



Observatoire
de la CÔTE d'AZUR

UNIVERSITÉ DE NICE SOPHIA ANTIPOLIS

PROJET TUTEURÉ DE LICENCE DE PHYSIQUE

ANNÉE 2016

Modélisation de systèmes d'optique astronomique pour l'observation à haute résolution angulaire

Auteurs :

Adama SY

Ulysse PERRUCHON-MONGE

Encadrant :

Marcel CARBILLET

Projet réalisé au *laboratoire Lagrange (UNS, OCA, CNRS)*

12 mai 2016

Sommaire

1	Introduction	1
2	Formation d'images astronomiques à travers la turbulence atmosphérique	2
2.1	La turbulence atmosphérique	2
2.2	L'image de l'étoile observée - Caractérisation des perturbations dans l'image	3
3	Présentation de l'outil de travail : CAOS PSE	4
3.1	Le PSE CAOS	4
3.2	Le Software Package CAOS	4
3.3	Les modifications apportées	5
3.3.1	L'installation du PSE CAOS et du Software Package CAOS	5
3.3.2	Bouton ON/OFF du module ATM	5
3.3.3	Ajout de fonctionnalités dans le module DIS	5
3.3.4	Unification des modules d'écriture de données	6
4	Utilisation de CAOS, résultats	7
4.1	Sans atmosphère turbulente	7
4.2	Avec une atmosphère turbulente	8
4.2.1	Pour $\mathcal{L}_0 = 20m$	8
4.2.2	Pour $\mathcal{L}_0 \rightarrow \infty$	9
5	Conclusion	10
	Annexe	11

Chapitre 1

Introduction

Les astronomes sont confrontés, lors de leurs observations, à plusieurs problèmes. Entre autres, à la perte de résolution angulaire dans l'image formée au foyer du télescope, due à la turbulence optique se développant au sein de l'atmosphère terrestre traversée. L'objectif de notre projet a été de contribuer à l'amélioration de la modélisation numérique des systèmes d'optique astronomique à haute résolution angulaire, permettant de rendre le plus net possible les observations d'objets célestes.

Ceci nous a permis d'aborder l'étude de la turbulence atmosphérique et ses effets sur la formation d'images astronomiques dans le cadre de l'optique de Fourier. En effet, les déformations de l'image observée proviennent principalement de la présence de couches atmosphériques turbulentes. De ce fait, l'image est affectée et peu nette comparée à une image obtenue sans la présence de cette atmosphère turbulente.

Nous avons modélisé ce phénomène physique par le biais de l'outil de simulation de systèmes d'optique astronomique CAOS. L'objet pratique de ce projet a été également d'y apporter des modifications afin d'améliorer son ergonomie, de faciliter son installation, et d'y ajouter quelques fonctionnalités. Nous avons par la suite pu exploiter cet outil afin d'une part de comparer les images idéales obtenues au résultat théorique de notre cours d'optique ondulatoire, et d'autre part de comparer les images perturbées simulées à la théorie publiée par ailleurs.

Au chapitre suivant, nous allons détailler le phénomène physique responsable des perturbations dans l'image. Puis nous présenterons au chapitre 3 l'outil de simulation CAOS servant à produire ces images ainsi qu'exposer les modifications que nous y avons apporté. Au chapitre 4 nous parlerons des résultats que nous en avons tiré.

Chapitre 2

Formation d'images astronomiques à travers la turbulence atmosphérique

2.1 La turbulence atmosphérique

Les astres (étoiles, galaxies, planètes, etc ...), rayonnent et émettent de la lumière visible par l'humain au travers d'un télescope. Malheureusement, il s'avère que, lors des dernières dizaines de kilomètres restant à parcourir aux ondes optiques provenant de ces astres à l'infini, ces dernières se voient fortement perturbées par l'atmosphère turbulente. Notamment, ceci réduit sensiblement la netteté de l'image observée : c'est le phénomène de perte de résolution angulaire dans l'image formée au foyer du télescope. Ces perturbations atmosphériques sont dues aux vents qui créent des gradients de température et donc de l'indice de réfraction du milieu traversé par la lumière.

En effet, pour un front d'onde¹ initialement plan – en considérant que l'étoile est à l'infini, ces défauts atmosphériques auront tendance à créer un retard de phase localement sur le front d'onde. Ainsi, ces perturbations font varier localement le front d'onde, et donc sa pente.

Typiquement, les fronts d'onde sont perturbés durant les 20 derniers kilomètres de leur parcours en direction de la Terre. Chaque couche turbulente, de taille caractéristique, l'échelle externe de la turbulence optique, est constituée de tourbillons de plus en plus petits (modèle de Kolmogorov). La figure 2.1 illustre ce phénomène.

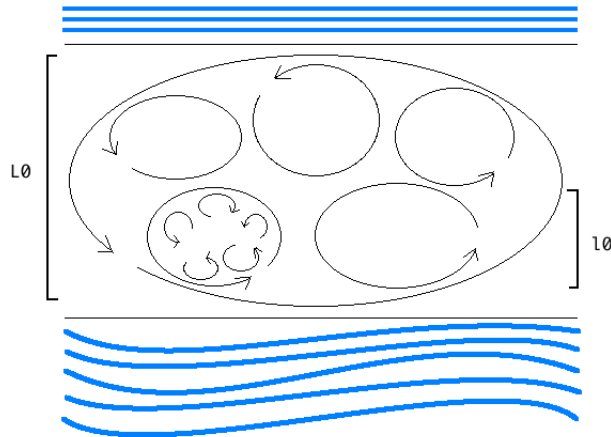


FIGURE 2.1 – Taille caractéristique de la couche de turbulences

La perte de cohérence spatiale sur le front d'onde incident sur la pupille d'entrée du télescope est caractérisée quant à elle par le paramètre de Fried r_0 [1], défini comme suit :

$$r_0 = 0.185\lambda^{\frac{6}{5}} \left[\int C_N^2(z) dz \right]^{-\frac{3}{5}} \quad (2.1)$$

et représente la taille caractéristique des cellules de cohérence spatiale sur la pupille. Si r_0 est plus petit que le diamètre du télescope D , il y a apparition de tavelures (ou *speckles* en anglais, plus usité) au foyer du télescope.

1. le front d'onde étant $\frac{\lambda}{2\pi}\phi$, une quantité achromatique proportionnelle à la phase ϕ

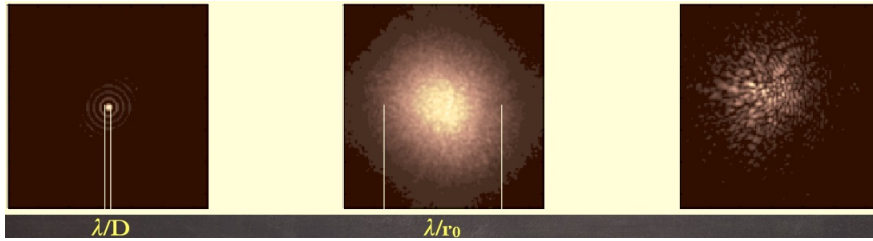


FIGURE 2.2 – À gauche : image non perturbée (tache d’Airy). Au centre : image perturbée moyennée dans le temps (avec un temps de pose bien supérieur à τ_0). À droite : speckles, image perturbée instantanée. [3]

On dit aussi donc que r_0 est le diamètre équivalent d’un télescope qui n’aurait pas subi les effets de la turbulence. En effet, on verra plus loin dans les images de speckles que la résolution passe de λ/D (la résolution théorique du télescope donnée par la largeur à mi-hauteur de la tache d’Airy) à λ/r_0 .

On remarque que r_0 dépend fortement de λ . De ce fait, la perturbation de la phase (et non du front d’onde) dépendra fortement de la longueur d’onde, et ainsi, celle de l’image formée.

On définit également le temps d’évolution typique de la turbulence τ_0 par [1] :

$$\tau_0 = 0.36 r_0/v \quad (2.2)$$

v est la vitesse des couches turbulentes, pondérée par le profil de turbulence $C_N^2(h)$.

On définit aussi l’angle d’isoplanétisme θ_0 sous lequel on peut considérer qu’à deux directions de visée différentes correspondent environ les mêmes perturbations par :

$$\theta_0 = 0.36 r_0/h \quad (2.3)$$

où h est la hauteur pondérée des couches turbulentes.

2.2 L’image de l’étoile observée - Caractérisation des perturbations dans l’image

Le phénomène de turbulence atmosphérique affectant l’onde incidente $\psi(\vec{r}) = A(\vec{r}) \exp(i\phi(\vec{r}))$, où ϕ est la phase de cette onde, donne lieu à plusieurs types de perturbations dans l’image. Il en existe trois principaux :

- *la scintillation* : due à la variation dans le temps de l’amplitude $A(\vec{r})$ reçue par la pupille ;
- *l’agitation* : due à la pente moyenne de la phase de l’onde arrivant sur la pupille ;
- *l’étalement* : dû à la perte de cohérence spatiale de la phase incidente.

La figure 2.2 montre la différence de résolution angulaire qui découle de l’effet d’étalement entre image non perturbée et image perturbée d’une part, ainsi que l’effet d’agitation bien visible dans l’image perturbée instantanée.

Les speckles évoluant au cours du temps, l’image observée après un temps de pose bien supérieur à τ_0 est la somme des images instantanées correspondantes. Au final, on se retrouve avec une tache de largeur à mi-hauteur λ/r_0 . L’intensité est ainsi étalée comparée à une tache d’Airy, d’où le corollaire de la perte de résolution angulaire qu’est la perte de sensibilité. Alors que la largeur à mi-hauteur vaut λ/D pour celle-ci, elle vaudra λ/r_0 pour la tache perturbée.

Ce qui est décrit précédemment correspond aux effets de la turbulence sur l’image d’un point, c’est-à-dire une estimation de la réponse impulsionnelle du système télescope+atmosphère. L’image d’un objet astrophysique non-punctuel (c’est-à-dire résolu par le télescope) s’écrit :

$$I(\vec{\alpha}) = \vec{O}(\vec{\alpha}) * S(\vec{\alpha}),$$

ce qui représente l’intensité en fonction de l’angle d’observation, où O est la luminance de l’objet et S la réponse impulsionnelle.

Précisons que cette équation n’est valable que dans le domaine d’isoplanétisme (angles inférieurs à l’angle isoplanétique θ_0). En effet, si l’on observe une étoile et que l’on veut la corriger grâce à l’AO avec une étoile guide laser, elles doivent être du même domaine d’isoplanétisme. Sinon, le chemin optique de chaque étoile aura parcouru une distance trop différente et aura subi plus de perturbations, ce qui ne sera plus négligeable.

De plus, on obtient cette réponse impulsionnelle comme suit :

$$S(\vec{\alpha}) \propto |TF(A(\vec{r}) P(\vec{r}) \exp i\phi(\vec{r})P(\vec{r}))|^2$$

Chapitre 3

Présentation de l’outil de travail : CAOS PSE

Comme dans beaucoup de domaines de recherche en physique, nous avons recours ici à la simulation afin, par exemple, de pouvoir simuler numériquement le comportement de l’atmosphère turbulente et la réponse éventuelle d’un système d’optique adaptative et ce, en ayant le contrôle sur tous les paramètres physiques du problème. L’outil utilisé ici est le PSE CAOS [4].

3.1 Le PSE CAOS

Le PSE CAOS (*Problem Solving Environment Code for Adaptive Optics Systems*) contient une interface graphique permettant d’y insérer plusieurs modules, pour les relier de manière logique. Ce PSE peut accueillir différents *packages* scientifiques, utilisés dans des domaines spécifiques. Dans notre situation, nous nous servons principalement du package du même nom, le *Software Package* CAOS. Ce dernier contient un ensemble de modules qui permettent, une fois connectés entre eux, de pouvoir simuler le système optique astronomique souhaité.

Chacun de ces modules renferme un code basé sur le langage IDL, composé de plusieurs routines. En liant les modules entre eux, on crée un projet de simulation qui peut être sauvé. Chaque projet sert à simuler un système avec les paramètres choisis.

3.2 Le Software Package CAOS

Il contient une trentaine de modules servant à modéliser physiquement l’atmosphère turbulente, la propagation de la lumière des astres à travers cette atmosphère, la formation de l’image au foyer du télescope, etc.

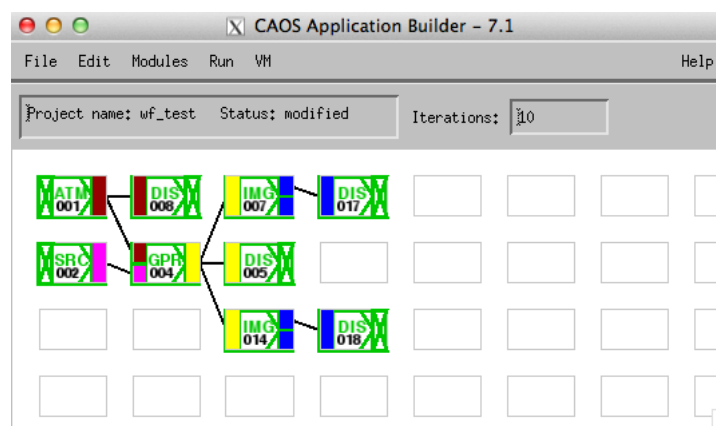


FIGURE 3.1 – Exemple de simulation de figures de speckles avec CAOS

Le CAOS PSE a été écrit entièrement par plusieurs chercheurs au fil des années. Ainsi, chacun a pu y apporter ses propres modifications afin d’améliorer son efficacité. Le but de notre projet est entre autres de contribuer à l’amélioration de ses capacités scientifiques, en modifiant les codes des modules, les instructions d’installation

du CAOS PSE et du Software Package CAOS, pour qu'il soit plus facile d'utilisation et de compréhension.

Chaque module est structuré de la même manière. Stockés dans un dossier commun, les dossiers du nom de chaque module contiennent :

- la routine directement utilisée lors de l'exécution d'un projet ;
- le code de l'interface graphique de l'utilisateur du module (le GUI), permettant d'afficher les paramètres physiques et numériques de ce dernier (widgets, boutons, boîtes de dialogue ...);
- le fichier d'informations sur le module ;
- le code de génération du fichier de données par défaut ;
- le code d'initialisation ;
- le code du programme.

Dans le projet représenté figure [?], la simulation de figures de speckles observée au foyer du télescope d'un mètre de diamètre C2PU du plateau de Calern est effectué à l'aide des modules suivants :

- SRC : une source lumineuse stellaire ;
- ATM : l'atmosphère turbulente au dessus du télescope ;
- GPR : la propagation géométrique de la source lumineuse à travers l'atmosphère turbulente ;
- IMG : formation de l'image résultante au foyer du télescope ;
- DIS : affichage de l'image (puissance, log, zoom ...).

Ce projet typique sera utilisé au chapitre suivant.

3.3 Les modifications apportées

3.3.1 L'installation du PSE CAOS et du Software Package CAOS

Au commencement du projet tuteuré, la première étape a été d'installer le PSE CAOS, qui accueillera le software package CAOS. Nous avons à ce moment-là contribué à l'amélioration du processus d'installation des deux. Ce processus d'installation est mis sous la forme d'une liste d'étapes à réaliser en fonction du système d'exploitation. La liste d'instructions n'indiquait pas clairement les liens permettant de télécharger les fichiers, ni à quel moment dans l'installation. De ce fait nous avons éclaircis ces points. Une fois l'Application Builder entre les mains, nous avons pu commencer à essayer de créer nos projets pour prendre la main puis aborder la modification suivante.

3.3.2 Bouton ON/OFF du module ATM

Le module ATM (*ATMosphere*) permet de modéliser une atmosphère turbulente. Ainsi, on peut y modifier le nombre de couches turbulentes, leur taille, le paramètre de Fried, etc...

Nous avons ajouté un bouton à l'interface graphique du module qui permet simplement de rendre turbulente ou non une atmosphère (voir figure 3.2). Il a fallu pour cela modifier le code qui gère l'interface graphique de l'utilisateur, pour y ajouter le bouton ON/OFF. Cette action doit griser toutes les autres commandes normalement disponibles qui permettent de modifier les paramètres d'une atmosphère turbulente. Cette tâche aura été fastidieuse compte tenu du fait que chaque objet grisé avait beaucoup de dépendances, de boucles de dépendances entre les paramètres et donc de boucles conditionnelles très intriquées les unes entre les autres.

3.3.3 Ajout de fonctionnalités dans le module DIS

Le module DIS (*DISplay*) sert à afficher à l'écran l'objet souhaité comme l'atmosphère, le front d'onde perturbé ou l'image au foyer du télescope.

Dans un autre software package, AIRY, se trouve le module DSP (*DiSPlay*). Ce dernier offre plus de choix d'affichage que DIS, comme par exemple :

- mettre l'image à une puissance donnée, logarithme, exponentielle ;
- zoomer l'image ;
- changer de table de couleur ;

L'objectif a été de procurer à DIS les mêmes fonctionnalités que DSP, car il ne pouvait que renommer la fenêtre d'affichage (3.3).

De plus, DIS fera partie, dans la nouvelle version globale de CAOS, d'un package utilitaire qui sera utilisé par tous les packages scientifiques (CAOS, AIRY, etc ...)

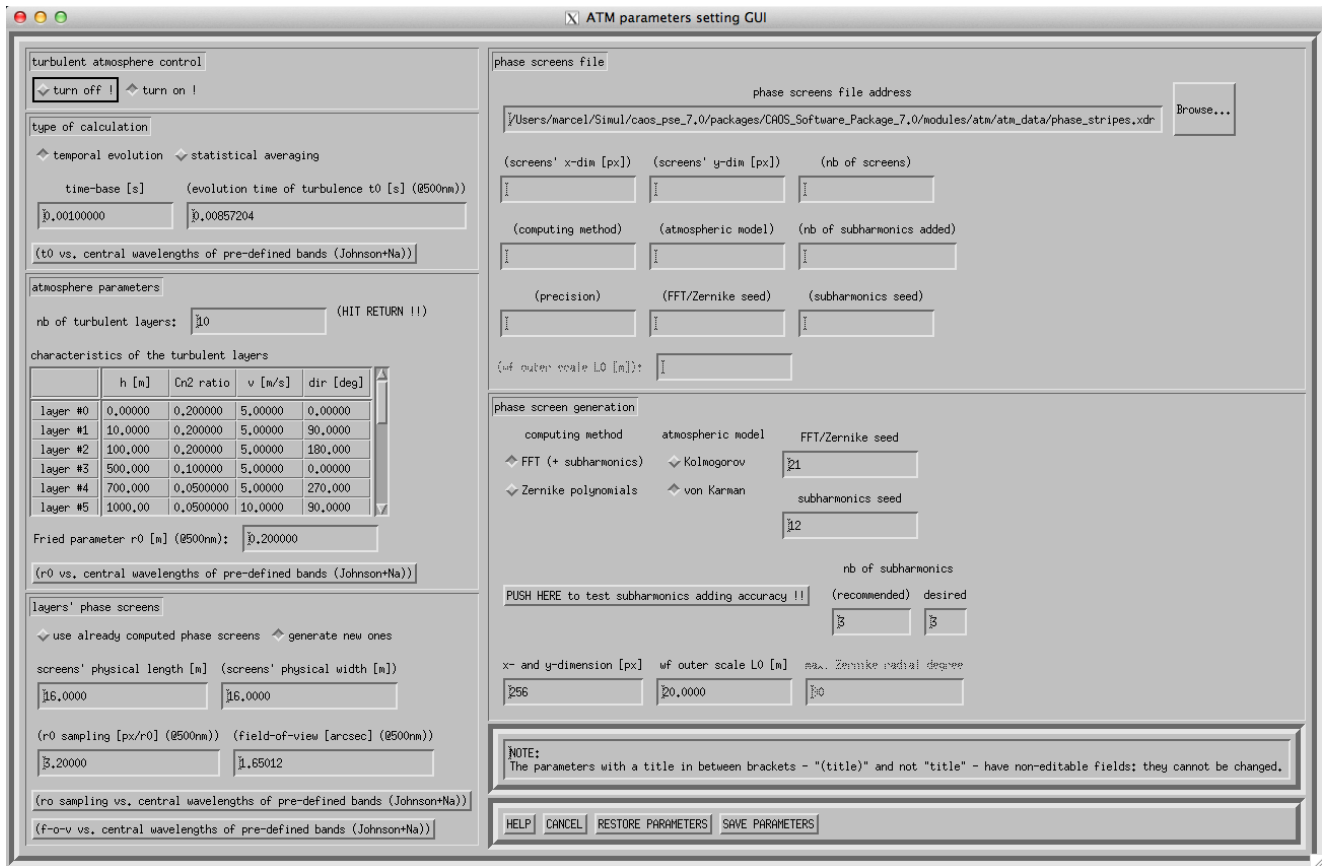


FIGURE 3.2 – Interface graphique de l'utilisateur du module ATM

3.3.4 Unification des modules d'écriture de données

Le module servant à enregistrer les données est le module SAV (*SAVing*). Il permet d'enregistrer, au stade du projet que l'on souhaite, les données concernant l'évolution du système à l'itération voulue. On ne pouvait qu'enregistrer sous le format .XDR (chaque itération est enregistrée dans un fichier séparé, numéroté en fonction, se basant sur un fichier.SAV). Malheureusement, le module ne nous laissait pas le choix du format.

Nous en venons donc à ajouter à l'interface graphique du module trois boutons permettant de choisir les extensions : .SAV, .XDR ou .FITS (*Flexible Image Transport System*), un format très couramment utilisé en astronomie permettant le stockage, la transmission et le traitement des images, comme montré sur la figure 3.3. Tout comme DIS, le module SAV fait maintenant partie du package d'utilitaires.

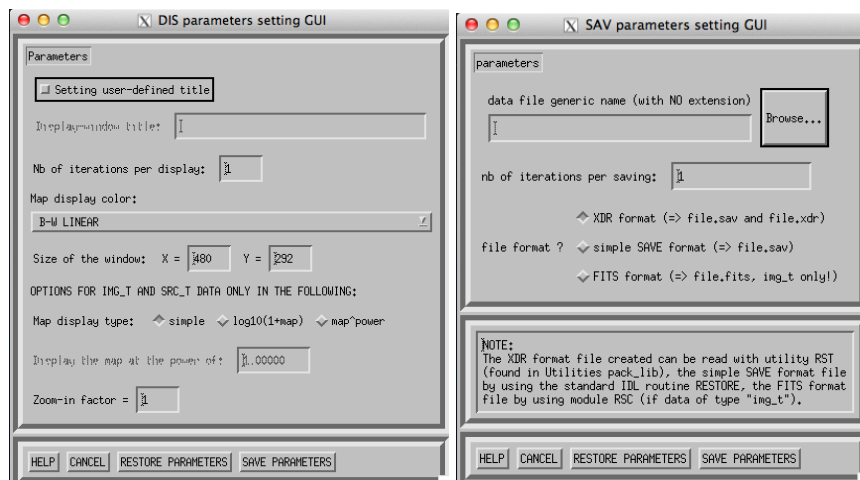


FIGURE 3.3 – GUI du module DIS (à gauche) et du module SAV (à droite).

Chapitre 4

Utilisation de CAOS, résultats

Nous allons mesurer ici la largeur à mi-hauteur des images obtenues avec et sans turbulence atmosphérique, dans deux longueurs d'onde différentes. Le *seeing* désigne la qualité d'image et mesure la qualité de l'atmosphère que traverse la lumière de l'étoile et *a fortiori* celle des observations astronomiques. Techniquement, le *seeing* est la largeur à mi-hauteur (FWHM : *Full Width at Half Maximum*) de la PSF (*Point Spread Function* ou fonction d'étalement du point) ou fonction d'étalement du point mesurant l'étalement de l'image d'un point. Notre objectif est de pouvoir déterminer la largeur à mi-hauteur de la PSF de l'image d'une étoile traversant une atmosphère turbulente ou non-turbulente. Comme expliqué au chapitre 2, la déformation de l'image dépend de la longueur d'onde. Nous allons réaliser chaque expérience avec 2 longueurs d'onde différentes : $\lambda = 500nm$ (bande V) et $\lambda = 1650nm$ (bande H). De manière générale, les PSF ayant l'allure d'une gaussienne, nous comparerons la FWHM de la PSF à celle de la gaussienne qui épousera au mieux cette fonction. Cette gaussienne est générée grâce à un *fit* (choix d'une gaussienne approchant au mieux la PSF). De manière directe, la largeur à mi-hauteur donne accès à la valeur de la résolution.

4.1 Sans atmosphère turbulente

Nous avons utilisé ici le projet de simulation défini au chapitre précédent (voir figure 3.1). Les paramètres physiques et numériques utilisés sont décrits dans le tableau 4.1.

Modules	Paramètres
ATM	Sans atmosphère turbulente
SRC	Source ponctuelle à l'infini
GPR	\emptyset du télescope : 1m, sans obstruction centrale
IMG	$\lambda = 500nm / \lambda = 1650nm$, $\Delta x = 0.025arcsec$, # de pixels : 64*64, sans bruit
DIS	table de couleur rouge, image élevée à la puissance 0.2

TABLE 4.1 – Paramètres définis pour la simulation

On obtient ainsi la figure 4.2.

Nous pouvons comparer cette image à la tache d'Airy théorique étudiée dans le cours de E. Aristidi [2], de la forme $J_{1c}(\pi Dr/\lambda z)$, où sa largeur à mi-hauteur vaut λ/D . Nous avons ajusté une gaussienne sur la réponse impulsionnelle (fonction *gauss2dfit* d'IDL). Nous savons qu'une gaussienne est de la forme $\exp(-(\frac{FWHM}{2})^2/2\sigma^2)$. Et on a :

$$e^{-(\frac{FWHM}{2})^2/2\sigma^2} = \frac{1}{2} \Leftrightarrow FWHM = 2\sigma\sqrt{2\ln(2)} \quad (4.1)$$

où σ est l'écart-type de la gaussienne.

Le calcul de la largeur à mi-hauteur à l'aide de l'équation 4.1 nous donne :

$$\left\{ \begin{array}{ll} 0''1011 & \text{pour } \lambda = 500nm \\ 0''3335 & \text{pour } \lambda = 1650nm \end{array} \right.$$

Nous pouvons donc comparer ces résultats à la théorie : $\frac{\lambda}{D} = \left\{ \begin{array}{ll} 0''1031 & \text{pour } \lambda = 500nm \\ 0''3403 & \text{pour } \lambda = 1650nm \end{array} \right.$

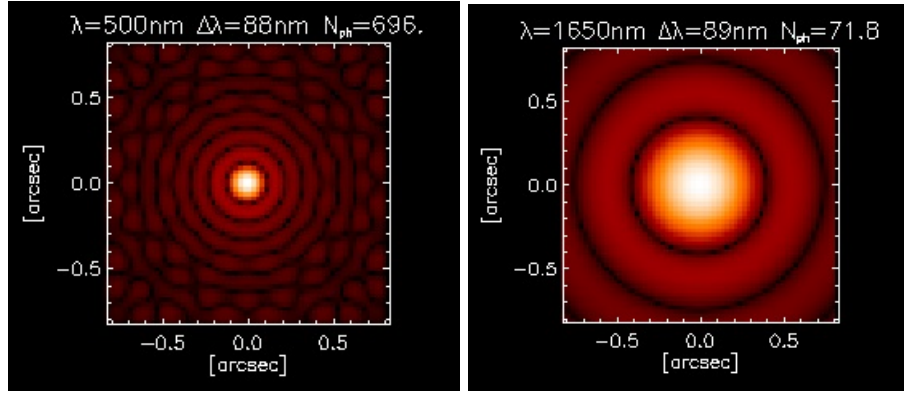


FIGURE 4.1 – Réponses impulsionnelles pour $\lambda = 500nm$ (à gauche) et $\lambda = 1650nm$ (à droite).

Ce calcul de la largeur à mi-hauteur nous permet de conclure que ce dernier est une bonne approximation de la théorie.

4.2 Avec une atmosphère turbulente

Nous nous sommes servis du même projet qu'auparavant, avec les paramètres de turbulence du tableau 4.2.

Modules	Paramètres
ATM	avec atmosphère turbulente, $r_0 = 10cm$, moyenne statistique, $\mathcal{L}_0 = 20m/\infty$
SRC	Source ponctuelle à l'infini
GPR	\emptyset du télescope : 1m, sans obstruction centrale
IMG	$\lambda = 500/1650nm$, $\Delta x = 0.025arcsec$, # de pixels : 64*64, sans bruit, intégration : 100 itérations
DIS	table de couleur rouge, image élevée à la puissance 0.2

TABLE 4.2 – Paramètres définis pour la simulation

4.2.1 Pour $\mathcal{L}_0 = 20m$

Dans un premier temps, nous posons le paramètre \mathcal{L}_0 , la taille caractéristique de l'atmosphère turbulente à 20m. En suivant l'équation 4.1, nous trouvons : $FWHM = \begin{cases} 0''79 & \text{pour } \lambda = 500nm \\ 0''65 & \text{pour } \lambda = 1650nm \end{cases}$

Ainsi, on obtient les réponses impulsionnelles suivantes :

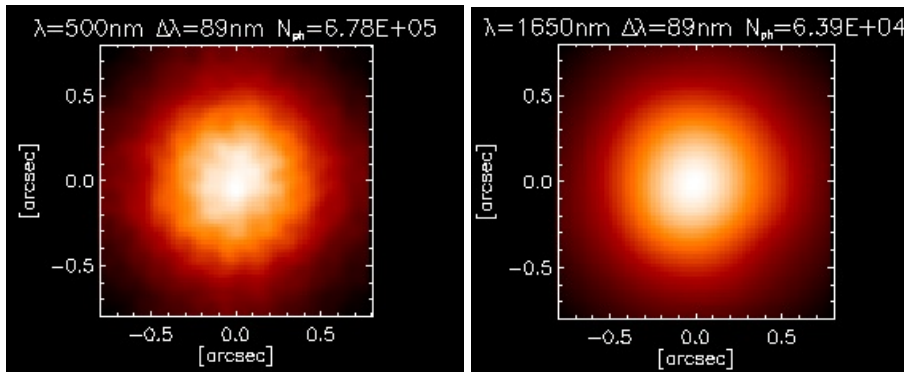


FIGURE 4.2 – Réponses impulsionnelles pour $\lambda = 500nm$ (à gauche) et $\lambda = 1650nm$ (à droite).

On remarque que λ/r_0 , largeur à mi-hauteur associée à la turbulence atmosphérique est sensiblement plus

grand que λ/D . La réponse impulsionnelle turbulente est bien plus étalée que s'il n'y avait pas d'atmosphère turbulente.

Si l'on compare ces résultats à ceux de la théorie de Roddier : $\frac{\lambda}{r_0} = \begin{cases} 1''01 & \text{pour } \lambda = 500nm \\ 0''79 & \text{pour } \lambda = 1650nm \end{cases}$,

on observe une différence. Celle-ci est due au fait que cette théorie suppose que $\mathcal{L}_0 \rightarrow \infty$ (modèle de Kolmogorov).

4.2.2 Pour $\mathcal{L}_0 \rightarrow \infty$

Maintenant, nous faisons tendre \mathcal{L}_0 vers ∞ afin de pouvoir comparer l'effet de la taille de la turbulence atmosphérique sur la réponse impulsionnelle.

Avec l'équation 4.1, nous trouvons : $\text{FWHM} = \begin{cases} 0''92 & \text{pour } \lambda = 500nm \\ 0''83 & \text{pour } \lambda = 1650nm \end{cases}$,

on a donc les réponses impulsionnelles montées en figure 4.3.

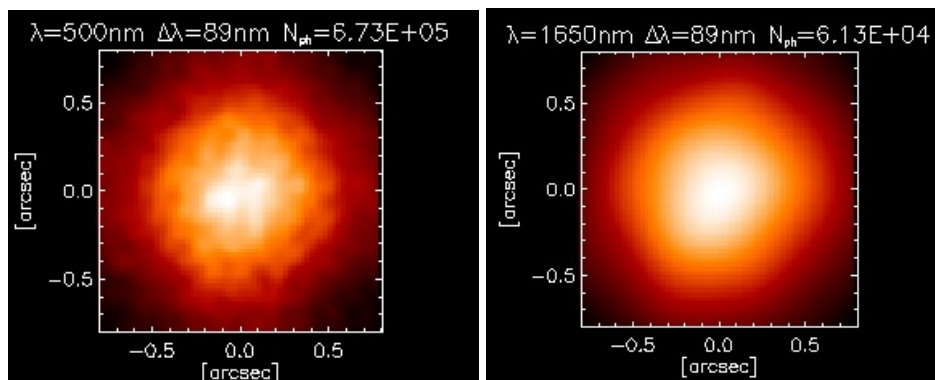


FIGURE 4.3 – Réponses impulsionnelles pour $\lambda = 500nm$ (à gauche) et $\lambda = 1650nm$ (à droite).

De ce fait, on a pu comparer nos résultats à la théorie de Roddier évoquée précédemment. Contrairement au cas où $\mathcal{L}_0 = 20m$, les largeurs à mi-hauteur se rapprochent bien plus de cette théorie.

Chapitre 5

Conclusion

Ce projet tuteuré en laboratoire nous a permis de nous servir de l'outil de simulation numérique CAOS. Nous avons dans un premier temps pris en main ce dernier ainsi que le PSE CAOS.

Puis nous y avons apportés les modifications suivantes :

- amélioration de la procédure d'installation du PSE CAOS et du Software Package CAOS ;
- modélisation d'une atmosphère non turbulente ;
- amélioration de l'utilitaire de visualisation des données ;
- amélioration de l'utilitaire de sauvegarde des données.

Ces modifications nous ont permis d'utiliser CAOS pour simuler numériquement les perturbations dans les images obtenues après la propagation à travers la turbulence atmosphérique. Nous avons ainsi pu vérifier la théorie de Roddier sur les largeurs à mi-hauteur des réponses impulsionnelles après perturbation, notamment en fonction du paramètre de Fried r_0 . Nous avons donc fait varier les paramètres du système tels que la présence d'une turbulence atmosphérique ou non, son échelle externe \mathcal{L}_0 , deux longueurs d'ondes de bande différente (V et H). Ceci nous a permis de mettre en avant l'importance de \mathcal{L}_0 dans cette théorie.

Dans notre site web, nous rappellerons les points abordés dans ce rapport et nous détaillerons la partie programmation de notre projet tuteuré. Cette partie a constitué un travail fastidieux de modifications de codes établissant les routines des modules dont nous avons parlé plus haut dans le rapport. L'ajout du bouton ON/OFF du module ATM nécessitait la modification du code du GUI, qui avait énormément d'implications, ce qui a rendu la tâche difficile (environ 1100 lignes de code). Le module d'affichage de la réponse impulsionnelle nécessitait seulement la greffe des fonctionnalités d'un autre module présent dans le Software Package AIRY, le module DSP (DiSPlay). Enfin nous avons ajouté la possibilité de choisir le format du fichier, permettant maintenant d'enregistrer en .XDR, .SAV ou en .FITS.

Annexe

Un système d'analyse et de correction des perturbations atmosphériques peut être conçu afin d'obtenir des images corrigées. Il s'agit d'un système d'optique adaptative, schématisé figure 5.1.

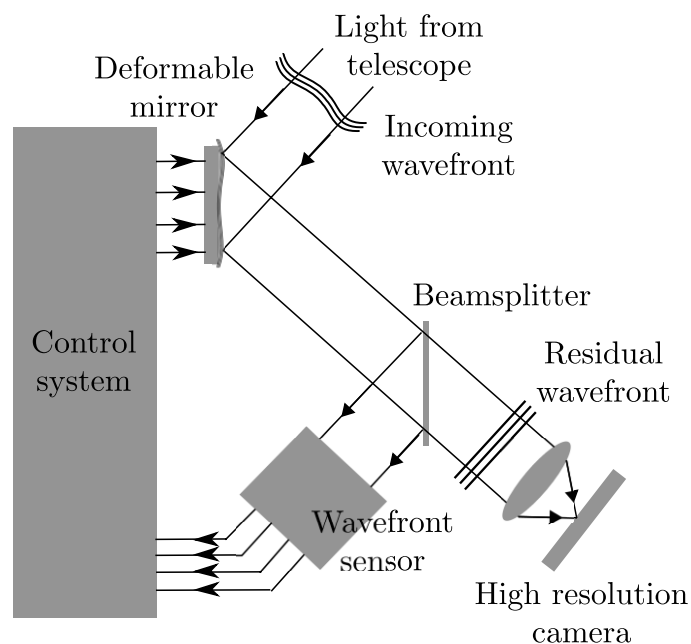


FIGURE 5.1 – Système d'optique adaptative

Comme on peut voir sur la figure 5.1, l'acteur principal de la reformation de l'image est le miroir déformable. Le système fonctionne de la sorte :

1. réflexion du front d'onde sur le miroir (non déformé à l'instant initial) ;
2. séparatrice : une partie de la lumière va vers la caméra, l'autre vers l'analyseur de front d'onde ;
3. analyse de la déformation du front d'onde ;
4. déformation du miroir déformable ;
5. le front d'onde est ensuite corrigé (mais subit une nouvelle déformation).

Remerciements

Nous tenons à remercier, en premier lieu, notre encadrant M. CARBILLET Marcel (Maître de conférence, enseignant à l'UNS, chercheur à l'OCA et au CNRS) sans qui ce projet n'aurait pas abouti. Il aura su nous aider à maintenir le cap jusqu'au bout, malgré les difficultés rencontrées : il aura démontré une patience à toute épreuve et nous l'en remercions grandement.

Nous tenons à remercier M. ARISTIDI Eric (Maître de conférence, enseignant à l'UNS, chercheur à l'OCA et au CNRS) pour son affabilité et l'accessibilité des notions enseignées dans son *Cours d'Optique*. Sa pédagogie nous a été d'un grand secours.

Nous remercions enfin Mme DOYA Valérie (Maître de conférence, enseignante à l'UNS) qui aura su se rendre disponible.

Bibliographie

- [1] F. Roddier. *The effects of atmospheric turbulence in optical astronomy*. Progress in Optics XIX. 1981.
- [2] E. Aristidi. *Cours d'Optique Ondulatoire*. UNS. 2016.
- [3] M. Carbillet. *Astronomical Imaging ... Atmospheric turbulence ? Adaptive Optics !*. EAS Publ. Series 59. 2013.
- [4] M. Carbillet. *Code for Adaptive Optics Systems*. <<http://lagrange.oca.eu/caos/>>. Dernière visite : le 12 Mai 2016.