

# Réponse impulsionnelle de la SEDm

## Sommaire

6.1	Réponse impulsionnelle spectrale : LSF . . . . .	<b>2</b>
6.1.1	Lampes à arc . . . . .	2
6.1.2	Détermination de la LSF . . . . .	2
6.2	Réponse impulsionnelle spatiale : PSF . . . . .	<b>3</b>
6.2.1	Modèle de profil radial . . . . .	3
6.2.2	Entraînement du modèle . . . . .	3
6.2.3	Chromaticité et ADR . . . . .	3
6.3	Validation . . . . .	<b>3</b>
6.3.1	Calibration photométrique . . . . .	3
6.3.2	Résultats . . . . .	3

Le chapitre précédent était consacré à la modélisation hyperspectrale de la galaxie hôte en utilisant localement le SED fitter **CIGALE** sur des images photométrique de PS1. Cette étape d'**HYPERGAL** nous fournit le cube intrinsèque de la galaxie, composé de spaxels ayant chacun un spectre qui lui est propre.

Les résolutions spectrales et spatiales ne sont cependant pas encore adaptées à l'espace des observations dans lequel nous souhaitons projeter le cube, à savoir celui de la SEDm. Nous devons pour cela considérer la réponse impulsionnelle de notre instrument.

Par ailleurs, l'objectif d'**HYPERGAL** étant d'être un modéliseur de scène, nous serons forcément amenés à modéliser la supernova. Cet objet étant une source ponctuelle, elle est entièrement définie par le profil de PSF, qui est la réponse impulsionnelle spatiale de la SEDm.

Dans ce chapitre nous commencerons par présenter la méthode de détermination de la réponse impulsionnelle spectrale (LSF) de la SEDm, et son application au cube intrinsèque. Puis nous introduirons un modèle de profil radial pour la réponse impulsionnelle spatiale, que nous entraînerons grâce à l'observation d'étoiles standards (sources ponctuelles). Enfin procéderons à la validation de ce modèle de PSF par une analyse de la calibration spectrophotométriques à partir de ces étoiles standards.

## 6.1 Réponse impulsionnelle spectrale : LSF

### 6.1.1 Lampes à arc

Afin de caractériser la réponse impulsionnelle spectrale de la SEDm, nous utilisons les lampes à arc que nous avons introduit dans le chapitre ??.

Ces sources de lumière émettent un spectre avec d'intenses raies d'émissions caractéristiques de l'élément présent dans la lampe.

Nous les utilisons initialement afin de déterminer la solution en longueur d'onde de chaque trace spectrale sur le CCD, ce qui permet d'associer une longueur d'onde à une localisation spatiale sur le détecteur du CCD.

Ce processus, détaillé dans [RIGAULT et al. \(2019\)](#) et le chapitre ?? de ce manuscrit, est effectué à l'aide de 3 lampes à arc : au Xenon (Xe), Mercure (Hg) et Cadmium (Cd). La combinaison de ces 3 lampes permet de couvrir tout le domaine spectral de la SEDm. La Table 6.1 détaille la position des raies pour chacune des lampes.

TABLE 6.1 – Raies d'émission lampes à arc

Lampe	Raie 1	Raie 2	Raie 3	Raie 4	Raie 5	Raie 6
Hg	4047.7	4359.6	5462.3	5781.7*	...	...
Cd	4679.3	4801.3	5087.2	6440.2	...	...
Xe	7644.1	8250.1*	8386.2*	8821.8	9001.3*	9165.1

**Notes.** La notation \* correspond aux raies d'émissions qui résultent d'un mélange de plusieurs raies très rapprochées spectralement et non discernables par la SEDm.

La LSF de la SEDm pouvant très bien être chromatique, nous allons pouvoir tirer parti de la répartition de ces raies sur toute la plage spectrale. La Figure 6.1 montre le spectre (moyenné sur tout le MLA) des 3 lampes à arc utilisées, en unité de flux par longueur d'onde. La distribution des raies sur l'espace spectral permet une excellente contrainte entre 4000 et 6500Å grâce aux lampes Hg et Cd. La lampe à Xenon permet, elle, de contraindre la solution en longueur d'onde (et a fortiori la LSF dans cette étude) au delà de 7500Å.

### 6.1.2 Détermination de la LSF

En toute rigueur, chaque spaxel possède sa propre réponse impulsionnelle, et il faudrait déterminer la LSF pour chacun d'entre eux. En pratique, nous faisons la supposition que la LSF moyenne sur tout le MLA est suffisamment représentative de la réponse impulsionnelle spectrale de la SEDm à l'échelle locale.

Pour prendre en compte une potentielle variation de la LSF au cours du temps, nous utilisons les solutions en longueurs d'onde de 65 nuits étalées entre 2018 et 2022. Nous récupérons ainsi les positions et écarts types modélisés pour chaque raie d'émission pour

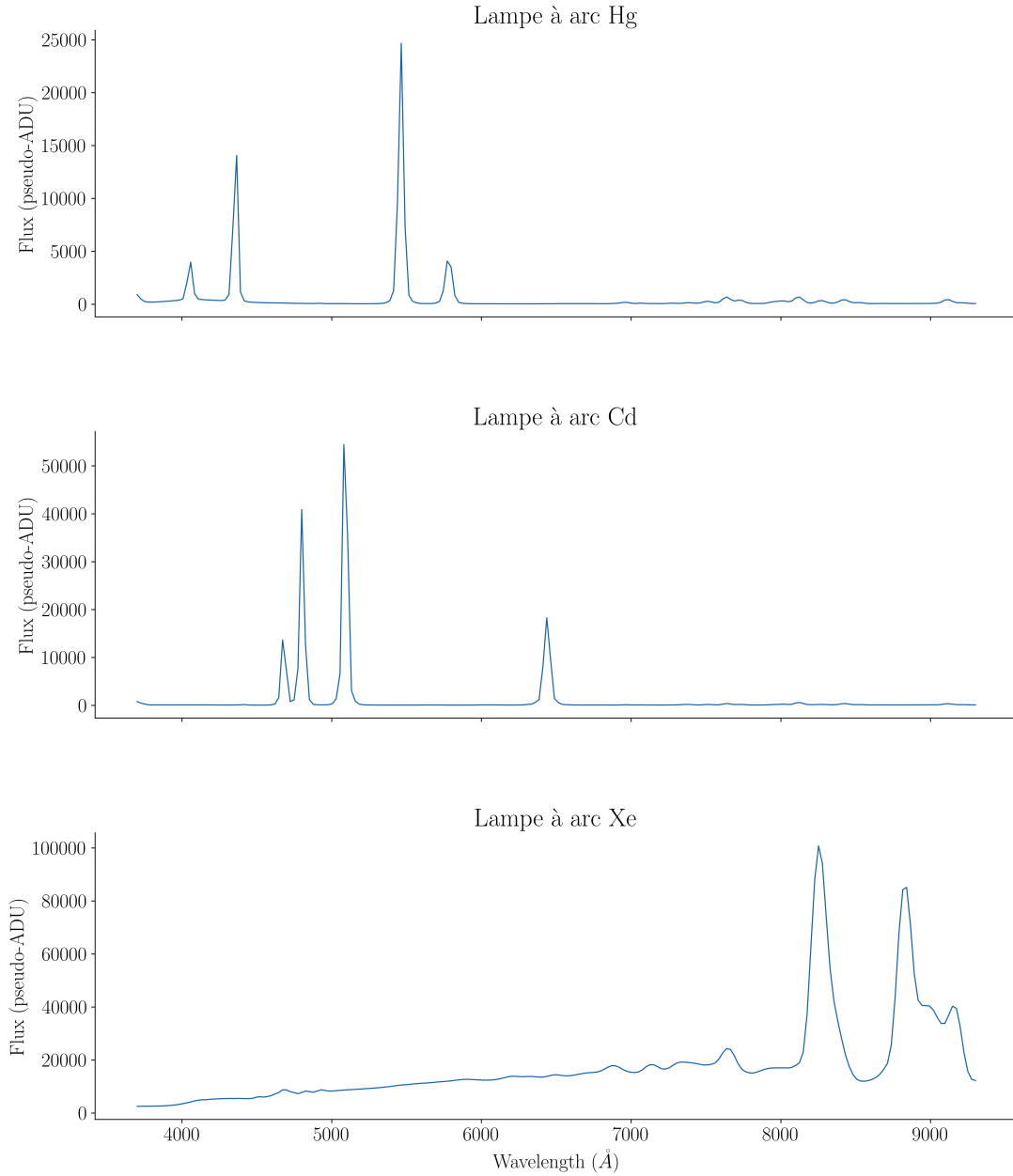


FIGURE 6.1 – Spectres des lampes à arc utilisées pour la SEDm pour la nuit du 3 Juillet 2020. De haut en bas, spectre de la lampe à mercure (Hg), à cadmium (Cd) et à Xenon (Xe). Ces spectres sont en unité de flux (pseudo-ADU) par longueur d’onde, et sont donc reconstruits à partir de la solution en longueur d’onde correspondante. Chaque spectre correspond au spectre moyen sur tout le MLA.

chaque spaxel de chaque nuit. La solution en longueur d’onde nous permet également de passer de l’espace des pixels du CCD à l’espace des longueurs d’onde.

Nous utilisons la médiane de la localisation fittée de chaque raie parmi tous les spaxels, de même pour les écarts types, afin d’éviter les potentiels outliers, notamment sur les bords du MLA (voir [RIGAULT et al. \(2019\)](#)). Les Figure 6.2 et 6.3 montrent la distribution des localisations et écart types médians des 65 nuits pour chaque raie d’émission.

On observe dans la majorité des solutions en longueur d'onde un biais systématique par rapport à la longueur d'onde de la raie de référence de l'ordre de  $3\text{\AA}$  pour les lampes Cd et Hg. Les deux dernières raies de Xenon sont très peu contraintes, et on peut apercevoir une dispersion de l'ordre de  $20\text{\AA}$  entre les différentes nuits d'étude.

La distribution des écarts types propres à chaque raie indique bien une évolution chromatique, avec une résolution spectrale plus fine dans le bleu que dans le rouge. La dispersion sur les nuits sélectionnées est de l'ordre de quelques  $\text{\AA}$ .

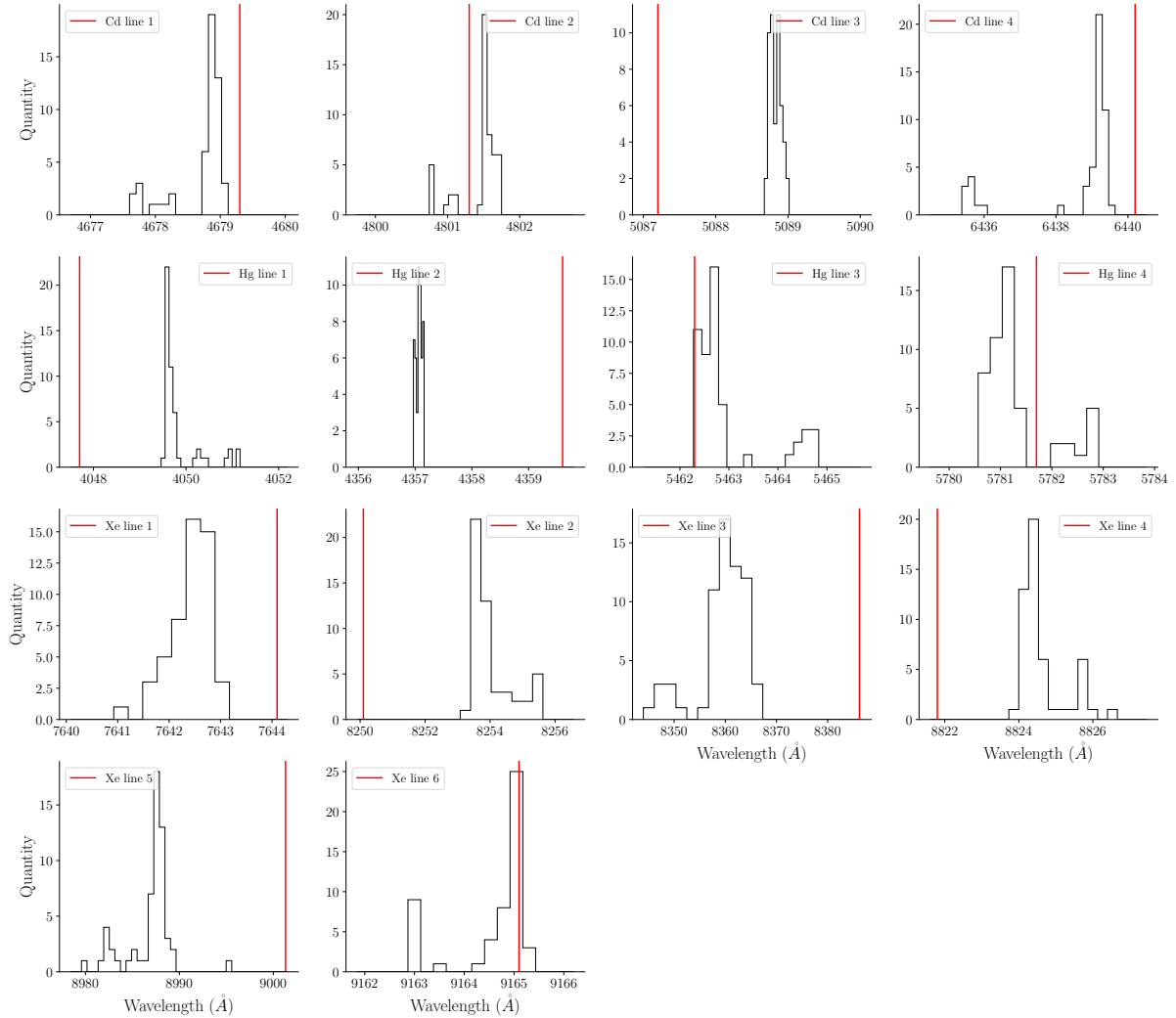


FIGURE 6.2 – Distribution de la localisation des raies des lampes à arc, en considérant la position médiane sur tous les spaxels du MLA pour la solution en longueur d'onde de 65 nuits entre 2018 et 2022. La localisation rouge verticale indique la position de la raie d'émission pour chaque lampe suivant les valeurs de la Table 6.1.

Sachant que les raies d'émission de la lampe à Xenon sont faiblement contraintes, nous choisissons de modéliser la chromaticité de la LSF en utilisant une combinaison linéaire de polynômes de Legendre de degré 2, afin d'éviter un effet d'over-fitting aux extrémités.

Pour rappel, les polynômes de Legendre sont constitués d'une suite de polynômes  $p_n(x)$  de degré  $n$ , et tous les polynômes de la suite sont orthogonaux deux à deux.

On peut les définir sous forme de somme tel que :

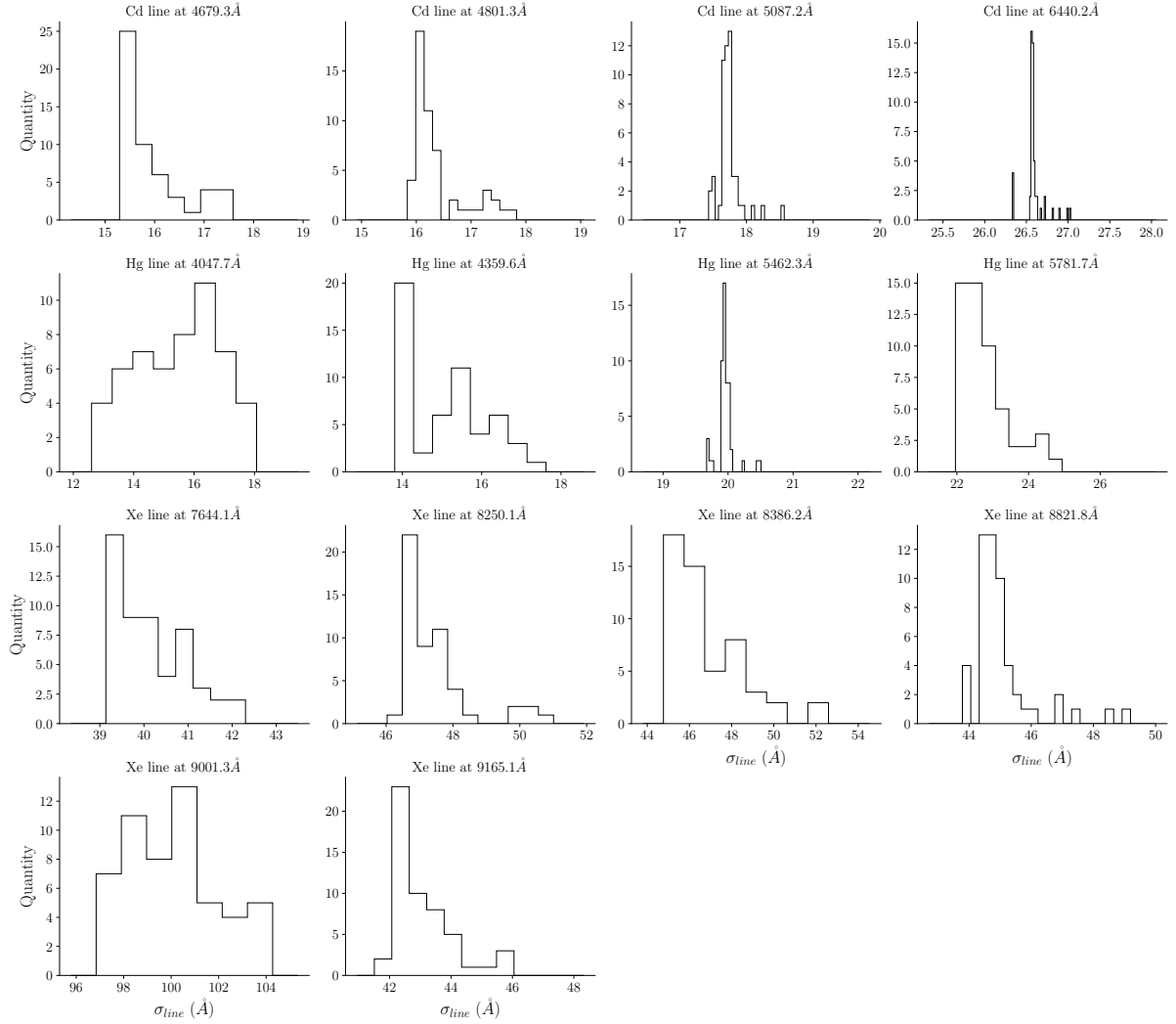


FIGURE 6.3 – Distribution de l'écart type  $\sigma_{line}$  des raies des lampes à arc, en considérant l'écart type médian sur tous les spaxels du MLA pour la solution en longueur d'onde de 65 nuits entre 2018 et 2022.

$$P_n(x) = \frac{1}{2^n} \sum_{k=0}^n \binom{n}{k}^2 (x-1)^{n-k} (x+1)^k \quad (6.1)$$

Notre modèle de LSF chromatique est donc exprimé tel que :

$$\sigma(\lambda) = \sum_i^{n=2} C_i P_i(\lambda) \quad (6.2)$$

Avec  $P_i$  étant les polynômes de Legendre de degré  $i$  et les  $C_i$  les coefficients associés. Nous montrons dans la Figure 6.4 la modélisation de la LSF chromatique, avec les coefficients  $C_i$  fittés :

$$C_0 = 19.65 \pm 0.32$$

$$C_1 = 26.0 \pm 0.6$$

$$C_2 = 7.3 \pm 0.6$$

Pour des raisons de clareté visuelle, nous avons choisi de montrer sur la Figure 6.4 la distribution des écarts types sous forme de violon, la dispersion de la position de la raie étant trop faible pour être discernable sur la figure. Nous présentons la LSF  $\sigma_\lambda$  en unité de longueur d'onde mais également en unité de tranche équivalente pour la SEDm, connaissant l'échantillonnage du domaine spectral.

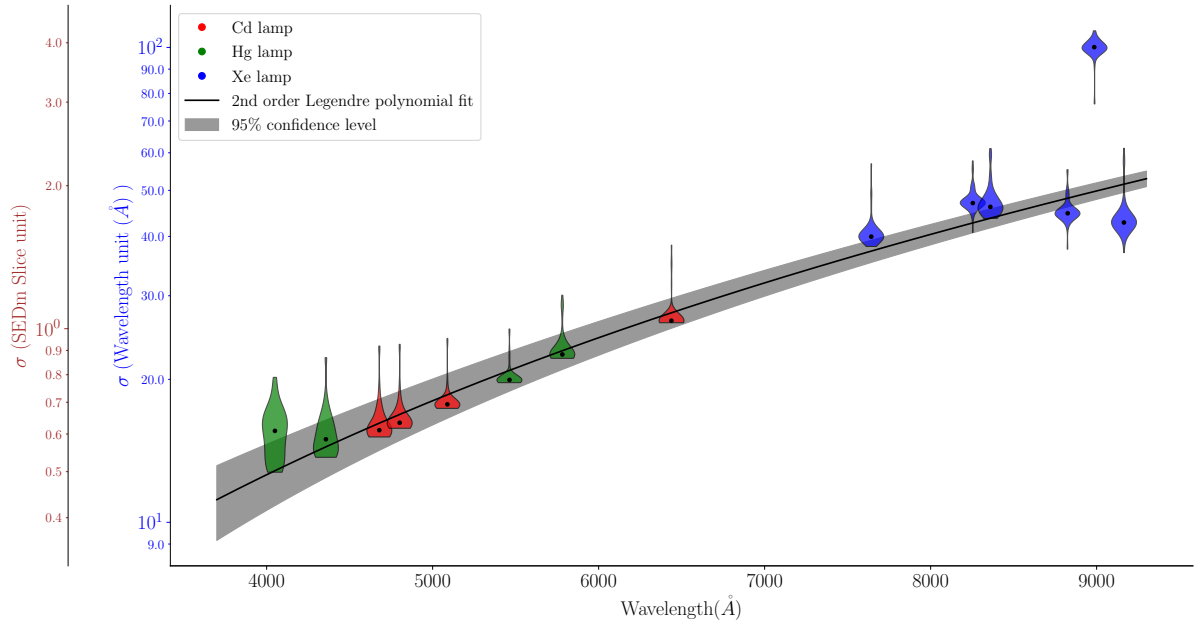


FIGURE 6.4 – Chromaticité de la LSF. Nous montrons ici l'évolution de l'écart type  $\sigma$  des différentes raies d'émission pour les lampes à arc Cd, Hg et Xe en fonction de la longueur d'onde. L'écart type  $\sigma$  est présenté en unité de longueur d'onde ( $\lambda[\text{\AA}]$ ) et en unité d'épaisseur de tranche dans les cubes 3D de la SEDm. Cette étude est réalisée à partir des solutions en longueurs d'onde de 65 nuits étalées entre 2018 et 2022. La dispersion de la position des raies étant très faible et ne pouvant par conséquent être discernable sur la figure, nous présentons la dispersion des  $\sigma$  sous forme de violon. Le code couleur indique la lampe à arc dont est issue la raie d'émission. Le modèle fitté (polynômes de Legendre d'ordre 2) est présenté en courbe noire, et les bandes grises indiquent l'erreur du modèle à 2 sigmas.

Sachant que la largeur à mi-hauteur (FWHM) pour une distribution gaussienne est de  $\text{FWHM} = 2\sqrt{2\ln(2)}\sigma \approx 2.355\sigma$ , nous pouvons également caractériser le pouvoir de résolution de la SEDm, que nous illustrons dans la Figure 6.5. Comme introduit dans [BLAGORODNOVA et al. \(2018\)](#), la résolution spectrale  $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}$  est de l'ordre de 100 sur tout le domaine spectral. Néanmoins, nous pouvons apercevoir que cette résolution spectrale décroît vers le rouge, avec  $R_{\lambda=4000\text{\AA}} \sim 135$ ,  $R_{\lambda=6500\text{\AA}} \sim 100$  et  $R_{\lambda=8500\text{\AA}} \sim 80$ .

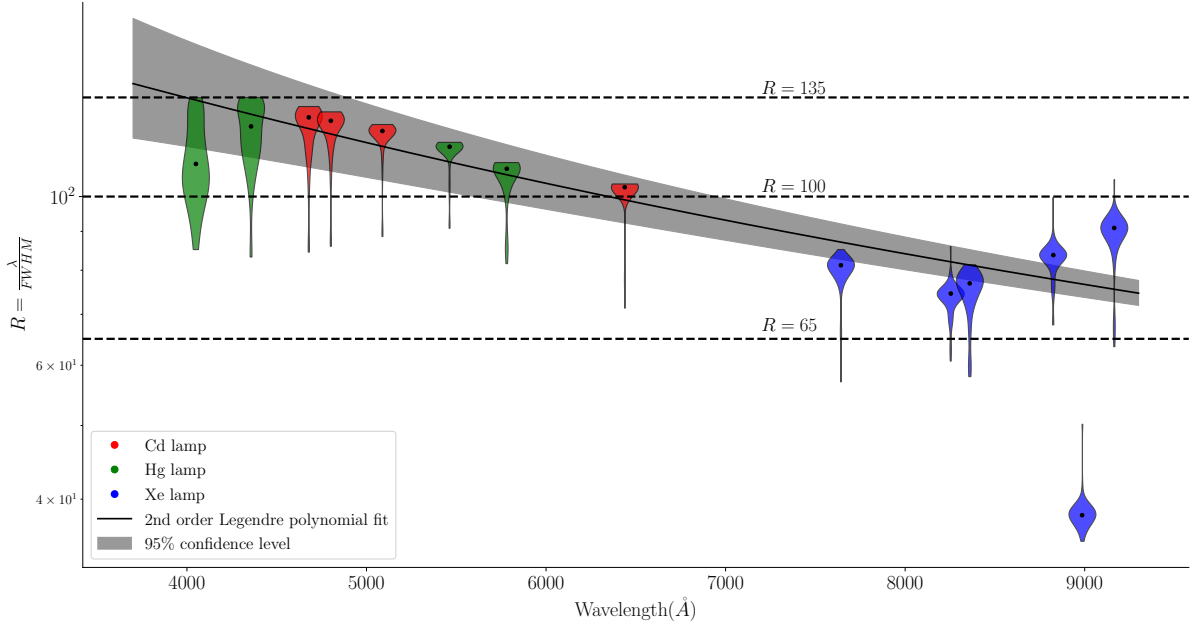


FIGURE 6.5 – Résolution de la SEDm, où  $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}$ , avec  $\lambda$  la longueur d’onde de la raie d’émission et  $\Delta\lambda$  leur largeur à mi hauteur. Un violon correspond à la distribution en résolution à la position d’une raie d’émission (code couleur pour l’origine de la lampe) dans le même esprit que dans la Figure 6.4. Les lignes horizontales en pointillées indiquent les résolutions  $R = 135$ , 100 et 65. La description de la SEDm (BLAGORODNOVA et al., 2018) indique une résolution  $R \sim 100$ , ce qui est l’ordre de grandeur que nous retrouvons ici.

Nous fixons ainsi le modèle chromatique de LSF de la SEDm. Sachant que la résolution des spectres obtenus avec CIGALE est de l’ordre de  $3\text{\AA}$  sur l’intervalle  $[3200-9500]\text{\AA}$  (correspondant à une résolution de  $R = \lambda/d\lambda \approx 2000$ ; BRUZUAL et CHARLOT (2003)), nous choisissons de convoluer directement les spectres du cube intrinsèque par la LSF de la SEDm.

Cette convolution a donc la particularité d’être effectuée avec un kernel gaussien ayant un écart type variable. Pour effectuer numériquement cette transformation, nous procédons à un étirement des spectres par l’inverse de la largeur du kernel à une position donnée. Nous pouvons alors effectuer une convolution avec un kernel fixe, puis “reformer” les spectres à leur échelle initiale.

La Figure 6.6 montre par exemple l’application du modèle de LSF sur le spectre d’un spaxel du cube intrinsèque (le spectre rouge de la Figure ?? après ré-échantillonnage). Le lissage progressif et croissant avec la longueur d’onde dû à la chromaticité de la LSF est clairement visible.

Nous appliquons cette convolution pour tous les spaxels du cube intrinsèque, ce qui nous permet d’avoir notre galaxie hôte dans l’espace spectral de la SEDm.

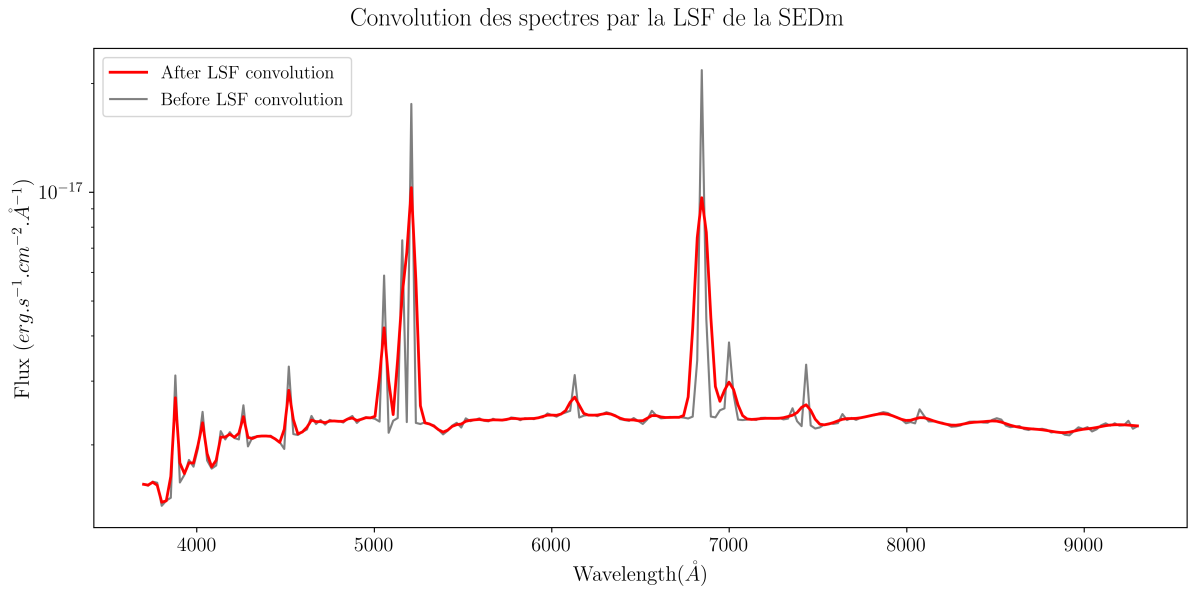


FIGURE 6.6 – Application de la LSF aux spectres du cube intrinsèque obtenu dans le Chapitre ?? (Figure ??). Nous montrons ici un exemple de la convolution sur le spectre après ré-échantillonnage de la Figure ?? (ici en *noir*). Le lissage progressif et croissant avec la longueur d’onde dû à la chromaticité de la LSF est clairement visible. Le résultat de la convolution par le kernel variable est représenté par le spectre *rouge*.



## 6.2 Réponse impulsionnelle spatiale : PSF

La section précédente fut consacrée à la caractérisation de la réponse impulsionnelle spectrale de la SEDm. Nous présentons ici celle de la réponse impulsionnelle spatiale, faite à partir d’observations d’étoiles standards (STDs) qui sont des sources ponctuelles dans le champ de vue de l’IFS.

En associant l’imperfection du système optique et la présence des turbulences atmosphériques (KOLMOGOROV, 1941) dont l’hétérogénéité est dynamique, la structure d’une image varie aléatoirement au cours du temps dans le champ de vue du télescope. Une exposition de quelques secondes est habituellement suffisant pour moyenner ces fluctuations et fixer l’image. Nous pouvons alors relier  $O(\alpha, \lambda)$  le flux d’une source dans une direction  $\alpha$  du ciel à la longueur d’onde  $\lambda$ , et  $\langle I(\alpha, \lambda) \rangle$  la moyenne temporelle du flux observé décrivant l’image obtenue dans le plan focal par la transformation :

$$\langle I(\alpha, \lambda) \rangle = O(\alpha, \lambda) \otimes \langle S(\alpha, \lambda) \rangle \quad (6.3)$$

Avec  $\langle S(\alpha, \lambda) \rangle$  l’image moyenne dans le plan focal d’une source ponctuelle observée à l’infini, qui n’est autre que notre fonction d’étalement de point (PSF). Sa transformée de Fourier, notée  $\langle \tilde{S}(\alpha, \lambda) \rangle$ , est la fonction de transfert du système optique dans son ensemble, qui n’est autre que le produit entre la fonction de transfert du télescope achromatique  $T(f)$ , et la fonction de transfert de l’atmosphère  $B(\lambda, f)$ .

La caractérisation de la PSF est donc cruciale pour une modélisation de scène robuste avec **HYPERGAL**, étant donnée qu’une supernova, qui fera partie des composantes de la scène, est elle même une source ponctuelle à l’instar des STDs.

Cette section est divisée en trois parties. Dans un premier temps nous présenterons le modèle de profil radial utilisé pour la PSF, puis nous détaillerons l’entraînement de ce modèle destiné à le contraindre. Enfin, nous aborderons l’aspect chromatique de cette réponse impulsionnelle ainsi que les effets atmosphériques sur la localisation de la source ponctuelle dans le MLA.

### 6.2.1 Modèle de profil radial

Bien qu’il existe des modèles de PSF dérivés de la théorie des perturbations atmosphériques (KOLMOGOROV, 1941; FRIED, 1966; TOKOVININ, 2002), leur capacité à décrire correctement les données n’est en général pas suffisant. BUTON (2009) montre par exemple dans le cadre de SNfactory que de tels modèles ne permettent pas de bien représenter le “coude” séparant le coeur des ailes du profil radial.

Une simple gaussienne est parfois utilisée comme par KING (1971), mais une telle représentation, quoiqu’efficace pour la représentation du coeur d’une source ponctuelle ne permet pas d’ajuster les ailes du profil radial.

Cette partie de la PSF peut cependant être modéliser par une loi de puissance qui décroît moins vite que la gaussienne, comme introduit par MOFFAT (1969). Des modèles de PSF basés sur cette fonction homonyme (Moffat) ont par exemple été proposés par RACINE (1996); TRUJILLO et al. (2001).

Nous choisissons d’adopter la modélisation proposée dans la thèse de BUTON (2009), qui est également celle utilisée par RIGAULT et al. (2019) pour la description de la PSF de

la SEDm. Ce modèle empirique et analytique a pour but d'introduire une composante pour chaque partie du profil radial, à savoir une Gaussienne pour la description du coeur, et une Moffat pour la description des ailes. Le modèle total est ainsi une simple combinaison linéaire entre ces deux distributions :

$$PSF(r) = N \left[ \eta \times \exp\left(-\frac{r}{2\sigma^2}\right) + \left(1 + \left(\frac{r}{\alpha}\right)^2\right)^{-\beta} \right] \quad (6.4)$$

Les paramètres  $\eta$ ,  $\sigma$ ,  $\alpha$  et  $\beta$  sont les paramètres de forme du profil radial. Il faut cependant prendre également en compte l'éventualité de défaut de focalisation et/ou de fortes variations de guidage du télescope, dont la conséquence sera d'induire une ellipticité à notre source ponctuelle dans le plan focal, et ne sera ainsi plus une image circulaire.

Le rayon  $r$  de l'équation 6.4 est ainsi un rayon elliptique, tel que :

$$r^2 = r_{ell}^2 = (x - x_0)^2 + \mathcal{A}(y - y_0)^2 + 2\mathcal{B}(x - x_0) \times (y - y_0) \quad (6.5)$$

Avec  $x_0$  et  $y_0$  les coordonnées du centre de la source ponctuelle.

Les paramètres  $\mathcal{A}$  et  $\mathcal{B}$  décrivent simultanément le rapport des deux axes  $q$  et l'orientation de l'ellipticité  $\phi$  tel que :

$$q = 1 - \frac{\left(\sqrt{(1 - \mathcal{A})^2 + 4\mathcal{B}^2} - (1 + \mathcal{A})\right)}{\left(-\sqrt{(1 - \mathcal{A})^2 + 4\mathcal{B}^2} - (1 + \mathcal{A})\right)} \quad (6.6)$$

$$\phi = \begin{cases} \frac{1}{2} \cot^{-1}\left(\frac{1-\mathcal{A}}{2\mathcal{B}}\right) & \text{si } \mathcal{A} > 1 \\ \frac{\pi}{2} + \frac{1}{2} \cot^{-1}\left(\frac{1-\mathcal{A}}{2\mathcal{B}}\right) & \text{si } \mathcal{A} < 1 \end{cases} \quad (6.7)$$

Ce formalisme décrit ainsi entièrement la source ponctuelle à l'amplitude près. Il faut cependant également tenir compte du fond du ciel, le *background*. Cette composante ce rajoute donc au profil de PSF. En temps normal, la composante du ciel est censée être uniforme, et une constante devrait suffir à la modéliser. Dans notre cas, les cubes extraits avec PYSEDm (RIGAULT et al., 2019) présentent régulièrement des artefacts indésirables notamment sur les bords du cube, et sont d'autant plus intenses aux extrémités de l'espace spectral couvert par la SEDm. Afin de pallier à ces effets, nous introduisons un background polynomial d'ordre 2, de sorte que :

$$\text{Bkgd}(x, y) = (b_{xx} \times x^2) + (b_{yy} \times y^2) + (b_{xy} \times xy) + (b_x \times x) + (b_y \times y) + b_0 \quad (6.8)$$

Avec  $x$  et  $y$  les coordonnées en spaxel de notre cube, et  $b_0$  une constante qui n'est autre que la composante qui décrit le fond de ciel.

Nous montrons dans la Figure 6.7 un exemple de profil radial fitté sur une meta-tranche à 6244Å pour la STD 25d4655, avec les différentes contributions de la fonction d'étalement de point.

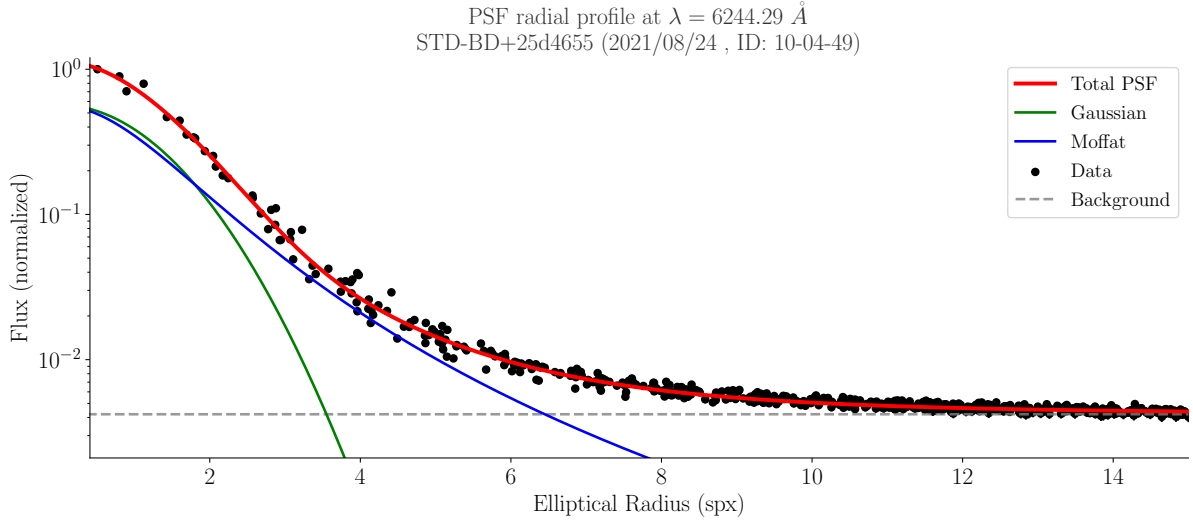


FIGURE 6.7 – Profil radial pour la méta-tranche à  $6244\text{\AA}$  de l'étoile standard 25d4655.

### 6.2.2 Entraînement du modèle

Notre modèle de PSF contient ainsi 4 paramètres de forme ( $\eta, \alpha, \beta, \sigma$ ) et 2 paramètres de focalisation décrivant l'ellipticité et l'orientation. Ces 6 paramètres sont cependant à priori chromatiques, et le nombre de degré de liberté pour décrire une simple source ponctuelle devient trop important.

Nous nous sommes ainsi penchés sur l'étude des corrélations entre ces paramètres et leur chromaticité, afin de contraindre notre modèle de PSF. Pour faire cela, nous avons utilisé environ 150 cubes de données d'étoiles standards, observées avec la SEDm en 2021 toutes saisons confondues.

Dans un premier temps, nous procédons à un ajustement avec la fonction d'étalement de point entièrement libre, pour 9 méta-slices indépendantes entre  $4500$  et  $9000 \text{ \AA}$ . Nous avons choisi de ne pas considérer les longueurs d'ondes au delà de ces extrémités à cause des artefacts trop intenses générés lors de l'extraction des spectres du CCD, pouvant aller jusqu'à masquer la source astronomique dans le champ de vue du MLA.

Nous avons ainsi commencé par chercher quels paramètres présentaient la plus forte corrélation avec les autres. La Figure 6.8 met ainsi en évidence, d'une part, une très forte corrélation entre  $\alpha$  et  $\beta$ , mais également le fait que  $\alpha$  semble montrer le plus de corrélation avec les autres paramètres de forme. Nous choisissons ainsi  $\alpha$  comme paramètre directeur de notre modèle de PSF.

L'idée est alors de fixer adéquatement les corrélations entre les paramètres, puis de ré-entraîner le modèle de PSF avec ses nouvelles contraintes. On vérifie alors à nouveau la présence ou non d'autres fortes corrélations, et nous les fixons successivement.

Cet entraînement est également réalisé chromatiquement. En effet, même si 2 paramètres sont fortement corrélés sur l'ensemble de l'intervalle spectral étudié, nous ne savons pas a priori si la forme de ces corrélations sont, ou non, chromatiques. Nous analysons ainsi l'évolution de ces corrélations en fonction de la longueur d'onde.

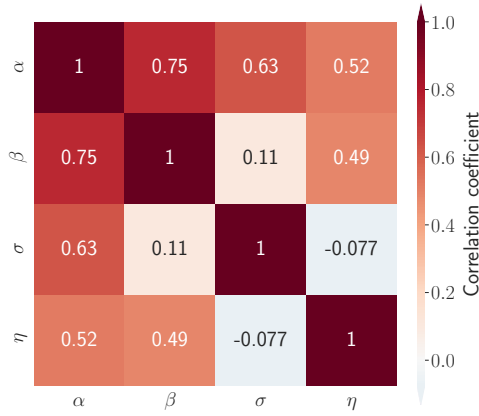


FIGURE 6.8 – Matrice de corrélation des paramètres de PSF toutes méta-tranches confondues, avec tous les paramètres libres.

### 6.2.2.1 Première contrainte : $\alpha$ vs $\beta$

Le rayon ( $\alpha$ ) et l'exposant ( $\beta$ ) de la Moffat sont les deux paramètres qui présentent la plus forte corrélation et de façon significative, nous commençons donc par fixer celle-ci. Nous présentons dans la Figure 6.9 les ajustements linéaires pour chaque méta-tranche. Cet ajustement est effectué par minimisation de  $\chi^2$ , en pondérant donc par les erreurs.

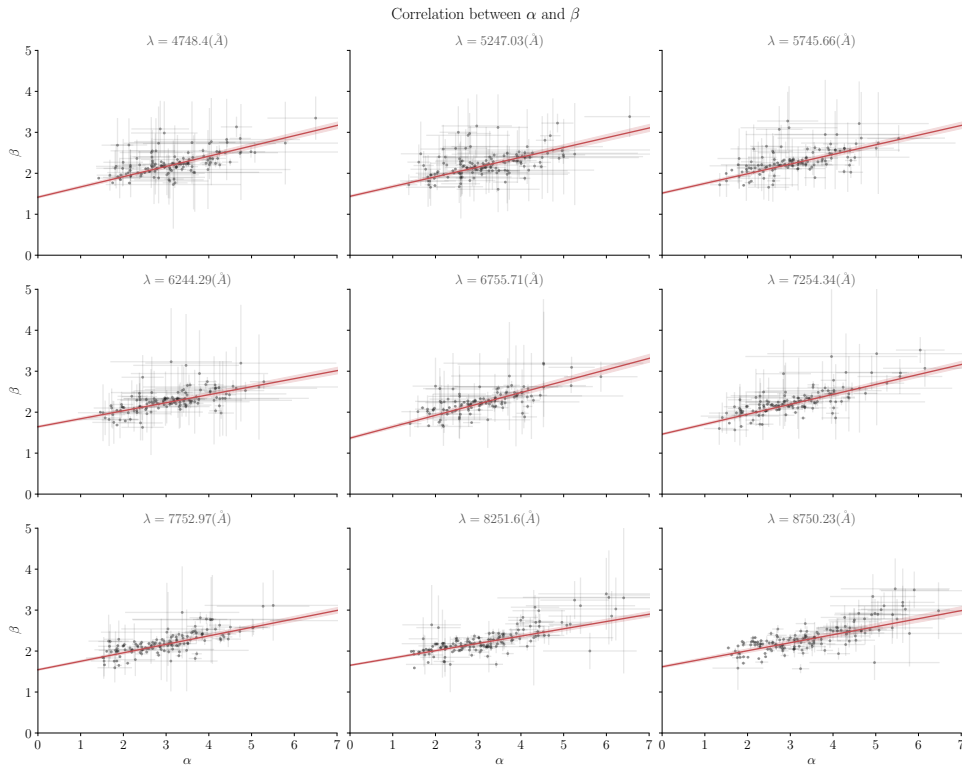


FIGURE 6.9 – Chromaticité des corrélations entre  $\alpha$  et  $\beta$

La chromaticité de ces ajustements est représenté dans la Figure 6.10, où nous montrons l'évolution du point zéro (ordonnée à l'origine) et de la pente en fonction de la longueur d'onde de la meta-tranche considéré. On observe des effets chromatiques de l'ordre de 12% pour la pente, et de 6% pour le point zéro. Nous avons choisi d'ignorer ces effets chromatiques, et de fixer  $\beta(\alpha)$  indépendamment de la longueur d'onde comme une

combinaison linéaire tel que

$$\beta(\alpha) = \beta_1 \times \alpha + \beta_0 \quad (6.9)$$

Avec  $\beta_1$  et  $\beta_0$  fixés.

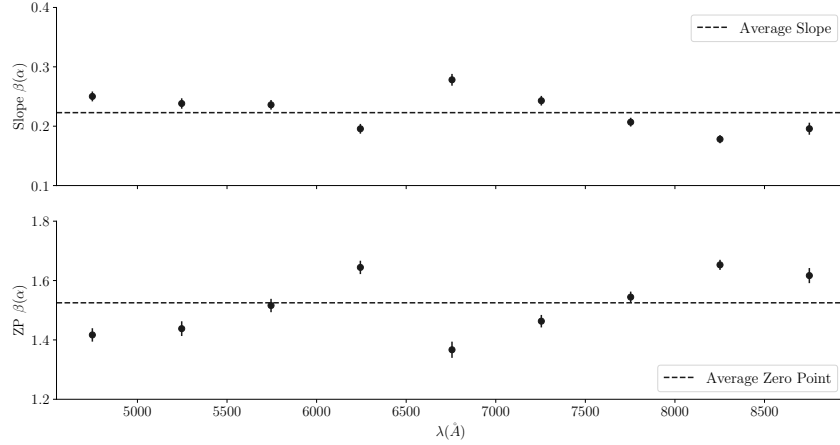


FIGURE 6.10 – Chromaticité de la pente et du point zéro entre  $\alpha$  et  $\beta$

### 6.2.2.2 Seconde contrainte : $\alpha$ vs $\sigma$

Après avoir fixé la corrélation entre  $\alpha$  et  $\beta$ , on effectue une nouvelle fois l'ajustement du modèle de PSF pour les mêmes étoiles standards utilisées précédemment. Nous montrons dans la Figure 6.11 la nouvelle matrice de corrélation entre les paramètres de forme en négligeant la chromaticité, le but étant juste d'avoir une estimation des paramètres présentant les plus fortes corrélations.

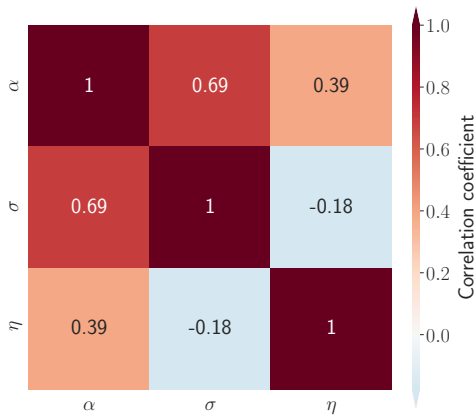
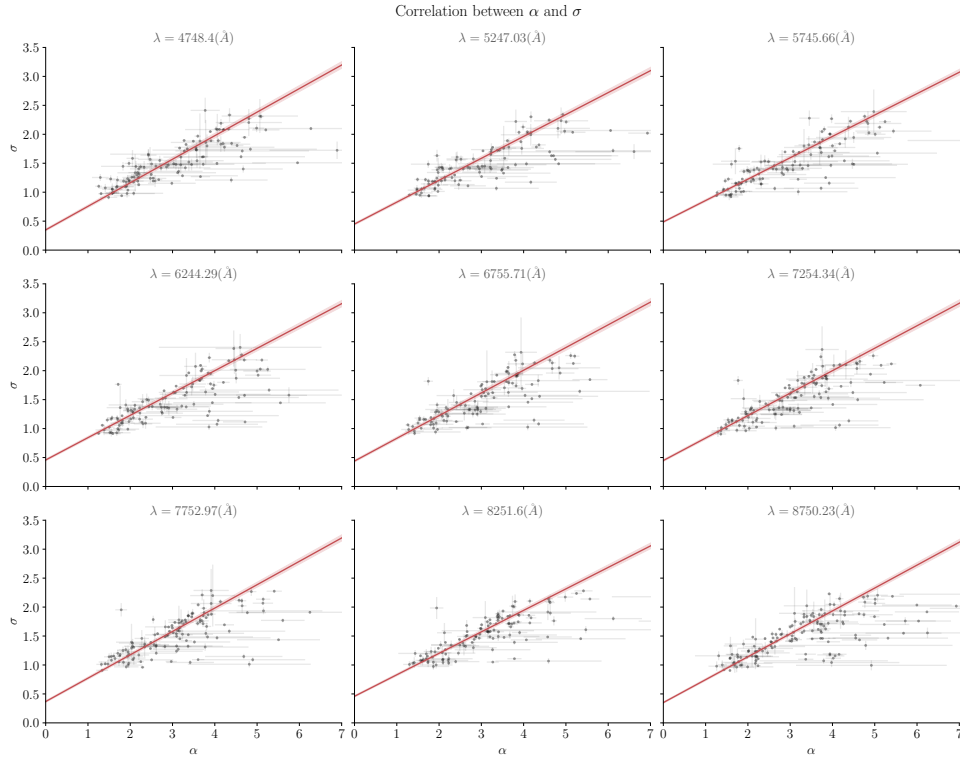


FIGURE 6.11 – Matrice de corrélation des paramètres de PSF toutes méta-tranches confondues, après fixation de  $\beta(\alpha)$ .

Nous nous intéressons donc à présent à la relation entre  $\alpha$  (le rayon de la Moffat) et  $\sigma$ , le rayon de la gaussienne.

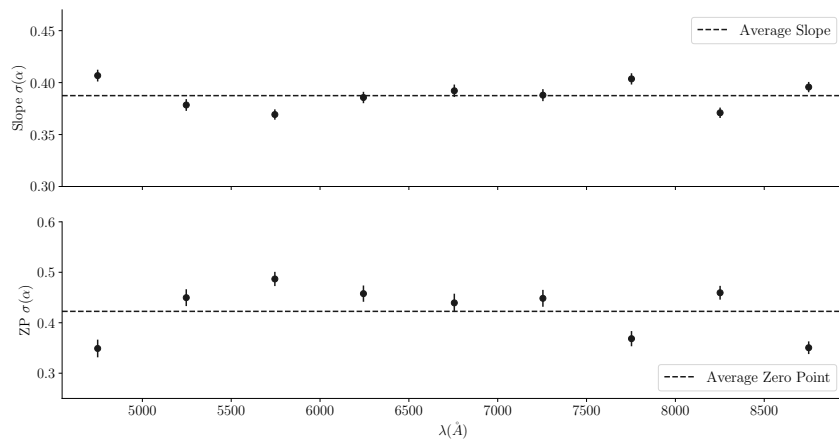
De la même manière que précédemment, nous présentons dans la Figure 6.12 les ajustements linéaires entre ces deux paramètres pour chaque méta-tranche. Il est à noter que cette corrélation est presque aussi significative que celle entre  $\alpha$  et  $\beta$ , ce qui montre à quel point ces trois paramètres sont corrélés entre eux.

FIGURE 6.12 – Chromaticité des corrélations entre  $\alpha$  et  $\sigma$ 

Tout comme précédemment, la chromaticité de ces ajustements est représenté dans la Figure 6.13, où nous montrons l'évolution du point zéro et de la pente en fonction de la longueur d'onde de la meta-tranche considéré. On observe cette fois ci des effets chromatiques de l'ordre de seulement 3% pour la pente, et de 8% pour le point zéro. Nous avons à nouveau choisi d'ignorer ces effets chromatiques, et de fixer  $\sigma(\alpha)$  indépendamment de la longueur d'onde comme une combinaison linéaire tel que

$$\sigma(\alpha) = \sigma_1 \times \alpha + \sigma_0 \quad (6.10)$$

Avec  $\sigma_1$  et  $\sigma_0$  fixés.

FIGURE 6.13 – Chromaticité de la pente et du point zéro entre  $\alpha$  et  $\sigma$

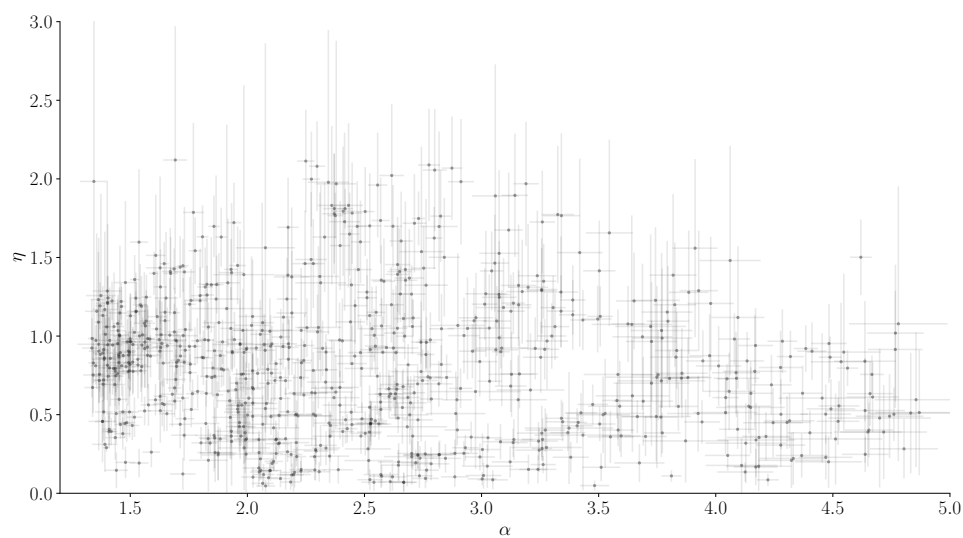


FIGURE 6.14

### 6.2.3 Chromaticité et ADR

## 6.3 Validation

### 6.3.1 Calibration photométrique

### 6.3.2 Résultats

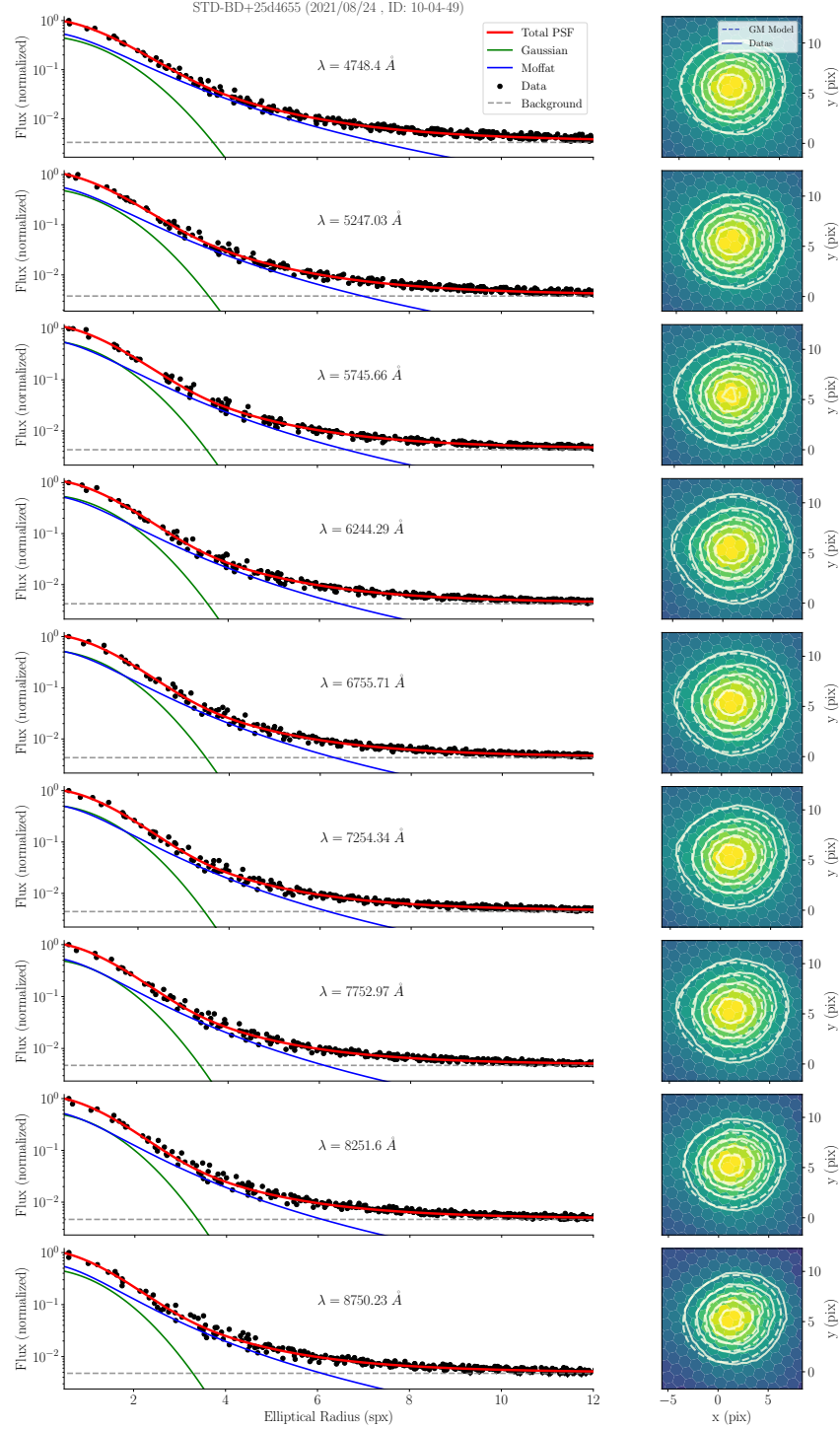


FIGURE 6.15 – Profil radial et contours des 9 metaslices de la STD



# Bibliographie

- BLAGORODNOVA N., NEILL J. D., WALTERS R. et al. 2018, « The SED Machine : A Robotic Spectrograph for Fast Transient Classification », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 130, 035003 ↑ Section 6.1.2, ↑ Section 6.5
- BRUZUAL G. et CHARLOT S. 2003, « Stellar population synthesis at the resolution of 2003 », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 344, 1000 ↑ Section 6.1.2
- BUTON C. 2009, « Étalonnage spectro-photométrique du SuperNova Integral Field Spectrograph dans le cadre du projet the Nearby Supernova Factory », Theses, Université Claude Bernard - Lyon I, ↑ Section 6.2.1
- FRIED D. L. 1966, « Optical Resolution Through a Randomly Inhomogeneous Medium for Very Long and Very Short Exposures », *Journal of the Optical Society of America* (1917-1983), 56, 1372 ↑ Section 6.2.1
- KING I. R. 1971, « The Profile of a Star Image », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 83, 199 ↑ Section 6.2.1
- KOLMOGOROV A. 1941, « The Local Structure of Turbulence in Incompressible Viscous Fluid for Very Large Reynolds' Numbers », *Akademiia Nauk SSSR Doklady*, 30, 301 ↑ Section 6.2, ↑ Section 6.2.1
- MOFFAT A. F. J. 1969, « A Theoretical Investigation of Focal Stellar Images in the Photographic Emulsion and Application to Photographic Photometry », *Astronomy and Astrophysics*, 3, 455 ↑ Section 6.2.1
- RACINE R. 1996, « The Telescope Point Spread Function », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 108, 699 ↑ Section 6.2.1
- RIGAULT M., NEILL J. D., BLAGORODNOVA N. et al. 2019, « Fully automated integral field spectrograph pipeline for the SEDMachine : pysedm », *Astronomy and Astrophysics*, 627, A115 ↑ Section 6.1.1, ↑ Section 6.1.2, ↑ Section 6.2.1, ↑ Section 6.2.1
- TOKOVININ A. 2002, « From Differential Image Motion to Seeing », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 114, 1156 ↑ Section 6.2.1
- TRUJILLO I., AGUERRI J. A. L., CEPÁ J. et GUTIÉRREZ C. M. 2001, « The effects of seeing on Sérsic profiles - II. The Moffat PSF », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 328, 977 ↑ Section 6.2.1