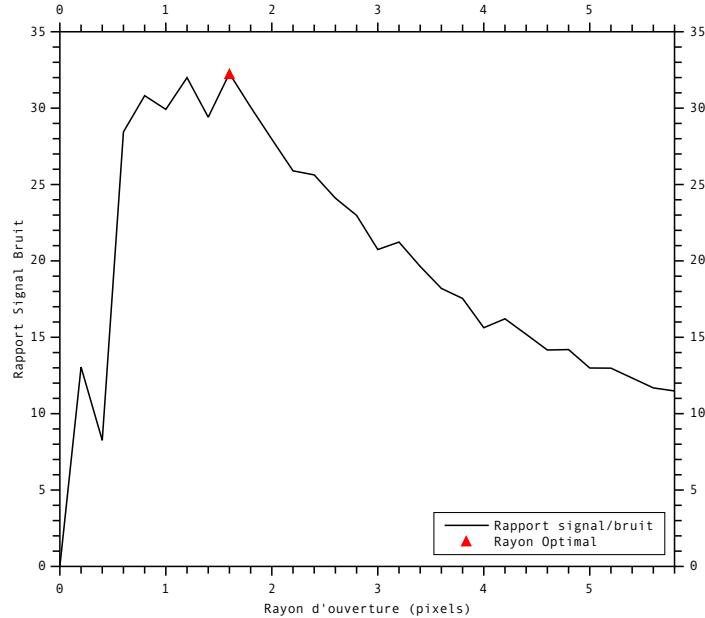
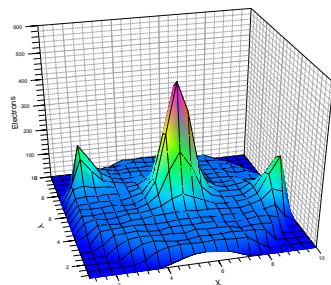
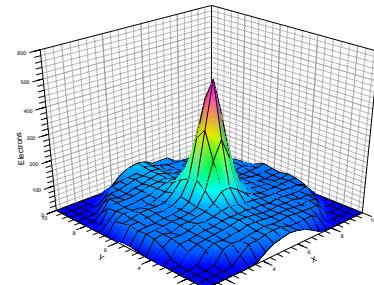


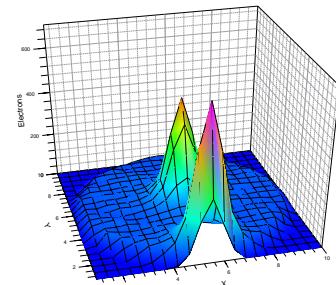
FIGURE 9 – Rayon optimal déterminé par la méthode du critère RSB sur l'étoile avec le plus faible pic



(a) Première étoile exclue



(b) Seconde étoile exclue



(c) Troisième étoile exclue

FIGURE 10 – Photons mesurés par le CCD pour trois étoiles écartées de la calibration (filtre r)

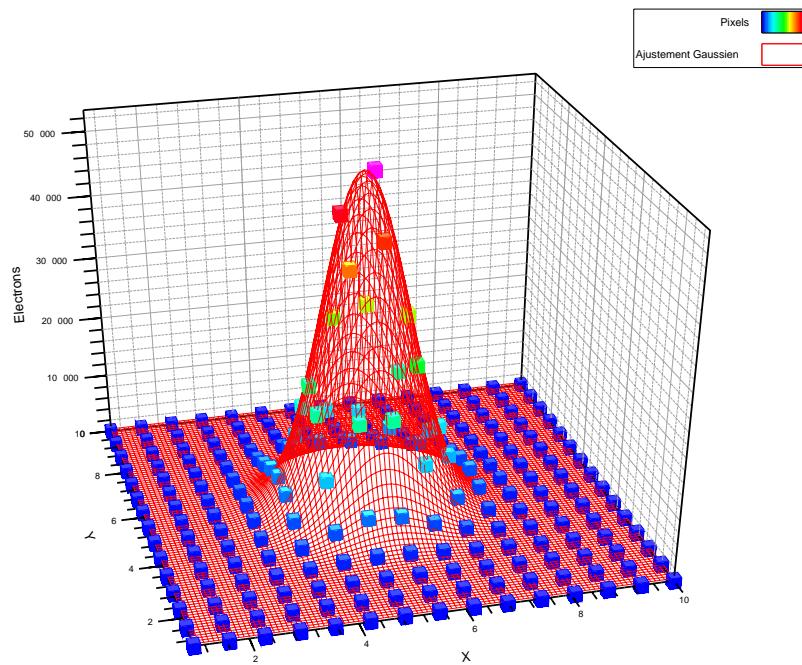


FIGURE 11 – Visualisation des photons mesurés pour une étoile avec un important rapport signal/bruit

Résumé

Durant ce rapport, nous avons commencé par nous familiariser avec les images obtenues et la notion de magnitude, pour ensuite calibrer nos observations en détectant les étoiles sur notre image. La détection stellaire dépend du rayon d'ouverture que l'on prend pour chaque étoile. Avec plusieurs méthodes, nous avons déterminé la méthode optimale pour obtenir le rayon optimale d'ouverture pour chaque étoile. En obtenant grâce à Vizier, la magnitude des étoiles les plus lumineuses, nous avons pu déterminer la magnitude des étoiles de plus faible luminosité.

Abstract

During this report, we began by familiarising ourselves with the images obtained and the concept of magnitude, then calibrated our observations by detecting the stars in our image. Star detection depends on the aperture radius used for each star. Using several methods, we determined the optimal method for obtaining the optimal aperture radius for each star. By using Vizier to obtain the magnitude of the brightest stars, we were able to determine the magnitude of the dimmer stars.

Contributions des auteurs

Lorys s'est occupé de la partie introductive du rapport, de la moitié du code ainsi que de ses commentaire. Silio s'est occupé des graphes, de l'autre moitié du code ainsi que du la partie calibration du rapport.

Remerciements

Merci à M.Morin pour ses précieux conseils durant tout ce projet.
