

SpecINTI et specINTI Editor V4

Guide de traitement des spectres

Christian Buil et Valerie Desnoux

12 juillet 2026

Table des matières

1	Avant-propos	3
2	Organisation de ce guide	3
3	Rappels	3
3.1	Extraction du profil spectral	4
3.2	Étalonnage spectral	4
3.3	Étalonnage en flux	5
3.4	Scénarios de traitement	5
4	Interface standard : usage pour la basse résolution spectrale	8
4.1	Calibration en basse résolution	9
4.2	Traitement en basse résolution	16
4.3	Traitement du spectre d'un objet à surface étendue	21
5	Interface standard : usage pour la haute résolution spectrale	27
5.1	Calibration en haute résolution	27
5.2	Traitement en haute résolution	35
5.3	Retour sur la réponse instrumentale	36
6	Interface avancée : usage pour la basse résolution spectrale	38
6.1	Comprendre les notions de fichier de configuration et d'observation	40
6.2	Évaluation de la loi d'étalonnage spectral et de la réponse instrumentale	44
6.3	Variantes autour du calcul des paramètres d'étalonnage	50
6.4	Réduction du spectre en basse résolution	53
6.5	Configurations avancées	56

6.5.1	line_type: absorption	57
6.5.2	line_type: emission	58
6.5.3	line_type: external	58
6.5.4	line_type: lateral	62
6.6	Prise en compte de la transmission atmosphérique	67
6.7	Retour sur la technique d'étalonnage : le cas d'une étoile froide	71
7	L'interface avancée : usage pour la haute résolution spectrale	74
7.1	Généralités	74
7.2	Évaluation de la réponse instrumentale	78
7.3	Traitement de routine des spectres haute résolution	84
8	Synthèse	87
8.1	Première embûche : le flat-field indispensable	87
8.2	Seconde embûche : l'étoile étalon n'est pas de type spectral A	88
8.3	Quatrième embûche : attention à l'étroitesse du spectre	91
8.4	Cinquième embûche : attention à la largeur de binning	93
9	Le cas du spectrographe Alpy 600	96
10	Le cas de l'observation dans l'infrarouge	112
11	Annexe 1 : Modes utilitaires	115
11.1	Mode -2	116
11.2	Mode -3	116
11.3	Mode -4	117
11.4	Mode -5	117
12	Annexe 2 : Manuel de référence des paramètres	118
12.1	Paramètres liés à la session d'observation	118
12.2	Paramètres liés aux spectres	118
12.3	Paramètres d'exploitation	125
13	Annexe 3 : Manuel de référence des fonctions	127
14	Annexe 4 : Spectres de référence	130

1 Avant-propos

Ce guide décrit le traitement des spectres astronomiques à l'aide du logiciel **specINTI** et de son interface **specINTI Editor** (version V4 et supérieures). Il s'agit d'un logiciel proposé gratuitement.

Le logiciel peut être téléchargé depuis le site officiel :

https://solex.astrosurf.com/specinti1_fr.html

Vous pouvez faire tourner cette application depuis les environnements Windows, MacOS et Linux.

Pour lire efficacement le présent guide, nous recommandons de vous familiariser au préalable avec l'interface et l'emploi du logiciel en consultant le manuel d'utilisation téléchargeable au format PDF depuis ce lien :

https://buil.astrosurf.com/specinti4/manuel_specinti_FR.pdf

2 Organisation de ce guide

De nombreux exemples illustrent les différentes parties du guide. Les données correspondantes sont disponibles en téléchargement ; nous **encourageons** le lecteur à les rejouer pas à pas pour un apprentissage efficace.

Bien que **specINTI** permette de traiter une grande variété de données spectrales, nous nous limitons ici à deux grandes catégories dans un souci de clarté : les spectres acquis en **haute résolution** ($R > 10\,000$) et ceux acquis en **basse résolution** ($R < 1\,500$).

Après quelques rappels sur l'enjeu du traitement, ce guide explique, dans l'ordre, comment traiter les spectres depuis :

- l'interface dite « Standard », introduite à partir de la version V4, imaginée pour une prise en main rapide et intuitive ;
- l'interface dite « Avancée », destinée à un traitement plus précis lorsque la situation l'exige.

Le document est complété par un point particulier concernant le traitement des données provenant du spectrographe **Alpy 600**, ainsi que par des annexes.

3 Rappels

La *réduction* de données spectrales — c'est ainsi que l'on désigne ce travail de traitement — consiste à transformer une image brute en une information physique exploitable : le flux de la source (pour nous relatif) en fonction de la longueur d'onde. Ce processus se décompose en trois étapes fondamentales :

1. extraire une courbe représentant l'intensité du spectre le long de la trace enregistrée sur l'image débarrassée des biais d'origine instrumentale ;
2. associer une longueur d'onde à chaque point de cette courbe — c'est l'étalonnage spectral ;

3. corriger les effets instrumentaux et atmosphériques afin de retrouver la distribution réelle d'intensité de la source. C'est la prise en compte de la correction de la réponse instrumentale au flux optique entrant.

En d'autres termes, l'image brute bidimensionnelle se transforme progressivement en une mesure physique calibrée.

3.1 Extraction du profil spectral

Tout commence par la correction des défauts propres au capteur : soustraction du signal d'offset et du signal d'obscurité, puis correction des variations de sensibilité pixel à pixel grâce à une image de « flat-field ». Cet ensemble de corrections, connu sous le nom de traitement **DOF** (*Dark, Offset, Flat-field*), est identique à celui pratiqué en imagerie du ciel profond.

Le signal spectral de l'objet peut alors être isolé : le fond de ciel est estimé dans les zones situées de part et d'autre de la trace spectrale, puis soustrait.

Vient ensuite l'extraction proprement dite : le flux est sommé colonne après colonne le long de la trace, produisant une courbe unidimensionnelle appelée *profil spectral*.

Cette étape s'apparente à une « compression » intelligente : toute l'information contenue dans l'image bidimensionnelle (2D) est condensée en un signal 1D, sans sacrifier l'information spectrale. Elle requiert néanmoins un soin particulier, notamment en ce qui concerne la géométrie de la trace et la maîtrise du bruit.

3.2 Étalonnage spectral

À ce stade, le profil spectral est exprimé en intensité par pixels : il s'agit maintenant de convertir l'axe des pixels en longueurs d'onde, opération au cœur de toute spectroscopie quantitative.

La clé réside dans l'établissement d'une **loi de dispersion**, c'est-à-dire une relation reliant la position x en pixels sur le détecteur à la longueur d'onde λ . Dans la plupart des cas, cette loi n'est pas strictement linéaire et se modélise par un polynôme, souvent de degré 2, généralement suffisant dans un spectrographe à réseau¹.

$$\lambda(x) = ax^2 + bx + c$$

Les coefficients (a, b, c) sont déterminés à partir de sources de référence — lampes spectrales ou étoiles — dont certaines raies ont des longueurs d'onde précisément connues. En identifiant ces raies dans le spectre mesuré, la correspondance entre pixels et longueurs d'onde s'établit naturellement.

L'image est parlante : il s'agit de graduer une règle, en attribuant à chaque pixel une position précise dans le domaine spectral. Plus exactement :

- un polynôme de degré 2 suffit dans la grande majorité des cas comme on l'a dit ;
- les positions des raies sont mesurées avec une précision sub-pixel ;
- les coefficients a et b caractérisent la dispersion de l'instrument ;
- le terme c traduit un décalage global, susceptible de varier légèrement d'une acquisition à l'autre du fait des déformations de l'instrument. C'est le terme dit *constant* du polynôme.

1. Lorsque l'élément dispersif du spectrographe est un *GRISM*, comme le modèle Alpy 600, un degré 3 peut être nécessaire pour correctement ajuster la loi spectrale. Lire à ce propos la section 9 de ce document.

3.3 Étalonnage en flux

L'axe spectral étant calibré, il reste à corriger l'intensité mesurée — étape elle aussi indispensable à toute interprétation quantitative.

Le signal brut enregistré par le détecteur, $S_{\text{brut}}(\lambda)$, est en effet le produit du signal réel par deux facteurs perturbateurs :

- la réponse instrumentale $\mathcal{R}(\lambda)$, qui regroupe les effets de l'optique (miroirs, lentilles, réseau...) et du détecteur ;
- la transmission atmosphérique $T_a(\lambda)$, variable selon les conditions d'observation.

Ce qui s'écrit :

$$S_{\text{brut}}(\lambda) = S_{\text{réel}}(\lambda) \mathcal{R}(\lambda) T_a(\lambda)$$

Le spectre physique de la source s'en déduit par simple division :

$$S_{\text{réel}}(\lambda) = \frac{S_{\text{brut}}(\lambda)}{\mathcal{R}(\lambda) T_a(\lambda)}$$

Cette correction revient à « déformer en sens inverse » le signal mesuré pour retrouver celui qu'émettait réellement la source. Deux points méritent d'être soulignés :

- la réponse instrumentale est généralement stable ; elle caractérise l'instrument et ne varie guère dans le temps ;
- la transmission atmosphérique, en revanche, dépend étroitement des conditions d'observation : masse d'air (c'est-à-dire élévation angulaire au-dessus de l'horizon), aérosols, humidité...

Ces trois étapes — extraction, étalonnage spectral et étalonnage en flux — forment ainsi la chaîne complète de réduction : au terme de ce parcours, l'image brute s'est transformée en une courbe, très riche en informations, qu'il reste à analyser.

3.4 Scénarios de traitement

La vocation de `specINTI` est de prendre en charge l'ensemble des étapes de traitement décrites précédemment. Si les premières opérations — traitement DOF, corrections géométriques et extraction du profil spectral — restent globalement similaires quelle que soient la cible et l'instrument, des différences apparaissent dès l'étalonnage spectral et l'étalonnage en flux.

Deux grandes familles de situations se distinguent : les spectres à haute résolution et les spectres à basse résolution (voir la définition à la section 2). Selon le cas, les opérations d'étalonnage ne suivent pas exactement le même chemin ; on parle alors de *pipelines* (ou scénarios) de traitement distincts. Dans la pratique, ces approches peuvent parfois se recouper, mais seuls les cas les plus courants sont abordés ici.

Le tableau 1 résume les options de traitement les mieux adaptées à chaque régime de résolution.

Le nombre d'options peut sembler important au premier abord ; il n'y a pourtant pas lieu de s'en inquiéter : leur logique deviendra rapidement évidente à travers les exemples simples et concrets proposés dans la suite.

La différence essentielle entre les deux modes de traitement, telle qu'elle est mise en œuvre dans `specINTI`, tient à la manière dont est gérée l'étalonnage (ou calibration) :

- **En haute résolution**, la loi d'étalonnage spectral est déterminée au sein même du pipeline de traitement. La réponse instrumentale, en revanche, est évaluée en amont, lors d'une étape distincte. Ce choix, qui peut sembler introduire une complexité supplémentaire, s'avère en réalité avantageux : la réponse instrumentale varie peu dans le temps et peut être réutilisée pour un grand nombre de spectres, qu'ils soient issus d'une même session ou de nuits d'observation différentes.
- **En basse résolution**, le pipeline requiert de fournir à la fois la réponse instrumentale et la loi de dispersion spectrale. **specINTI** propose heureusement des outils largement automatisés pour déterminer ces éléments ; leur mise en œuvre est rapide et ne présente aucune difficulté particulière, comme le montreront les sections suivantes.

Le rôle du pipeline se limite alors essentiellement à un ajustement du terme constant c de la loi de dispersion, destiné à compenser de légères déformations mécaniques et thermiques susceptibles de faire varier la position de la trace sur le détecteur suivant le point visé sur la route céleste ou le temps qui passe. C'est cette exigence, visant à trouver le terme c , qui est à l'origine des différents sous-modes de traitement : *none*, *external*, *lateral*, *emission* et *absorption*.

TABLE 1 – Tableau des modes de traitement

Fonction	Mode	Line_type	Source d'étalonnage	Paramétrage de la configuration
Traitement des spectres à haute résolution spectrale	0	External	Utilisation d'une lampe à raies d'émission avant ou après la prise de vue	Si une lampe au néon est disponible : <code>auto_calib</code> , sinon utiliser les paramètres <code>wavelength</code> et <code>line_pos</code> . Évaluation automatique de la loi d'étalonnage spectral. Fournir le fichier de réponse instrumentale (paramètre <code>instrumental_response</code>)
		Lateral	Utilisation d'une lampe à raies d'émission allumée en continu ou par intermittence pendant les prises de vue	Même configuration que ci-dessus
Traitement des spectres à basse résolution spectrale	1	None	Aucune	Utilisation directe des coefficients de la loi d'étalonnage en longueur d'onde (paramètre <code>calib_coef</code> à renseigner). Fournir le fichier de réponse instrumentale (paramètre <code>instrumental_response</code>)
		External	Lampe à raies d'émission avant ou après la prise de vue. Les spectres de l'objet et d'étalonnage sont acquis séparément	Le polynôme de la loi d'étalonnage en longueur d'onde doit être fourni, ainsi qu'au moins une longueur d'onde et une position de raie (paramètres <code>wavelength</code> et <code>line_pos</code>). Ces raies servent à ajuster le terme constant A_0 . Fournir le fichier de réponse instrumentale (paramètre <code>instrumental_response</code>)
		Lateral	Lampe à raies d'émission éclairant l'instrument pendant la prise de vue, ou utilisation des raies de l'airglow ou de la pollution lumineuse. L'image scientifique et l'image d'étalonnage sont confondues	Même configuration que ci-dessus
		Emission	Source d'étalonnage naturelle : utilisation de raies d'émission de longueurs d'onde connues présentes dans le spectre de l'objet	Le polynôme de la loi d'étalonnage en longueur d'onde doit être fourni. Les raies d'émission de l'objet observé servent à ajuster le terme A_0 du polynôme. Fournir le fichier de réponse instrumentale (paramètre <code>instrumental_response</code>)
		Absorption	Source d'étalonnage naturelle : utilisation de raies d'absorption de longueurs d'onde connues présentes dans le spectre de l'objet	Le polynôme de la loi d'étalonnage en longueur d'onde doit être fourni. Les raies d'absorption de l'objet observé servent à ajuster le terme A_0 du polynôme. Fournir le fichier de réponse instrumentale (paramètre <code>instrumental_response</code>)

4 Interface standard : usage pour la basse résolution spectrale

Cette section détaille la marche à suivre pour traiter des spectres acquis en **basse résolution**.

L'usage de l'interface « standard » de **specINTI Editor** est abordé en premier (voir figure 1). Cette interface sera familière à quiconque a déjà manipulé un logiciel de traitement d'images, celles du ciel profond par exemple. C'est cette même interface de vous voyez en premier au lancement du logiciel.

L'interface « avancée », plus riche en fonctionnalités, sera présentée dans un second temps (à la section 6) ; elle n'est pas nécessairement plus complexe à maîtriser dès lors que la philosophie de l'interface standard a été assimilée.

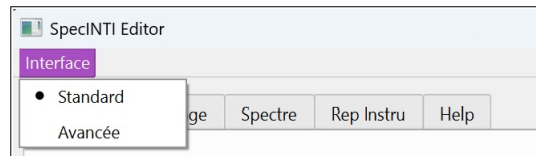


FIGURE 1 – Sélection de l'interface dite « standard » de **specINTI Editor**.

L'exemple choisi pour illustrer cette partie est une séquence d'images spectrales de l'étoile HD 158261, astre de magnitude $V = 5,9$. Il s'agit d'une étoile chaude de type spectral A0V, dont les raies de la série de Balmer de l'hydrogène sont bien marquées : comme ces congénères de même type, elle constitue une référence idéale pour évaluer simultanément la loi d'étalonnage et la réponse spectrale de l'instrument, comme nous allons le voir.

Le télescope utilisé est un Newton de 200 mm ouvert à f/5. Le spectrographe est quant à lui un **TinyStar'Ex** — variante compacte du **Star'Ex** — équipé dans sa configuration de base d'un réseau de 300 traits/mm. Ce réseau permet de couvrir l'ensemble du spectre visible et proche infrarouge en une seule pose, avec une résolution spectrale d'environ $R = 700$ dans le vert (fente de 20 microns, modèle GEN2 du système Star'Ex). La caméra est une **Player One Uranus-M Pro**, équipée de l'excellent capteur Sony IMX585.

L'ensemble du dispositif est photographié dans la figure 2.



FIGURE 2 – Le spectrographe **TinyStar'Ex** au foyer d'un télescope Newton de 200 mm de diamètre.

L'ensemble des images nécessaires à ce traitement est disponible en téléchargement à l'adresse suivante : https://buil.astrosurf.com/specinti4/demo/antibes_tse_20260521.zip

Le dossier compressé contient :

- 8 images brutes du spectre de HD 158261, exposées 18 secondes, telles qu'issues de l'acquisition. Les fichiers au format FITS sont nommés HD158261-1, HD158261-2, etc. ;
- 4 spectres de la nébuleuse planétaire Messier 57 ;
- 3 images du signal d'offset, nommées o-1, o-2, o-3 ;
- 5 images du signal d'obscurité (thermique), acquises dans le noir avec une pose de 1800 secondes chacune, à une température capteur de -15°C , identique à celle maintenue lors de l'observation (n1800_15-1, n1800_15-2...).

Quelques remarques complémentaires à propos de cette observation.

Format et fenêtrage. Les images sont en plein format du capteur IMX585, et prises en binning 1×1 : elles sont donc volumineuses, alors que la trace spectrale n'en occupe qu'une infime portion. Un fenêtrage (*crop*) à l'acquisition, qui encadre l'image du spectre, est souvent préférable pour réduire le volume des données. Le plein format a néanmoins un avantage : les corrections DOF restent valables même si la position du spectre varie légèrement d'une session à l'autre, ce qui n'est plus le cas dès lors qu'une fenêtre est utilisée et que sa taille ou sa position change. À chacun de choisir la méthode qui lui convient.

Absence de flat-field. Aucune image de flat-field n'est fournie ; elle n'est pas nécessaire ici. La technique employée pour déterminer la réponse instrumentale s'en affranchit, et l'excellente qualité cosmétique du capteur IMX585 (absence de franges basse et haute fréquence prononcées) rend cette prise de vue superflue, ce qui simplifie considérablement le protocole d'acquisition.

Jeu de données réduit. Les données fournies constituent un extrait : la séquence complète comportait en réalité 14 images du spectre de l'étoile, 15 images d'offset et 12 images d'obscurité (ces dernières réalisées dans le noir d'un réfrigérateur en journée). Un tel volume permet de maximiser le rapport signal-à-bruit et de fiabiliser la courbe de réponse ; il a été réduit ici pour alléger le téléchargement.

Nommage des fichiers. Une dernière recommandation, d'importance : adopter des noms de fichiers simples. Pour les cibles célestes, utiliser comme racine le nom de l'étoile tel qu'il figure dans SIMBAD est fondamental pour exploiter specINTI dans de bonnes conditions. Un nom tel que `s_h185261_210521_belle_etoile-A0-1.fits` est absolument à proscrire. De même, les chemins de répertoire doivent rester courts, et les espaces sont à bannir des noms de fichiers comme de dossiers ; le caractère *underscore* (`_`) fera office de séparateur.

4.1 Calibration en basse résolution

La première opération consiste à déterminer les coefficients du polynôme d'étalonnage spectral ainsi que la réponse instrumentale. C'est la phase de **calibration** de l'instrument (ou étalonnage, bien que ce terme soit plutôt lié à l'action consistant à exploiter les paramètres de calibration de l'instrument pour traiter les spectres en routine). La version 4 de specINTI simplifie considérablement cette tâche, souvent la bête noire de la spectroscopie. Ces données d'étalonnage peuvent être réutilisées pour l'ensemble des objets acquis au cours d'une même session, voire lors de sessions suivantes.

Lancez specINTI. Dans l'onglet « Traitements », section « Paramètres », cliquez sur le bouton « LR » (*Low Resolution*), puis, en bas de fenêtre, sur le bouton « < Calibration ».

Vous accédez ainsi à la section de calibration, depuis laquelle vous calculerez les paramètres d'étalonnage de vos spectres.

Créez votre répertoire de travail. Nous choisissons le nom suivant pour celui-ci (c'est un exemple) :

d:\antibes_tse_20260521

Nous précisons ainsi que l'observation s'est déroulée depuis Antibes (06), que le spectrographe utilisé est un TSE (*TinyStar'Ex*), et que la date d'observation est le 21 mai 2026.

Saisissez ensuite le nom de l'astre à la rubrique « nom objet », ici HD158261. Un clic sur « Autofill » remplit automatiquement le préfixe des images brutes (HD158261-) ainsi que leur nombre (8). C'est tout l'intérêt de nommer rigoureusement les données à l'acquisition — discipline facilitée par des logiciels tels que *Prism* ou *CCDCiel*. La copie d'écran de la figure 3 illustre le résultat obtenu.

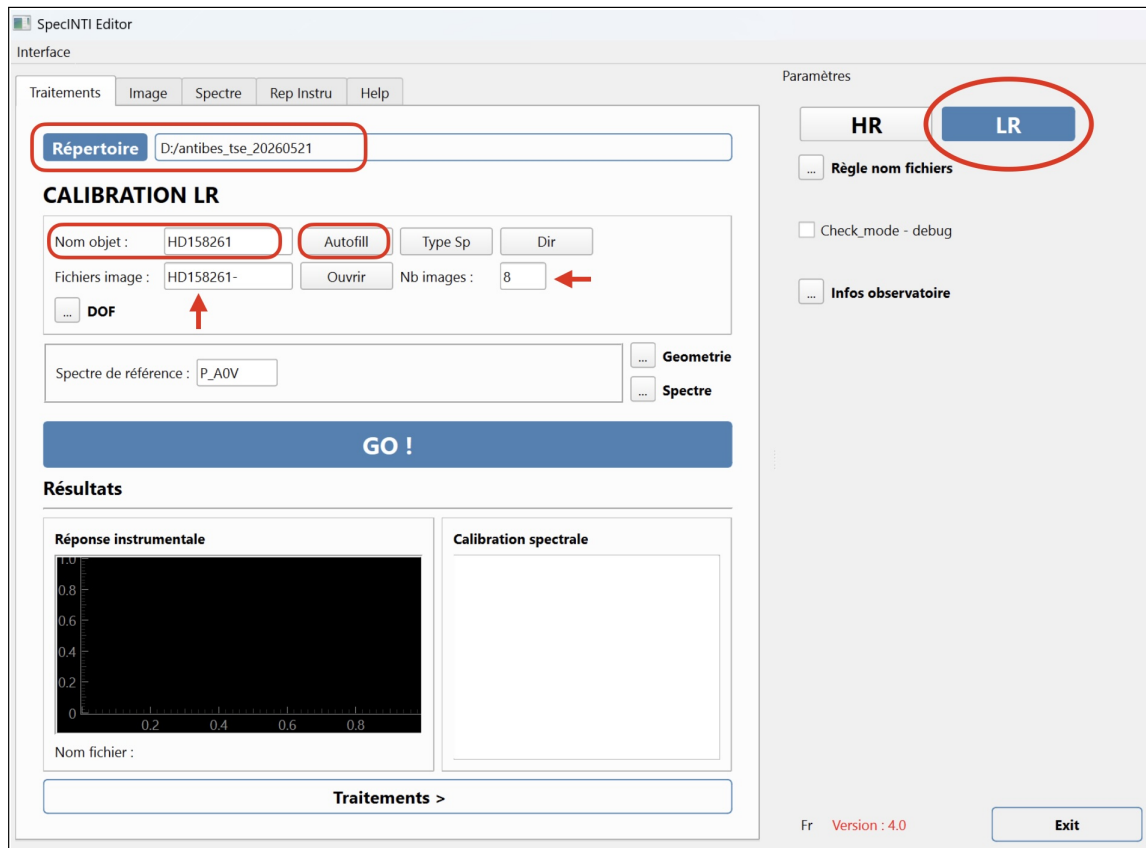


FIGURE 3 – L'interface de calibration des spectres à basse résolution spectrale.

Depuis cette interface nous allons pouvoir évaluer automatiquement la réponse instrumentale à partir du spectre apparent de l'objet observé, ici l'étoile HD 158261. Celle-ci est considérée comme une « référence » car son profil spectral est connu, celui d'une étoile A0V typique.

Pour autant, nous devons préciser au logiciel où trouver se profil réel ($S_{\text{réel}}(\lambda)$), non perturbé par l'instrument (et l'atmosphère) (voir section 3.3). Dans **specINTI**, et dès lors que nous traitons des spectres à basse résolution spectrale (« LR »), nous nous appuyons sur la bibliothèque de spectres Pickles², installée automatiquement dans le sous-répertoire « __calib » du répertoire d'installation de **specINTI**.

Le logiciel peut identifier de lui-même le type spectral le plus proche de l'étoile observée dans la

2. Pickles, A. J. (1998). A Stellar Spectral Flux Library : 1150–25000 Å. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* (PASP), 110(749), 863–878.

bibliothèque Pickles. Pour cela, cliquez sur le bouton « Type Sp » : le type spectral et le nom du fichier Pickles de référence s'affichent aussitôt (voir figure 4).

The screenshot shows a software window with several input fields and buttons. At the top, there is a 'Nom objet' field with 'HD158261', an 'Autofill' button, and a 'Type Sp' button which is circled in red. Below this, there is a 'Fichiers image' field with 'HD158261-', an 'Ouvrir' button, and a 'Nb images' field. A 'DOF' button is also visible. At the bottom, there is a 'Spectre de référence' field containing 'P_A0V', with a red arrow pointing to it from the right.

FIGURE 4 – Sélection du profil spectral de référence.

Vous devez aussi préciser les DOF en votre possession. Pour cela cliquer sur le bouton « DOF ». Renseignez les divers champs (offset, dark, flat), voir figure 5. Vous pouvez fort bien ne rien définir si vous n'avez pas réalisé de DOF (si possible, à éviter, sauf ppour nous le flat-field), écrivez alors « None » dans les champs, et un nombre négatif.

The screenshot shows a dialog box titled 'DOF'. It contains three rows of input fields. The first row is 'Offset' with a text field containing 'o-' and a 'Nb' field containing '3'. The second row is 'Dark' with a text field containing 'n1800_15-' and a 'Nb' field containing '5'. The third row is 'Flat' with a text field containing 'None' and a 'Nb' field containing '-1'.

FIGURE 5 – Renseignement des DOF.

Remarquez dans notre exemple la façon dont sont désignés les DOF : le nom générique (ou « nom racine »), sans oublier le tiret final « - » si vous l'avez défini comme séparateur. En cliquant sur « Nb », vous pouvez vérifier le nombre d'images disponibles. Nous ne disposons pas de flat-field dans l'exemple traité, d'où le champ correspondant renseigné par « None ». Voyez également la variante décrite dans l'encadré « Utilisation simplifiée des DOF ».

Utilisation simplifiée des DOF

Dès le premier traitement (ou lors de la calibration instrumental), le logiciel sauvegarde dans le répertoire de travail une version particulière des DOF élémentaires. Le résultat est une nouvelle catégorie de DOF, prétraitée et de forme compacte (fini les listes d'images). Ainsi :

- Les fichiers d'offset **o-1**, **o-2**, **o-3**... sont ramenés à un fichier au nom réservé **_offset**, correspondant à l'intensité médiane de tous les offsets élémentaires. Notez que le caractère « **_** » est un signe distinctif et obligatoire
- Les fichiers d'obscurité **n-1**, **n-2**... sont ramenés à un seul fichier basé sur le calcul de la médiane, portant le nom réservé **_dark**. Le signal d'offset est retiré au préalable, si bien qu'à l'examen, le niveau dans le fichier **_dark** est assez voisin de 0.
- Les fichiers de flat **f-1**, **f-2**, **f-3**... sont ramenés à un seul fichier somme duquel le signal d'offset et de dark calculés précédemment sont retirés (il est bien entendu tenu compte de la différence de temps de pose entre la prise du dark et celle des images flat-field). On note que si **f-1** est un fichier brut, le fichier **_flat** représente le vrai signal de flat (le gain relatif du système).

Il est dès lors possible d'utiliser ces DOF combinés pour traiter les spectres suivants, parfois provenant de diverses sessions (voir figure 6).

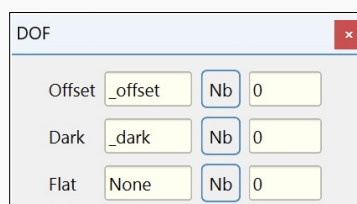


FIGURE 6 – Saisie des DOF en mode simplifié. Indiquer 0 pour le nombre ne signifie pas que l'image est absente ; il faut dans ce cas entrer **-1** ou **None**. Cela signifie simplement que le nom de l'image n'est pas indexé.

L'intérêt est double : un traitement plus rapide, et la possibilité de ne copier qu'un nombre restreint de fichiers DOF d'un dossier de travail à un autre (associés à autant de sessions d'observation), plutôt que de volumineuses séquences de DOF élémentaires.

SpecINTI va par ailleurs utiliser les raies de Balmer de l'étoile « de référence » pour établir la loi d'étalonnage en longueur d'onde. Ces raies sont détectées automatiquement et de là, un polynôme de dispersion va être calculé en quelques secondes. Il faut toutefois préciser au préalable la zone du spectre dans laquelle le logiciel doit rechercher ces raies. Les longueurs d'onde des raies de Balmer sont précisées à la figure 140.

Cliquez sur le bouton « Géométrie ». Une boîte de dialogue s'ouvre (figure 7), permettant d'ajuster les paramètres géométriques du spectre. N'hésitez pas à zoomer à la souris et à régler le contraste d'affichage sur la première image de la série. Consultez le manuel d'utilisation pour plus de détails sur la manière de visualiser les données.

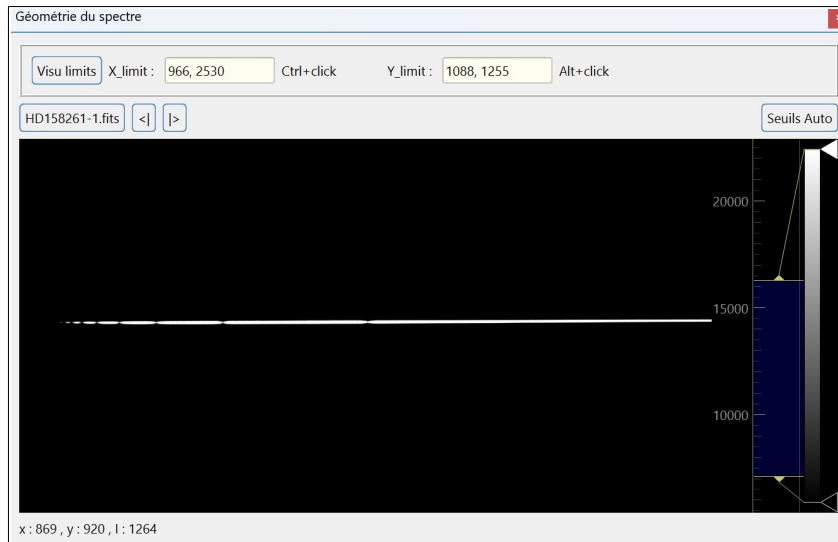


FIGURE 7 – La boîte de dialogue d’ajustement des paramètres géométriques.

Nous allons définir deux bornes le long de l’axe X (horizontal), à l’intérieur desquelles le logiciel recherchera les raies de Balmer. Effectuez deux « Ctrl+clic » à la souris : l’un côté bleu du spectre, l’autre côté rouge. Cherchez à inclure un maximum de raies de Balmer dans cet intervalle, tout en veillant à ce qu’elles demeurent nettes et bien contrastées. La figure 8 illustre le placement de la borne côté bleu (un trait vertical bleu apparaît). Notez que le clic doit se faire dans le continuum spectral, en dehors de toute raie.

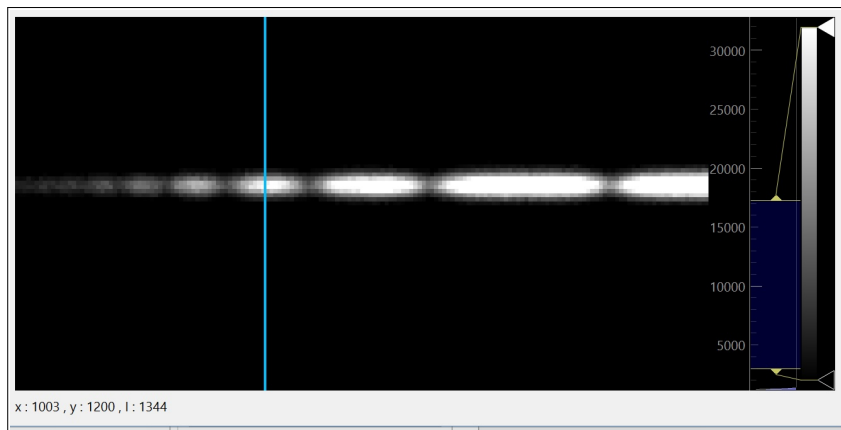


FIGURE 8 – Borne côté bleu (dans le continuum spectral). Nous n’avons pas cherché à atteindre l’extrémité bleue du spectre : nous privilégions la zone où les raies de Balmer sont encore bien contrastées.

Procédez de même côté rouge, en veillant impérativement à inclure la raie $H\alpha$ dans l’intervalle (apprenez à la reconnaître dans le spectre). Un trait vertical rouge apparaît (figure 9).

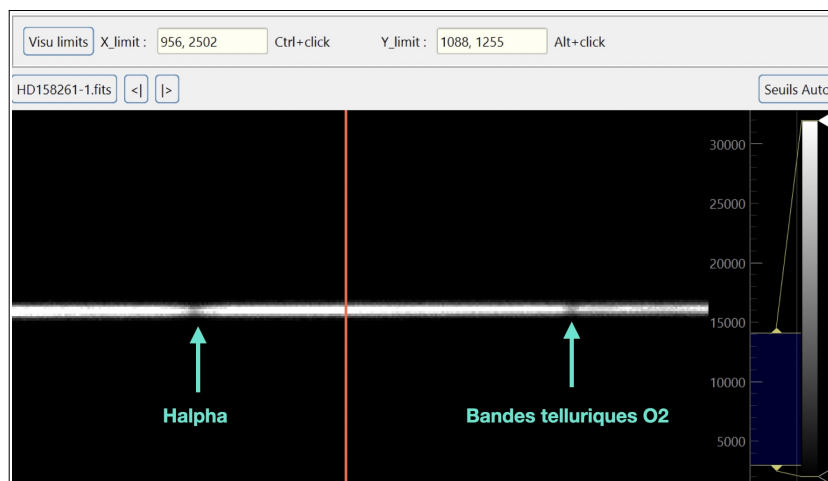


FIGURE 9 – Borne côté rouge. La raie $H\alpha$ est bien incluse dans l'intervalle.

La zone « X limit » en haut de la boîte de dialogue affiche les coordonnées des deux bornes définies. En mode interface avancée, ces valeurs peuvent être renseignées directement via le paramètre `xlimit` du *fichier de configuration* de l'instrument et du traitement. Dans notre exemple :

```
xlimit: [956, 2502]
```

Tant que nous sommes dans cette boîte de dialogue, il est conseillé d'indiquer à **specINTI** la localisation verticale approximative du spectre dans vos images. Même si le logiciel retrouve généralement seul la trace d'une étoile brillante, préciser cette zone est utile dans deux situations : lorsque la trace risque d'être confondue avec la zone photométrique caractéristique de la fente GEN2 Star'Ex (un exemple sera donné plus loin), ou lorsqu'un spectre faible que l'on étudie est voisin d'un spectre plus intense (nous traitons ce cas à la section 9).

La procédure est simple : faites un premier « Alt+clic » sous la trace du spectre, puis un second au-dessus (deux traits horizontaux verts apparaissent, voir figure 10). Vous venez de définir les zones de l'image (« Y limit ») exclues de la recherche automatique de la trace spectrale — ce qui correspond au paramètre `exclude_zone` dans le fichier de configuration.

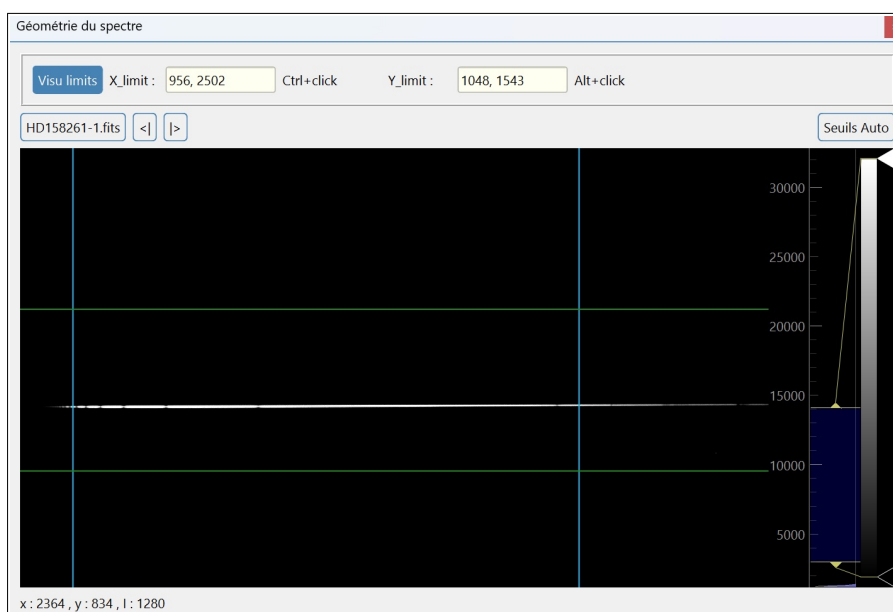


FIGURE 10 – Bornes verticales de la recherche de la trace spectrale.

Vous pouvez à présent fermer la boîte de dialogue « Géométrie ».

Cliquez enfin sur le bouton « Spectre ». Une nouvelle boîte de dialogue s'ouvre, que vous allez pouvoir fermer aussitôt. Gardez en effet les valeurs par défauts qui s'y trouvent (figure 11), au moins dans un premier temps. Retenez seulement à ce stade que paramètre « Sigma gauss » agit sur la force de lissage de la courbe de réponse spectrale calculée.

Paramètres spectre

Filtrage réponse

Sigma resp : 8

Filtrage

Kernel : -3

Sigma gauss : 1.0

Spectre

Zone crop : 3600, 7900

Zone de normalisation : 6620, 6640

FIGURE 11 – Boîte de dialogue d'ajustement des paramètres de calcul du spectre.

Cliquez sur le gros bouton « Go ! » pour lancer la calibration de l'instrument.

Des informations s'affichent dans la **console** de sortie à droite : les étapes du traitement sont précisées ainsi qu'un certain nombre de résultats intermédiaires, comme la position verticale (Y) déterminée pour chaque spectre de la séquence traitée.

Finalement, la réponse instrumentale s'affiche sous la forme d'une courbe (voir figure 12), et est également sauvegardée dans le dossier de travail sous le nom `_rep_20260521_hd158261.fits`. La structure de ce nom rappelle la date de prise de vue et le nom de l'étoile de référence utilisée pour la calibration. À droite de la courbe figurent les coefficients du polynôme d'étalonnage (voir l'encadrer « Savoir lire le polynôme d'étalonnage »).

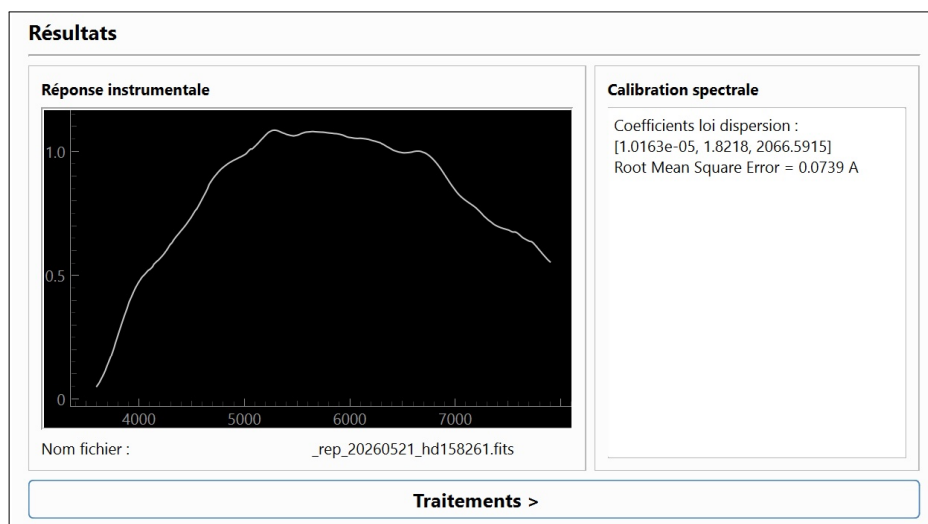


FIGURE 12 – Le résultat de la calibration.

Ces opérations, souvent jugées fastidieuses en temps normal, ont ici été réalisées sans nécessiter un effort important.

Savoir lire le polynôme d'étalonnage

Le premier terme du polynôme (en partant de la gauche) est le **terme constant**. Sa valeur (c) équivaut à une translation. Dans l'exemple, le pixel situé le plus à gauche correspond à la longueur d'onde de 2066 Å (un polynôme distinct est calculé pour chaque image). La seconde valeur est le terme de dispersion (linéaire, en première approximation). Nous apprenons ici que le taux moyen de dispersion du spectre dans les images brutes est de 1,82 Å/pixel. Le dernier terme indique l'écart à la non-linéarité de la dispersion du spectre. Sa valeur reste toujours faible avec les spectrographes Star'Ex ou TinyStar'Ex.

Note : ce que nous venons d'appeler « réponse » n'est pas la vraie réponse instrumentale, c'est-à-dire le rendement propre de l'instrument, car l'effet de la transmission atmosphérique n'est ici ni mesuré ni retiré. Nous reviendrons sur ce sujet lors de la description du mode de traitement avancé.

4.2 Traitement en basse résolution

Nous pouvons à présent passer au traitement proprement dit de notre étoile de référence, mais aussi de tout autre astre, à partir des paramètres de calibration propres à l'instrument utilisé, que nous avons calculés à la section précédente.

Cliquez sur le bouton « Traitements > » situé en bandeau dans la partie inférieure de l'interface. Vous arrivez dans un panneau où se trouvent déjà des éléments connus, comme le nom du répertoire de travail, la référence à l'étoile traitée, mais aussi la prise en compte de la réponse instrumentale et du polynôme de dispersion précédemment calculé (voir figure 13).

Répertoire D:/antibes_tse_20260521

TRAITEMENT LR

Nom objet : HD158261 Autofill Dir

Fichiers Image : HD158261- Ouvrir Nb images : 8

... **DOF**

☒ Etoile ☐ Objet étendu

Coefficients du polynôme de la loi de dispersion : 1.0163e-05, 1.8218, 2066.5915

Méthode de recalage : None

... **Raie de recalage**

Réponse instrumentale: _rep_20260521_hd158261

... **Géométrie**

... **Spectre**

GO !

< Calibration

FIGURE 13 – La configuration de traitement basse résolution.

Que reste-t-il à faire avant de pouvoir traiter le spectre ?

Assurez-vous d'abord que les DOF sont correctement désignés (bouton « DOF »).

Rendez-vous dans la boîte de dialogue « Géométrie ». Vous n'allez pas nécessairement retrouver les mêmes informations que celles imposées lors de la calibration. Ce n'est pas anormal : elles peuvent changer suivant la nature de l'objet étudié, par exemple. En outre, le paramètre « X limit » a ici une autre signification : il ne s'agit plus d'isoler des raies pour trouver la loi de

dispersion, mais seulement de définir deux points dans la trace du spectre, exploités pour trouver automatiquement les éléments de rectification des défauts géométriques, comme une inclinaison de la trace, que nous appelons **tilt**. Vous êtes ici libre de choisir des points dans la partie intense de la trace, en veillant à ce qu'ils soient suffisamment écartés.

Le paramètre « Y limit » délimite quant à lui toujours la zone de recherche verticale de la trace.

Au final, vous obtenez quelque chose qui ressemble à ce que montre la figure 14. Vous n'aurez sûrement pas à y revenir fréquemment si vous observez toujours de la même manière (ce qui est recommandé!), car dans ce cas vous pouvez travailler en aveugle à partir d'une paramétrisation réalisée en quelque sorte une fois pour toutes (cliquez sur le bouton « Visu limits » si vous avez un doute sur le positionnement des zones).

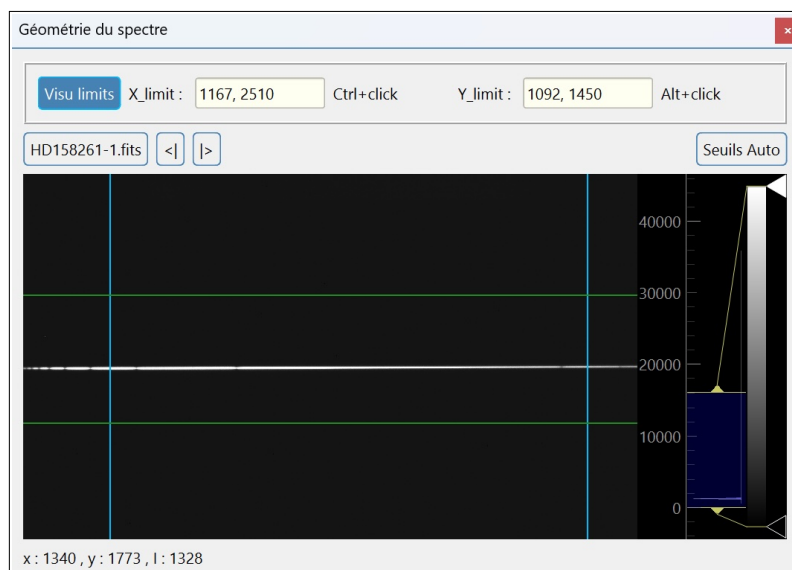


FIGURE 14 – Les paramètres géométriques adoptés pour le traitement.

Poursuivons avec la saisie des paramètres plus particulièrement liés au spectre. Appuyez pour cela sur le bouton « Spectre ». Une boîte de dialogue s'ouvre alors (figure 15).

FIGURE 15 – Les paramètres agissant sur le profil spectral.

Vous pouvez définir un intervalle de longueur d'onde à l'intérieur duquel l'intensité moyenne est normalisée à l'unité (dans l'exemple entre 6620 Å et 6640 Å). Vous pouvez également délimiter le profil final en longueur d'onde — dans l'exemple entre 3600 Å et 7900 Å.

L'encadré « Filtrage » donne des informations détaillées sur la question du filtrage du spectre pour réduire le bruit.

Filtrage

Le paramètre « Kernel » définit une matrice (ou noyau) de $x \times x$ pixels qui est déplacée dans l'image et à l'intérieur de laquelle est réalisé un filtrage médian (la valeur centrale d'une distribution d'intensités). La taille caractéristique du noyau étant 3×3 , on entre la valeur 3 (dimension d'un côté). Il est très rare d'aller jusqu'à une taille de 5 pixels de côté (notez que les valeurs paires ne sont pas admises ; un message d'erreur est alors retourné lors du traitement).

Ce type de filtrage (non linéaire) est efficace pour éliminer certains défauts (comme la trace d'impact de rayons cosmiques) ou encore le bruit impulsionnel (non gaussien) qui affecte les capteurs CMOS. Mais c'est aussi un filtre potentiellement destructeur d'informations réelles lorsqu'il est utilisé sous sa forme traditionnelle. C'est la raison pour laquelle nous indiquons une valeur négative dans l'exemple (-3). Cette nuance est très importante : un filtrage médian est toujours appliqué, mais ici avec une pondération faisant en sorte que le bruit soit correctement éliminé tout en préservant l'intégrité de l'image. N'oubliez donc pas le signe « $-$ ». Vous pouvez tout à fait n'appliquer aucun filtrage médian, par exemple si l'objet est suffisamment brillant ou si le spectre est sévèrement sous-échantillonné — ce qui peut être source d'artefacts, méfiez-vous-en (le spectre est sous-échantillonné si vous exploitez un instrument de prise de vue de très courte focale, ou encore si vous réalisez vos acquisitions en binning 2×2 , ce qui ne sert à rien : laissez specINTI gérer le bruit pour vous, ce qui sera bien plus efficace). Pour annuler le filtrage médian, entrez la valeur 0.

Le paramètre « sigma gauss » détermine la force d'un filtre gaussien appliqué à l'image du spectre. Une valeur de 0 ou de 0,1 correspond à un filtrage nul ou quasi nul. Une valeur de 0,7 commence à produire un effet significatif. Une valeur de 2 correspond à un filtrage du bruit gaussien très sévère, et ainsi de suite. Notez que le résultat affecte naturellement la résolution spectrale.

Pour le traitement du spectre d'un objet brillant, lorsqu'on vise le pouvoir de résolution maximal du spectrographe, le filtrage gaussien ne s'impose pas, d'où l'entrée d'une valeur nulle ou très faible (0,1).

Utilisez ici les valeurs par défaut indiquées, puis cliquez sur le gros bouton « Go ! ».

Le pipeline se déclenche sur les 8 spectres bruts et, au terme du traitement, le spectre réduit s'affiche à l'écran dans l'onglet « Spectre » de l'interface **specINTI Editor**, voir figure 16.

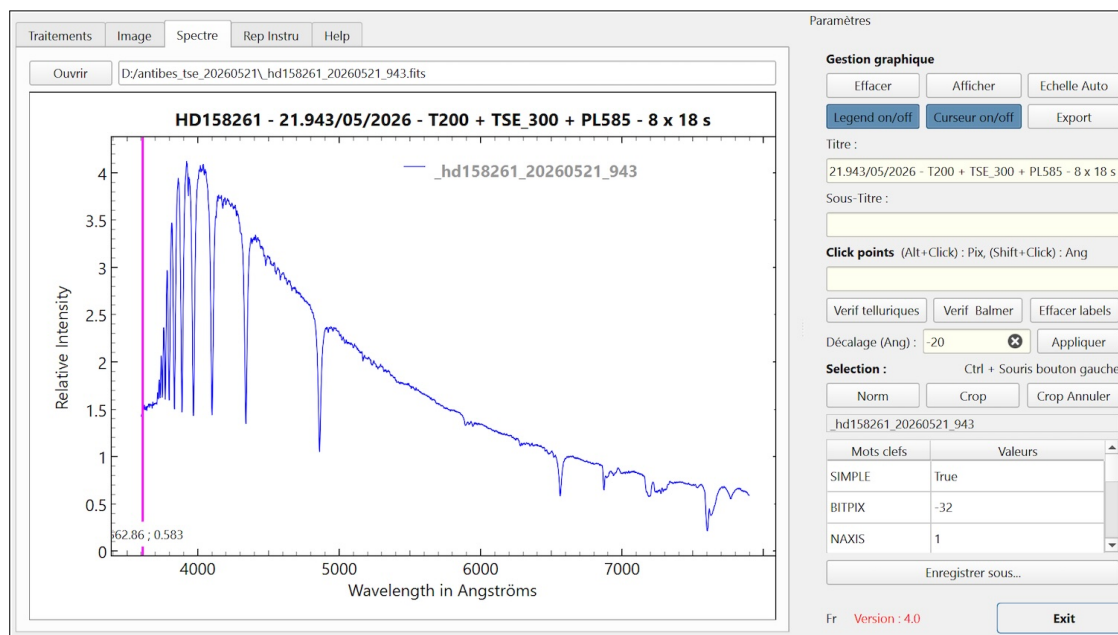


FIGURE 16 – Affichage du spectre réduit.

Le profil spectral est automatiquement sauvegardé dans le dossier de travail, sous la forme d'un fichier FITS dont le nom est de la forme `_nom_de_l'objet_date`. Il est corrigé de la réponse instrumentale et étalonné en longueur d'onde. Ce fichier peut par exemple être transmis à des professionnels pour analyse ; il est par ailleurs compatible avec la base BeSS d'étoiles Be.

D'autres fichiers sont également produits. L'un d'eux, dont le nom se termine par « 2D », est la somme de vos 8 images spectrales, précisément alignées, avec le fond de ciel soustrait et le bruit filtré selon vos indications (figure 17).

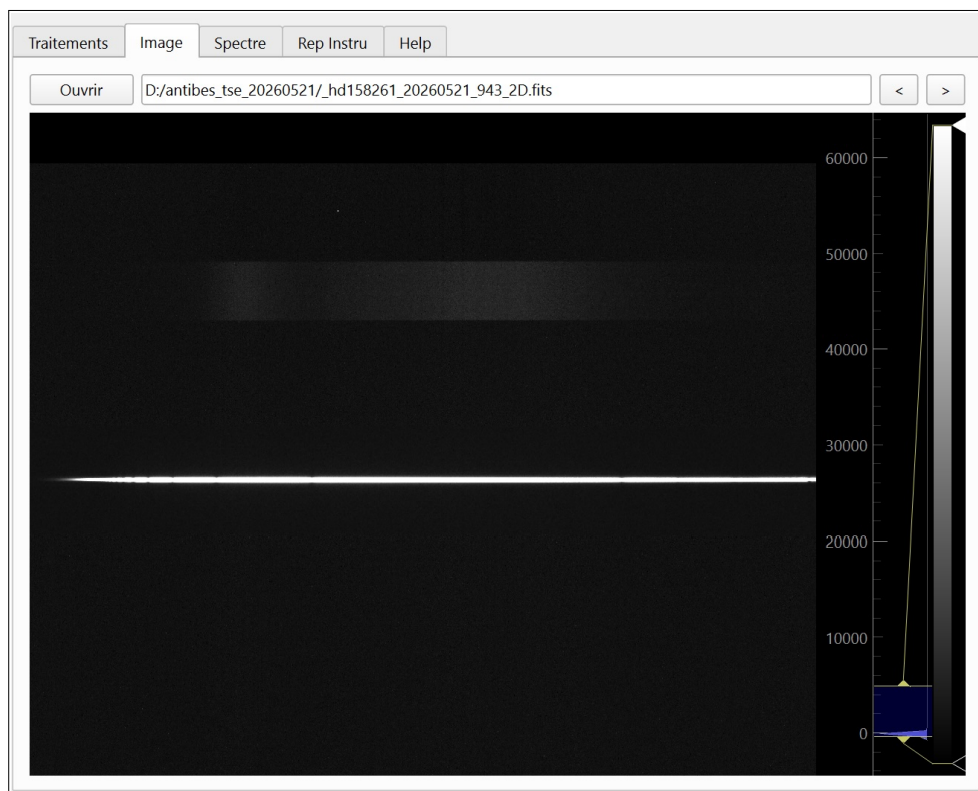


FIGURE 17 – Affichage de l'image 2D traitée, depuis l'onglet « Image ».

Vous disposez de nombreuses possibilités pour manipuler les données (zoom, ajustement du contraste, édition des titres, etc.). Reportez-vous au manuel d'utilisation pour plus de détails.

Revenons au profil spectral. Celui-ci équivaut à un auto-étalonnage, puisque nous avons traité le spectre de l'étoile HD 158261, qui nous a par ailleurs servi à extraire les données de calibration de l'instrument.

Voici une astuce permettant de vérifier que le spectre traité ressemble effectivement au spectre Pickles utilisé comme référence : repérez dans le répertoire de travail le fichier dont le nom se termine par « `_op2.fits` » — ce n'est autre que notre spectre Pickles, renommé par le logiciel et copié dans ce dossier de travail. Affichez-le depuis l'onglet « Profil ». Il se superpose de manière satisfaisante à la courbe de notre spectre calculé, comme on peut le constater à la figure 18 — ce qui est logique si tout s'est bien passé.

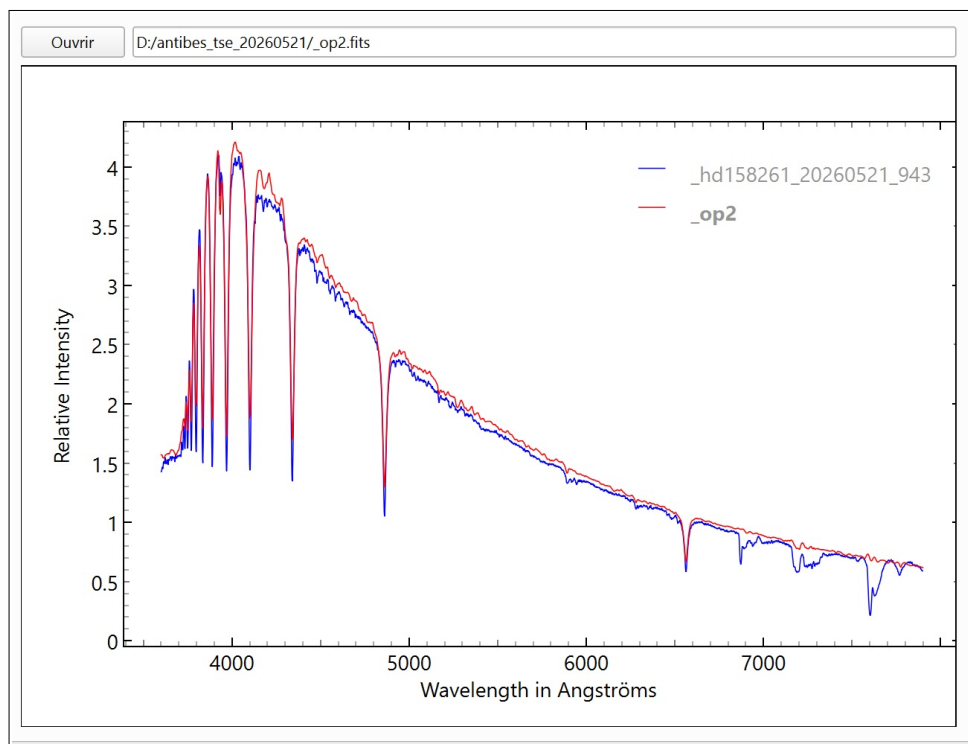


FIGURE 18 – En bleu, le spectre observé ; en rouge, le spectre Pickles.

Tout autre objet peut être traité de la même manière : il suffit d’entrer son nom, puis de cliquer sur « Autofill » et enfin sur « Go ! ».

Mais restons sur l’étoile HD 158261 afin d’explorer une fonctionnalité importante du logiciel. Faisons un constat : il n’est pas nécessaire de recalculer la loi de dispersion pour chaque objet ; il est même possible que celle que vous utilisez actuellement date de plusieurs sessions. Cependant, si les termes (a) et (b) du polynôme de dispersion peuvent être considérés comme des constantes pour un instrument donné, il n’en va pas de même pour le terme constant (c) . Sa valeur est en effet sensible aux déplacements du spectre le long de l’axe spectral, induits par des déformations de l’instrument liées à des effets mécaniques ou thermiques.

Si ce risque existe sur le terme constant — ce qui dépend de votre équipement et de la manière dont vous l’utilisez — vous devez réactualiser sa valeur. Il n’est pas nécessaire pour cela de procéder à une calibration complète de l’instrument : **specINTI** offre plusieurs possibilités pour effectuer cette opération de manière plus légère.

Supposons que vous soyez face à un nouvel objet stellaire présentant des raies en absorption bien marquées, comme c’est le cas pour l’étoile HD 158261 (mais il peut tout aussi bien s’agir d’un objet d’un tout autre type spectral). Dans l’interface de traitement LR, déroulez la liste « Méthode de décalage » et sélectionnez l’option « Raie objet en absorption », puis cliquez sur le bouton « Raie de recalage ».

L’image du spectre de l’étoile s’affiche alors (figure 19). Nous allons utiliser la position observée de la raie $H\alpha$ pour actualiser le terme constant (c) — pas si constant que cela, comme on le constate. Effectuez un Shift+clik à la position de la raie $H\alpha$ (n’hésitez pas à zoomer pour plus de précision, sachant que vous disposez d’une tolérance d’une bonne dizaine de pixels). Dans l’exemple, la coordonnée horizontale de la raie $H\alpha$ est $x = 2435$.

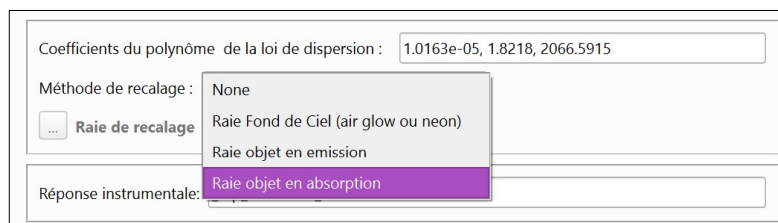


FIGURE 19 – L’outil de recalage du spectre en longueur d’onde.

Indiquez ensuite la longueur d’onde de cette raie. Pour vous aider, une liste prédéfinie de raies remarquables est disponible en haut à droite de la boîte de dialogue; sélectionnez la valeur 6562,81 Å. Cliquez ensuite sur le bouton « Ajouter ». Le couple (x, λ) s’inscrit alors dans une liste. Vous pouvez ainsi ajouter plusieurs raies de référence afin d’améliorer encore la précision du recalage en longueur d’onde.

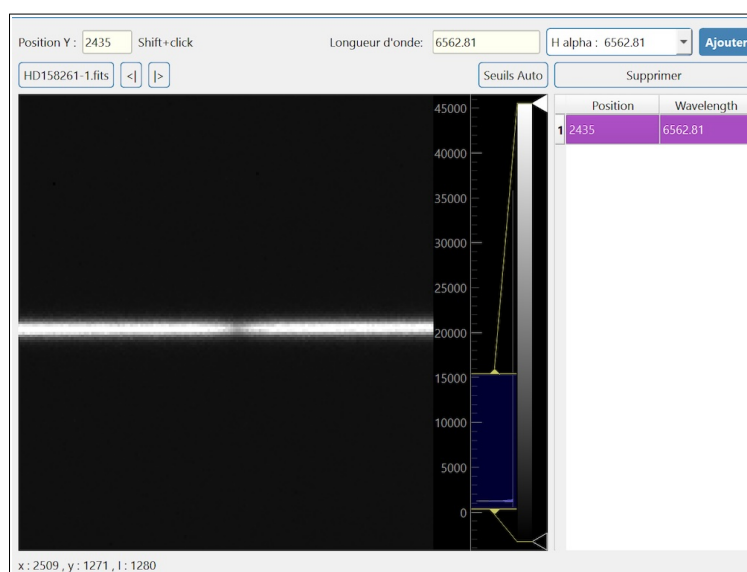


FIGURE 20 – Le couple position et longueur d’onde est formé. Il concerne la raie H α , visible au centre dans une vue fortement agrandie de l’image.

Fermez la boîte de dialogue, puis relancez le traitement. Vous ne constaterez probablement pas de grande différence, car il n’était pas nécessaire de recalcr le spectre dans ce cas précis : il s’agit en effet de l’étoile qui a justement servi à établir le polynôme, comme nous l’avons déjà indiqué. Ce ne sera toutefois pas toujours le cas (nous avons sélectionné l’option « None » lors du premier calcul).

4.3 Traitement du spectre d’un objet à surface étendue

Dans le dossier téléchargé correspondant aux données de l’exemple qui vient d’être traité, vous trouverez quatre images brutes du spectre de la célèbre nébuleuse planétaire Messier 57 (nébuleuse annulaire de la Lyre). L’instrumentation étant identique à celle utilisée pour l’étoile HD 158261, nous pouvons réutiliser le même étalonnage pour M57.

Le temps de pose de chaque image est de 900 secondes, soit un total cumulé d’une heure.

Commencez par indiquer à specINTI que vous souhaitez traiter un objet à surface étendue (figure 21).

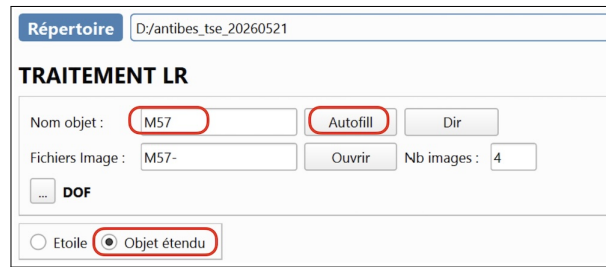


FIGURE 21 – Préparation du traitement de la nébuleuse Messier 57.

Un nouveau bouton « Zones de binning » apparaît alors dans l’interface. Dans la boîte de dialogue qui s’ouvre lorsque vous cliquez sur ce bouton, appuyez sur « Montrer zones » (figure 22).

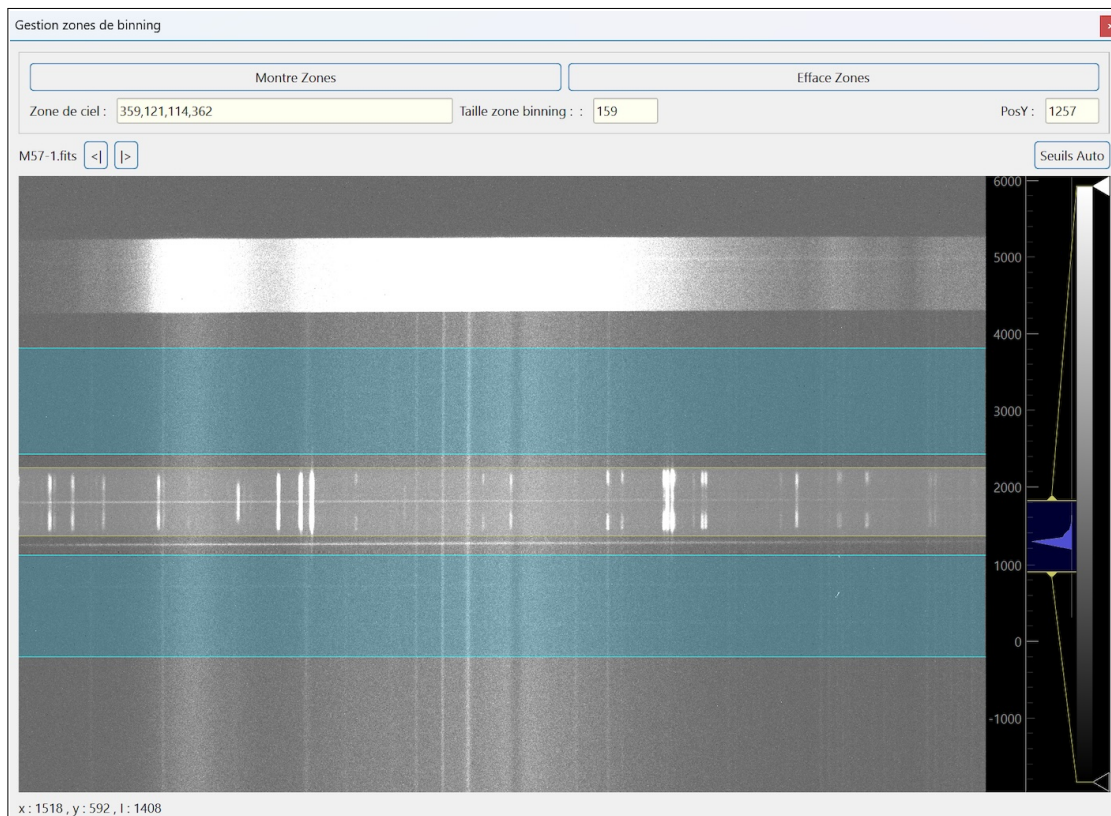


FIGURE 22 – Ajustement des zones de binning.

La zone grisée correspond à la région de binning proprement dite, à centrer sur l’objet étudié. Vous pouvez la déplacer et la redimensionner librement ; centrez-la sur l’image du spectre de la nébuleuse Messier 57. Un réglage fin est possible : dans la copie d’écran, on remarquera que nous avons soigneusement exclu l’étoile accolée à la nébuleuse dans sa partie inférieure.

Positionnez également les zones de calcul du fond de ciel de part et d’autre de la nébuleuse (elles apparaissent en bleu clair). Comme l’illustre la copie d’écran, veillez à ne pas y inclure la zone photométrique de la fente GEN2 qui équipe le **Star’Ex** ou le **TinyStar’Ex**.

Il est enfin important de vérifier le centrage vertical des zones de binning (objet et ciel) en contrôlant la valeur du paramètre **PosY**. Celui-ci est mis à jour automatiquement lorsque vous déplacez la fenêtre de binning principale, mais peut être retouché manuellement si nécessaire.

Fermez ensuite la fenêtre. Vous pourriez dès à présent cliquer sur le bouton « Go ! », mais nous allons auparavant effectuer une étape supplémentaire. La nébuleuse a en effet été observée dans une région du ciel différente de celle de l’étoile de référence, ou à un autre moment (parfois à plusieurs nuits d’intervalle) : le terme constant (c) du polynôme de dispersion n’est alors

peut-être plus d'actualité. Il est conseillé de le mettre à jour avant de lancer le traitement.

Plusieurs options s'offrent à vous. La première consiste à utiliser une raie d'émission de la nébuleuse elle-même : sélectionnez l'option « Raie objet en émission » comme méthode de recalage, puis cliquez sur le bouton « Raie de recalage ». Dans la boîte de dialogue qui s'ouvre (figure 23), repérez la raie H β dans le spectre de la nébuleuse. Cette raie, bien isolée, est particulièrement adaptée à cet usage ; sa longueur d'onde est $\lambda = 4861,34 \text{ \AA}$. Le logiciel l'utilisera pour recaler le polynôme de dispersion indépendamment sur chacune des quatre images. Pensez à cliquer sur le bouton « Ajouter » pour valider votre choix de raie (vous pouvez en sélectionner plusieurs).

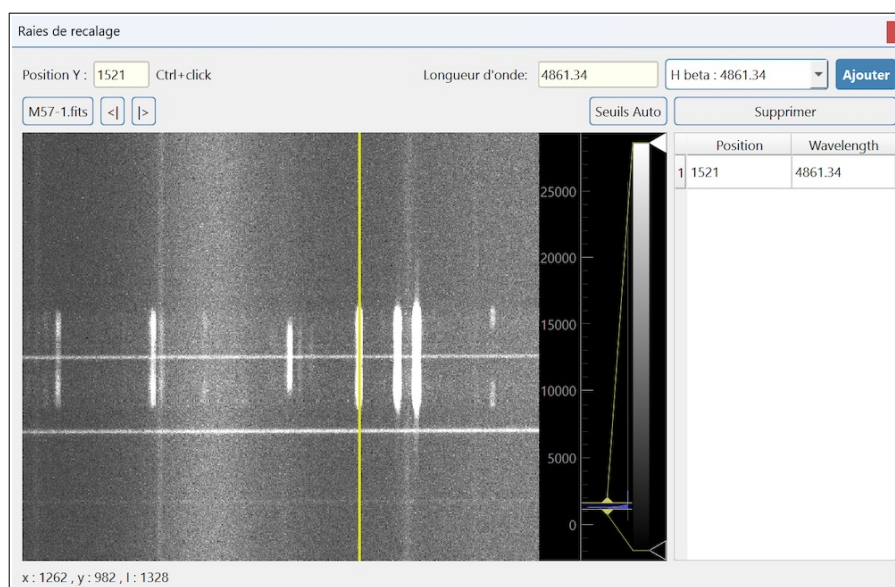


FIGURE 23 – Recalage sur une raie d'émission de la nébuleuse.

La seconde possibilité consiste à utiliser une raie présente dans le signal du fond de ciel, qu'elle soit liée à la pollution lumineuse (particulièrement marquée dans l'exemple traité) ou d'origine naturelle (airglow). Sélectionnez alors « Raie fond de ciel » comme méthode de recalage, et choisissez comme raie de référence la raie d'airglow [O I] située à $\lambda = 5577,35 \text{ \AA}$.

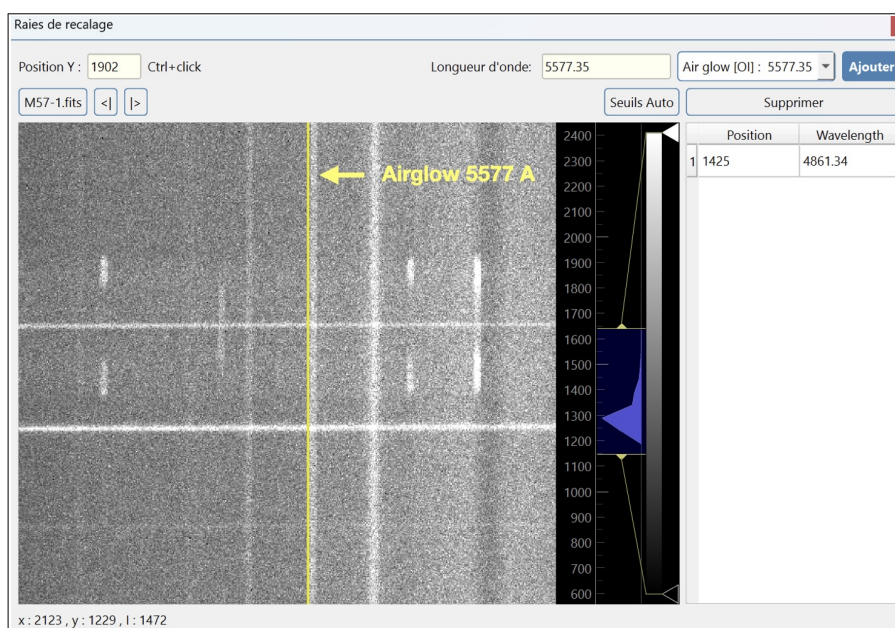


FIGURE 24 – Recalage sur une raie d'émission du fond de ciel.

Vous pouvez à présent lancer le traitement : les spectres de la nébuleuse seront alors correctement étalonnés en longueur d'onde (figure 25).

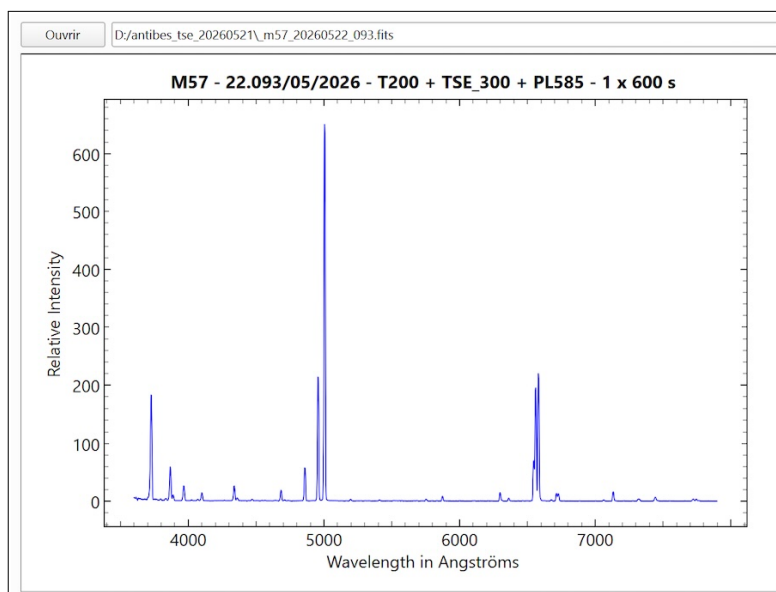


FIGURE 25 – Le profil spectral de la nébuleuse Messier 57.

Tout semble bien se passer : un beau spectre de nébuleuse planétaire est effectivement obtenu. C'est bien le cas au premier ordre, le spectrographe utilisé étant **bien réglé** ; mais pour viser la perfection, quelques vérifications concernant la géométrie du spectre dans les images 2D s'imposent.

Une fois votre spectre traité, consultez par acquit de conscience l'image 2D produite par **specINTI**, en parallèle du profil spectral. Cette image est en principe corrigée des imperfections géométriques qui affectent souvent les images 2D (selon le réglage du spectrographe). C'est également la somme de toutes les images élémentaires de la séquence, avec les DOF et la réduction de bruit appliqués. En quelque sorte, ce document est l'équivalent des images que l'on cherche à obtenir en imagerie du ciel profond. C'est l'occasion de constater que l'imagerie traditionnelle et la spectrographie sont des disciplines finalement peu éloignées l'une de l'autre : ce que l'on apprend dans l'une s'applique volontiers à l'autre.

Examinons cette fameuse image 2D depuis l'onglet « Image » de **specINTI Editor**, avec un contraste élevé et un fort zoom, afin de mettre en évidence tous les défauts (figure 26).

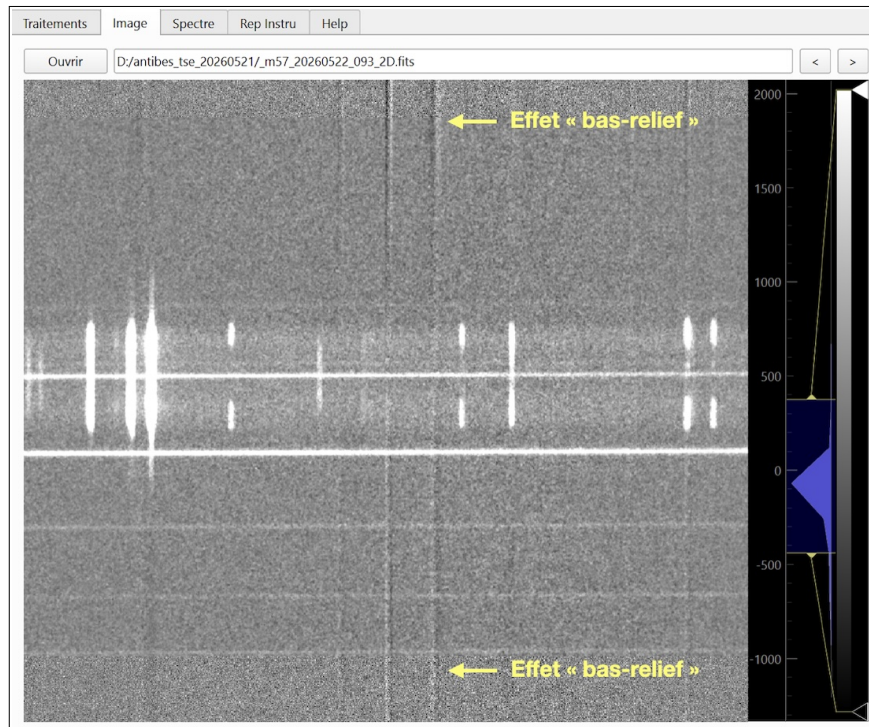


FIGURE 26 – Affichage à haut contraste d'un détail de l'image traitée du spectre de Messier 57.

Normalement, le fond de ciel (ici très pollué) est soustrait. Mais en y regardant de plus près, on peut constater, en haut et en bas de l'image, la présence de résidus des raies les plus intenses du fond de ciel, se manifestant sous la forme d'un gradient (ou « bas-relief ») qui s'inverse entre le haut et le bas. L'origine en est simple : les raies sont légèrement inclinées par rapport à la verticale. C'est le défaut dit de **slant**, que l'on quantifie par l'écart angulaire par rapport à la verticale. Ici, il n'est que de $0,15^\circ$, mais cela suffit à le rendre visible. **specINTI** peut, dans certaines situations, déterminer automatiquement cette valeur angulaire et la corriger. La possibilité de corriger ce défaut est offerte depuis l'interface standard de **specINTI Editor** ; en revanche, la recherche de la valeur numérique doit se faire manuellement, par itération entre l'application et l'examen de l'image 2D, jusqu'à suppression complète de l'effet de « bas-relief ».

De la même manière, on peut constater que la trace de l'étoile visible en bas de la nébuleuse est inclinée de $-0,18^\circ$ par rapport à l'horizontale. C'est le défaut de **tilt**. La valeur est ici encore faible, mais vous pouvez chercher à la corriger pour faire de la spectrographie un art. Notez que l'angle de tilt a été calculé lors du calcul des paramètres de calibration et s'affiche dans la console ; vous pouvez également l'évaluer par itération, en mesurant la coordonnée Y de la trace à ses deux extrémités, qui doivent être identiques au final. De cette façon, le binning dont est extrait le profil spectral concernera les mêmes parties physiques du spectre quelle que soit la longueur d'onde, ce qui est un gage de rigueur.

La figure 27 montre comment appliquer ces corrections depuis le bouton « Géométrie » et la fenêtre qui s'ouvre. Relancez ensuite le traitement avec ces nouveaux paramètres.



FIGURE 27 – Saisie des paramètres angulaires de correction géométrique (**tilt** et **slant**). Attention au signe des valeurs numériques. Si vous ne modifiez pas votre spectrographe, vous n’aurez plus à les réévaluer.

Le résultat est visible à la figure 28 : les résidus de raies du fond de ciel ont disparu et le spectre est parfaitement horizontal. Note : il reste toujours souhaitable de chercher à bien orienter les raies et la trace du spectre par le réglage mécanique et optique de l’instrument, mais il est rassurant de savoir qu’il est possible de rectifier les imperfections résiduelles *a posteriori*.

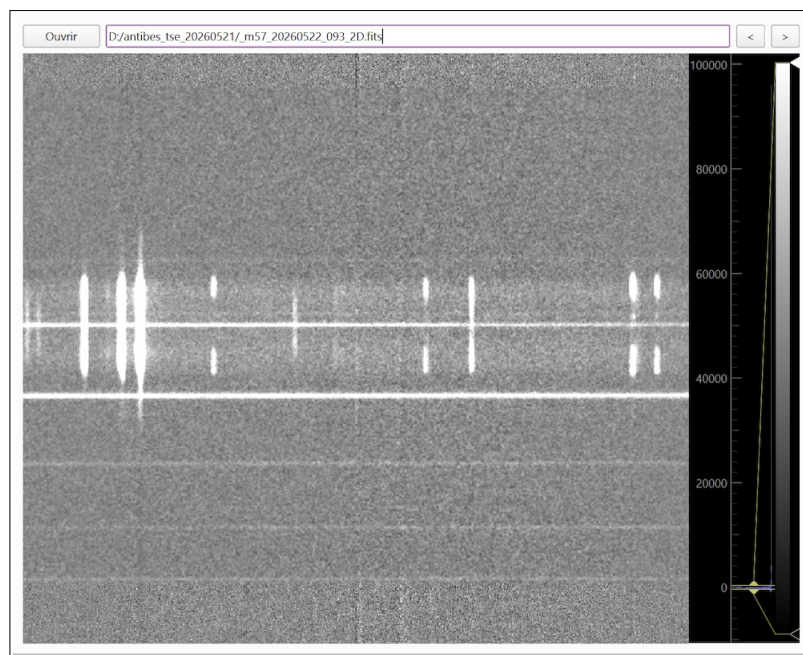


FIGURE 28 – L’image 2D traitée après rectification géométrique. Le fond de ciel est parfaitement soustrait, ce qui permettra de détecter les extensions les plus ténues de l’objet.

Pour conclure cette partie consacrée au traitement des spectres en basse résolution depuis l’interface standard de **specINTI**, soulignons l’importance de bien renseigner l’en-tête FITS de vos fichiers de sortie. Le logiciel prend en charge la majeure partie de ces informations, mais vous devez également fournir les données propres à votre identité d’observateur et à votre instrumentation, via le bouton « Infos observatoire », comme l’illustre la figure 29.

The screenshot shows a window titled 'Infos observatoire' with a sub-window 'Informations Entête FITS'. The sub-window contains the following fields:

Observer :	cbuil
Instrument :	T200 + TSE_300 + PL585
Site :	Antibes Saint-Jean
Latitude :	43.5969
Longitude :	7.1928
Altitude :	50

FIGURE 29 – Les paramètres de votre observatoire inscrits dans les en-têtes des fichiers produits.

5 Interface standard : usage pour la haute résolution spectrale

Des spectres dit « HR » sont produits par des spectrographes tel que **Lhires III** (Shelyak Instrument), une version adaptée **Star'Ex**, et même le petit instrument **TinyStar'Ex**, comme nous allons le voir, bien qu'au départ conçu pour la basse résolution.

Les données de cette section peuvent être téléchargées depuis ce lien : https://buil.astrosurf.com/specinti4/demo/antibes_tse_20260522.zip.

Il s'agit d'une observation réalisée en haute résolution spectrale ($R = 15000$), la nuit qui a suivi celle illustrant notre propos sur la basse résolution à la section précédente, avec le même télescope (un Newton 200 mm f/5) et un **TinyStar'Ex**, mais en modifiant ce dernier pour atteindre le niveau de la haute résolution spectrale (adoption notamment d'un réseau de 2400 traits/mm à la place d'un réseau de 300 traits/mm). La fente fait 20 microns et la caméra, utilisée en binning 1×1 , est toujours un modèle à capteur CMOS Sony IMX585.

L'objet concerné est Régulus (α Leo), une étoile chaude de type B8IV. Il s'agit d'un rotateur rapide (très rapide même : une vitesse projetée de plus de 350 km/s, l'étoile tournant sur elle-même en seulement 16 heures!), une caractéristique qui émousse et élargit la raie $H\alpha$, rendant l'astre particulièrement commode pour estimer la réponse instrumentale en haute résolution, ce que nous allons faire.

Les images DOF fournies (`_offset`, `_dark`, `_flat`) sont des compositions des DOF élémentaires, tel qu'expliqué précédemment dans l'encadré « Utilisation simplifiée des DOF ».

La région spectrale visée est celle de la raie $H\alpha$ (la raie rouge de l'hydrogène).

5.1 Calibration en haute résolution

Nous avons à disposition une séquence de 6 images du spectre de l'étoile Régulus (**regulus-1**, **regulus-2**, ...), ainsi que :

- une image du spectre d'une lampe néon distincte (**regulus_neon-1**), réalisée juste après la prise des spectres de l'étoile, en agitant manuellement la lampe devant l'ouverture du télescope durant environ 20 secondes de pose (voir figure 30) — une procédure manuelle certes rustique, mais simple, efficace et qui rend toujours service ;
- une image du spectre d'un panneau LED domestique, déposé devant l'ouverture du télescope en fin de nuit et valable pour toute la session (voir figure 31). Cet élément s'achète

couramment dans un magasin de bricolage ; il fournit la composante `_flat` de nos DOF. Le contenu spectral des LED est loin d’être uniforme, même dans le domaine spectral restreint couvert en haute résolution, mais reste néanmoins exploitable dans cette situation (on relève un déficit significatif de lumière du côté rouge par rapport au côté bleu, c’est là son principal inconvénient).



FIGURE 30 – Prise de vue du spectre de la lampe spectrale étalon (une veilleuse au néon).



FIGURE 31 – Prise de vue du spectre de la lampe flat (un panneau LED).

Depuis l’interface standard, choisissez l’option **haute résolution** « HR », puis la section **éta-lonnage** (bouton en bas). Définissez le répertoire de travail — par exemple ici « `d:/an-tibes_tse_20260522` » — puis identifiez vos données spectrales comme précisé à la figure 32. Pensez à sélectionner l’option « Néon avant ou après la pose », car nous disposons d’un spectre de référence distinct de celui des données science (nous ne sommes pas en mode dit « latéral »).

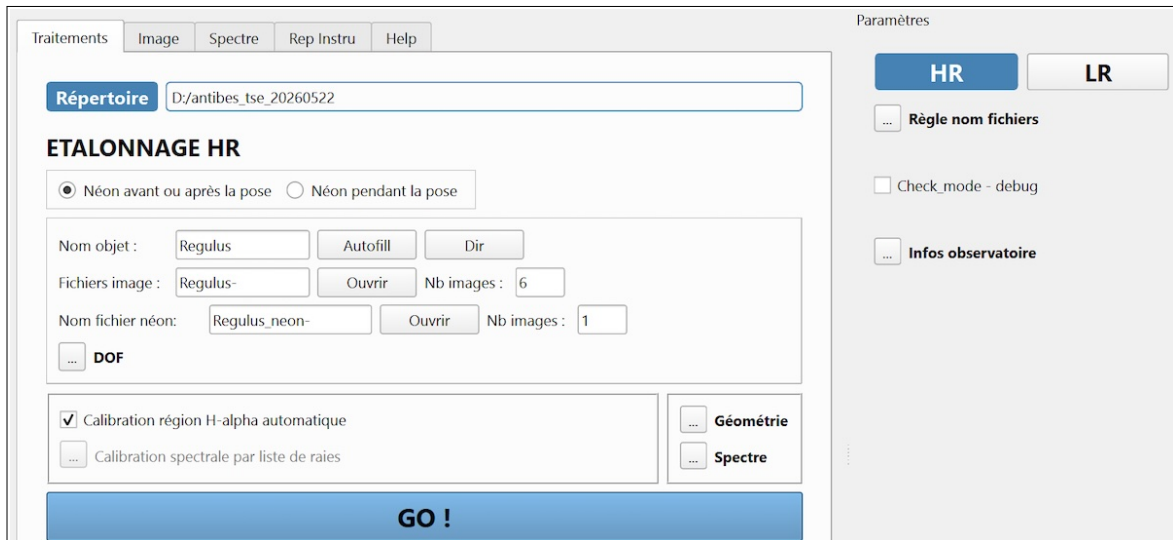


FIGURE 32 – L’entrée des données concernant l’observation de l’étoile Régulus pour la préparation de la calibration de l’instrument. Vous pouvez être aidé par le bouton « Autofill », bien pratique, si vous avez eu la sagesse de bien nommer vos fichiers.

Remplissez la partie DOF de manière traditionnelle, comme le montre la figure 33.

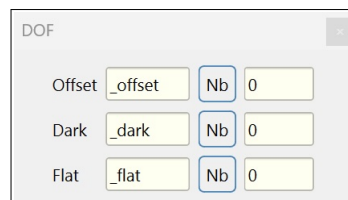


FIGURE 33 – L’utilisation de la version « comprimée » des DOF.

Établissez les limites approximatives de votre trace spectrale depuis le bouton « Géométrie », comme précisé à la figure 34.

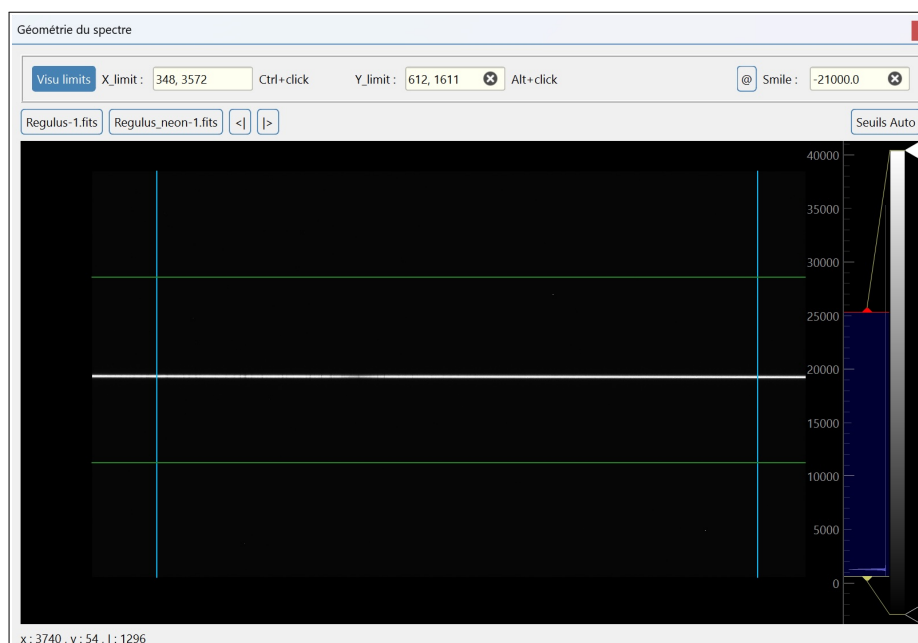


FIGURE 34 – La définition des limites du spectre de Régulus en X et Y. Il y a peu de contraintes sur les valeurs choisies, si ce n’est de bien écarter les bornes X_limit .

Remarquez la présence d’un bouton « smile » qui permet de calculer le rayon de courbure des

raies spectrales, caractéristique lorsqu'on travaille en haute résolution (distorsion géométrique liée aux variations d'angle d'incidence des rayons lumineux sur le réseau, d'autant plus marquée que celui-ci est dispersif). **specINTI Editor** dispose d'un outil interactif pour déterminer ce rayon (ici proche de $-20\,000$ pixels) ; entrez cette valeur caractéristique (n'oubliez pas le signe moins, qui précise le sens de la concavité). Voir aussi l'encadré « Mesurer le rayon de **smile** ».

Mesurer le rayon de smile

specINTI Editor offre la possibilité de mesurer la valeur du **smile** (courbure des raies, évoquant un sourire) directement sur les images. La difficulté avec les données de l'exemple (la session « Régulus ») est que les raies de la lampe néon, sur lesquelles cette mesure doit être réalisée, ne sont pas présentes dans les images du spectre de l'étoile, mais dans un fichier distinct (nous ne sommes pas en mode « latéral », comme indiqué plus haut — nous y reviendrons plus loin dans cette notice).

Une petite manipulation permet cependant de se tirer d'affaire. Indiquez provisoirement « `regulus_neon` » comme nom d'objet. Dans la boîte de dialogue « Géométrie », qui affiche alors l'image du spectre néon, cliquez sur le bouton « @ » (figure 35). Un cadre rouge apparaît dans l'image du spectre du néon. Positionnez-le avec la souris sur une raie : le rayon de courbure s'affiche en temps réel. Outre le déplacement de cette fenêtre, vous pouvez également la redimensionner grâce à la poignée située dans sa partie supérieure droite.

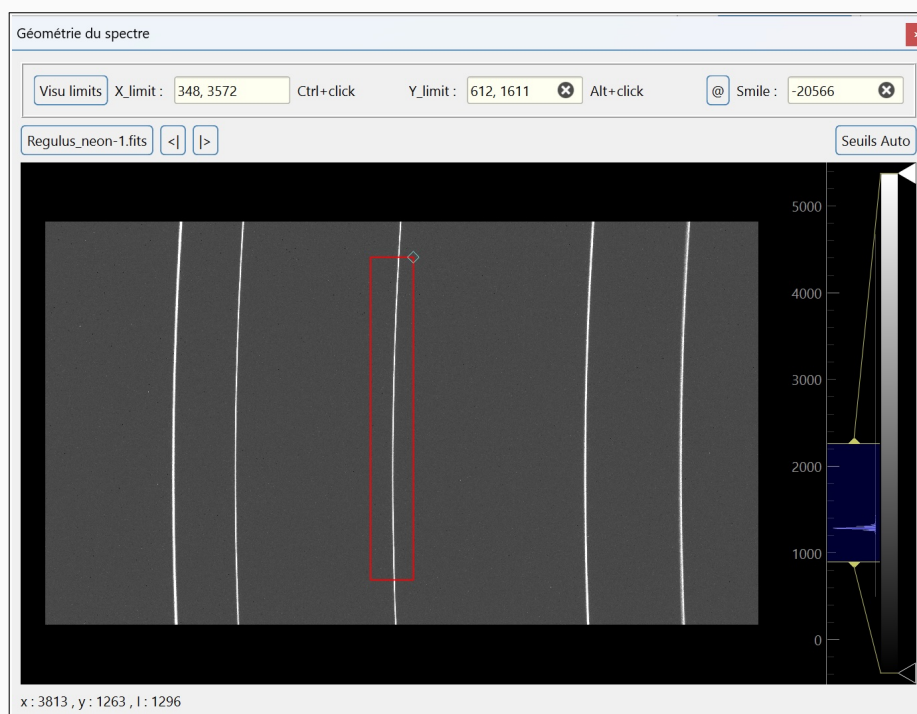


FIGURE 35 — La mesure du rayon de smile.

Le bouton « Spectre » permet d'ouvrir une boîte de dialogue contenant notamment les paramètres de détournage du profil spectral produit et de normalisation (figure 36). Gardez les valeurs par défaut lorsque vous travaillez dans la région de la raie $H\alpha$ en haute résolution. À ce propos, veillez aussi à bien sélectionner l'option « Calibration région H-alpha automatique » depuis l'interface principale : **specINTI** recherchera automatiquement les raies d'étalonnage spectral pour établir le polynôme de dispersion dans l'image du néon que vous fournissez. C'est une facilité particulièrement utile et puissante.

Paramètres spectre

Effacement raies résiduelles du Néon
 Largeur en angströms : 0

Décalage spectral
 Décalage en angströms : 0.0

Filtrage
 Kernel : -3
 Sigma gauss : 0.2

Spectre
 Zone crop : 6500, 6710
 Zone de normalisation : 6640, 6660

FIGURE 36 – Le réglage des paramètres du spectre.

Cliquez sur le bouton « Go ! » pour lancer le calcul des paramètres d'étalonnage. Au terme du processus, une courbe s'affiche dans la partie inférieure de l'interface, comme le montre la figure 37. Il s'agit du profil spectral traité et étalonné en longueur d'onde, mais non encore corrigé de la réponse instrumentale.

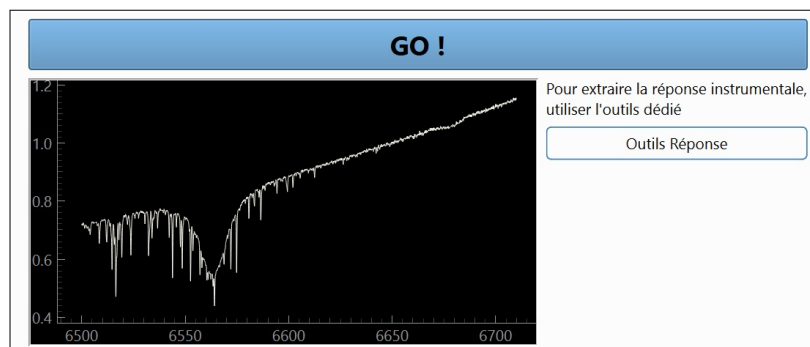


FIGURE 37 – Première étape du calcul de la réponse instrumentale.

Cliquez sur le bouton « Outils Réponse ». Le profil spectral de l'étoile s'affiche alors en plus grand dans l'onglet « Rep. instru » (figure 38).

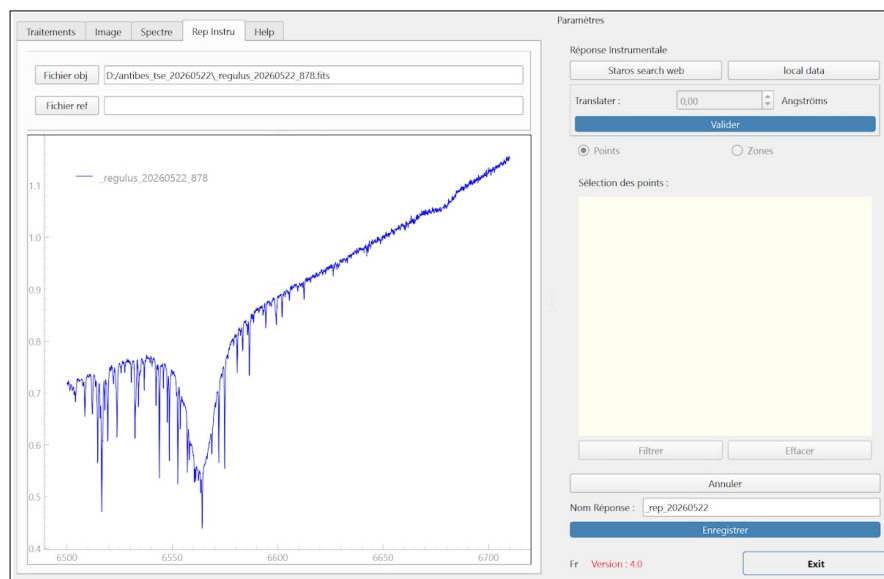


FIGURE 38 – L'outil interactif de calcul de la réponse instrumentale.

La réponse instrumentale s'obtient comme à l'accoutumée, en divisant le spectre observé par le spectre vrai (hors atmosphère) de cette même étoile, ou d'une étoile du même type spectral. Nous allons rechercher ce profil de référence dans la base de données de spectres à haute résolution Melchiors, mise en valeur par les outils développés par l'association **STAROS projects** (<https://staros-projects.org>). Le spectre de Régulus figure dans cette bibliothèque, mais il n'y est référencé que par son numéro HD. Sur SIMBAD (par exemple), vous trouverez que Régulus correspond à HD 87901.

Cliquez sur le bouton « Staros search web » situé en haut à droite de l'interface. Vous êtes redirigé vers la page web de recherche Melchiors (figure 39). Entrez : Melchiors HD 87901.

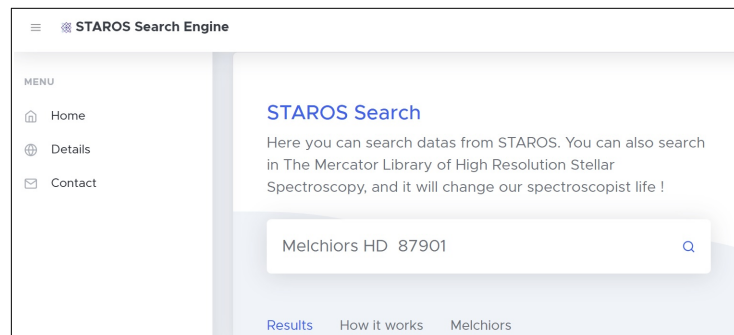


FIGURE 39 – Interrogation de la base Melchiors depuis le site Staros Projects (<https://staros-projects.org>).

Appuyez sur « Return » et, après quelques instants, le spectre de l'étoile apparaît à l'écran (figure 40). Vous pouvez le télécharger (« Download FITS »), puis le sauvegarder dans le répertoire de travail (c'est un spectre au format FITS) sous le nom `_ref_regulus.fits`, par exemple (vous êtes totalement libre du nom à donner).



FIGURE 40 – Le spectre de référence de l'étoile Régulus.

Depuis l'onglet « Rep. instru » de **specINTI Editor**, chargez ce fichier à l'aide du bouton « Fichier ref ». Le logiciel affiche alors sur le même graphique le spectre observé de Régulus en bleu, le spectre Melchiors en violet et le rapport des deux en vert (figure 41).

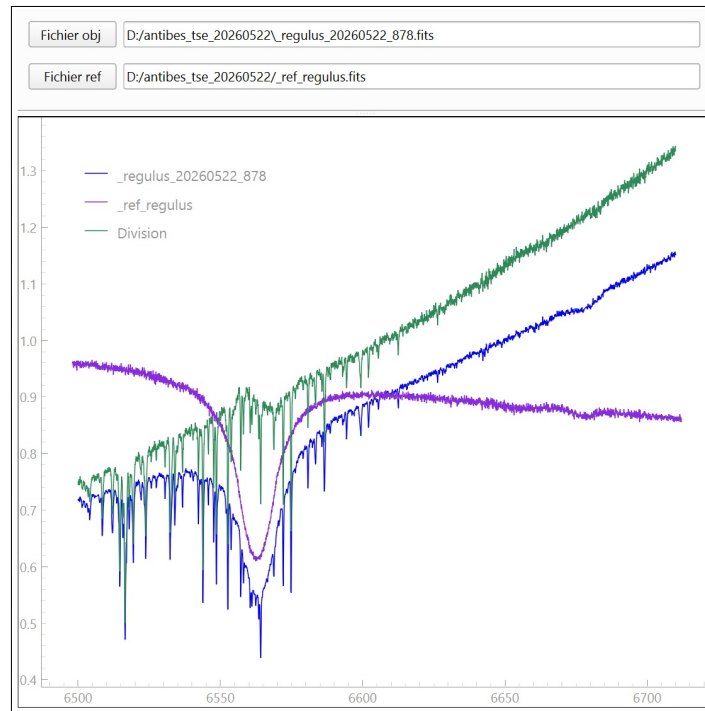


FIGURE 41 – Le spectre observé de Régulus, le spectre attendu et le rapport des deux.

Concentrez-vous en particulier sur le rapport, la courbe verte, qui deviendra la future réponse instrumentale. On constate un rebond au niveau de la raie $H\alpha$, provenant d'un décalage spectral entre les deux opérandes de la division. Le spectre observé est en effet décalé en longueur d'onde en raison de la vitesse radiale de la Terre dans la direction de l'étoile (plus précisément, de la projection du mouvement de la Terre autour du Soleil dans cette direction), un effet perceptible aux résolutions spectrales concernées.

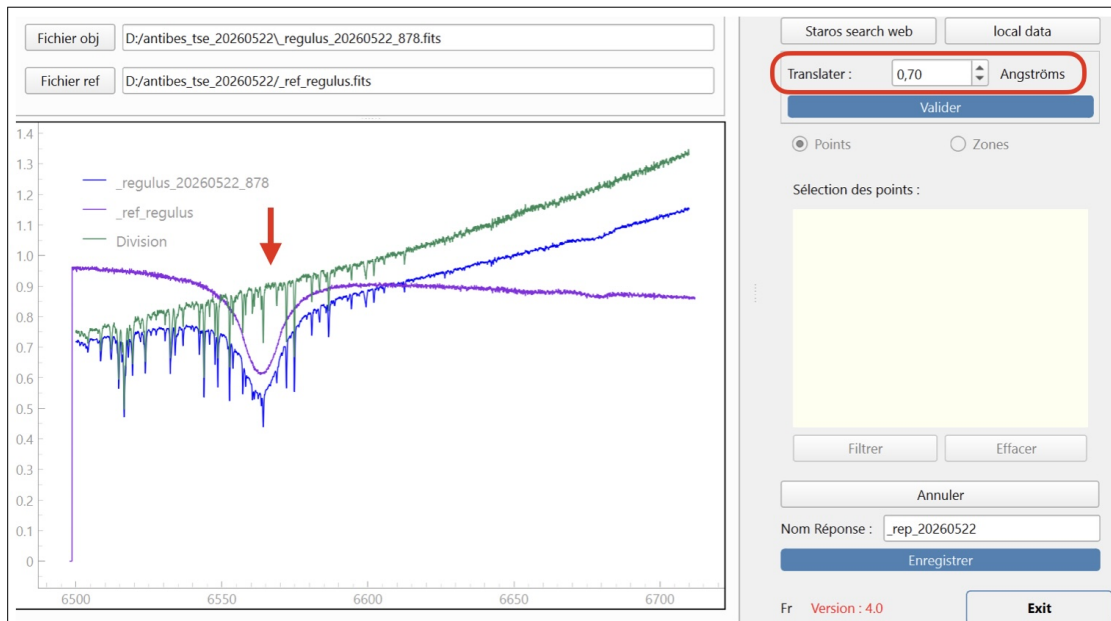


FIGURE 42 – Translation du spectre observé de 0,7 Å, ce qui permet de restituer le bon continuum au niveau de la raie $H\alpha$. Vous pouvez constater l'effet de la translation immédiatement en cliquant sur les flèches haut/bas de l'item « Translator ». On notera aussi la présence de raies telluriques dans le spectre observé, alors qu'elles ont été éliminées du spectre Melchior.

Cliquez sur « Valider ». La réponse est alors isolée, mais polluée par les raies telluriques et par

le bruit. Pour la nettoyer, le moyen le plus efficace consiste à définir une série de points dans le continuum (en dehors des raies) : placez 10 à 20 points bien répartis d'un bout à l'autre du graphe, comme le montre la figure 43.

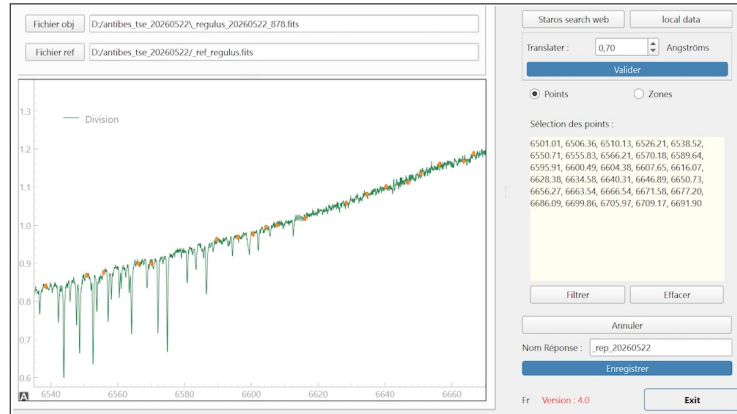


FIGURE 43 – Les points rouges dans le profil ont été placés par un clic gauche de la souris. N'hésitez pas à agrandir l'image pour plus de précision et pour éviter les raies telluriques, très présentes autour de la raie $H\alpha$.

Cliquez ensuite sur le bouton « Filtrer » : le logiciel ajuste la meilleure courbe monotone épousant la forme générale du continuum parmi ces pointages (figure 44).



FIGURE 44 – Ajustement de la meilleure courbe parmi les pointages (le trait rouge).

Sauvegardez le résultat dans le répertoire de travail. Une bonne pratique consiste à générer le nom du fichier en commençant par **_rep**, suivi de la date et du nom de l'objet, afin de mieux identifier l'origine de vos fichiers de réponse par la suite.

La forme particulière de cette courbe de réponse, avec sa pente caractéristique (figure 45), est à rechercher non pas dans l'instrument lui-même, mais dans la distribution spectrale de la source utilisée pour l'évaluer, qui sert également de flat-field lors des traitements : la lumière d'une lampe LED. Si vous examinez l'image **_led.fits** des DOF de l'exemple, vous constaterez un déficit de lumière dans le rouge par rapport au bleu, compensé dans le profil de réponse par une montée de la courbe dans le rouge. L'enseignement est le suivant : si la lumière utilisée pour réaliser le flat-field n'est pas blanche mais colorée (contrairement aux apparences), la courbe de réponse reflète non seulement la réponse de l'instrument, mais aussi celle de cette source.

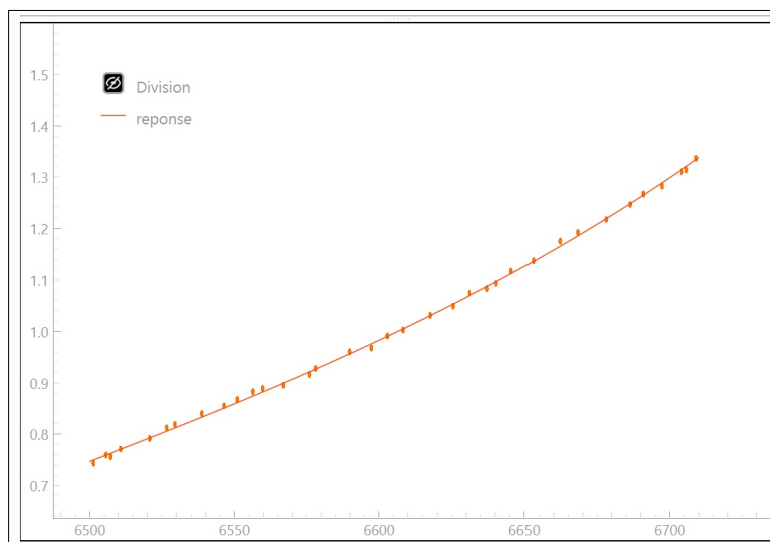


FIGURE 45 – Aspect de la courbe de réponse calculée avec une lampe LED comme source pour produire le flat-field.

5.2 Traitement en haute résolution

Revenez à l'onglet « Traitement » et à la section traitement HR. Assurez-vous que tout est correctement prérempli pour traiter la séquence de spectres de l'étoile Régulus (figure 46), en particulier que le nom de la réponse spectrale est bien celui de la courbe calculée précédemment (specINTI Editor remplit ce champ automatiquement) et que l'intitulé des DOF est correct (ici `_offset`, `_dark`, `_flat`, voir aussi figure 33).

FIGURE 46 – L'ensemble des paramètres ajustés pour effectuer le traitement de la séquence de spectres « Régulus ».

Vous n'avez plus qu'à cliquer sur « Go ! » pour traiter le spectre. La figure 47 présente le résultat.

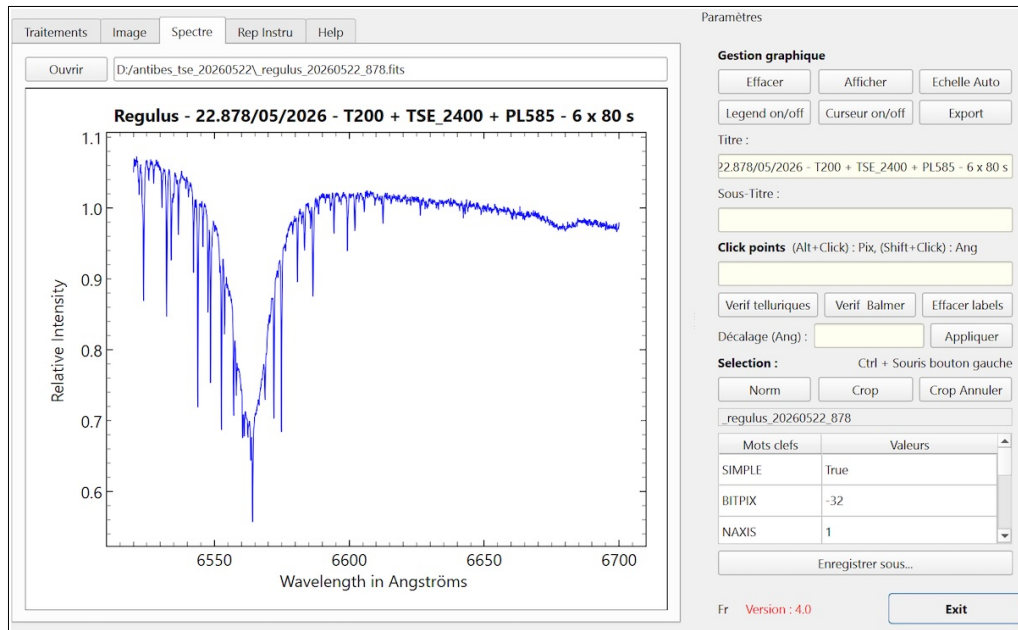


FIGURE 47 – Le spectre final de l'étoile Régulus.

Vous pouvez désormais traiter vos spectres en un nombre très restreint de clics, aussi bien ceux de la nuit en question que ceux des sessions suivantes. Pour l'illustrer, nous avons ajouté à la distribution des fichiers à télécharger une petite séquence sur l'étoile Be β Lyr, acquise dans les mêmes conditions. Il suffit de renseigner le nom de l'objet, de cliquer sur « Autofill », puis sur « Go ! » pour obtenir le spectre traité (figure 48).

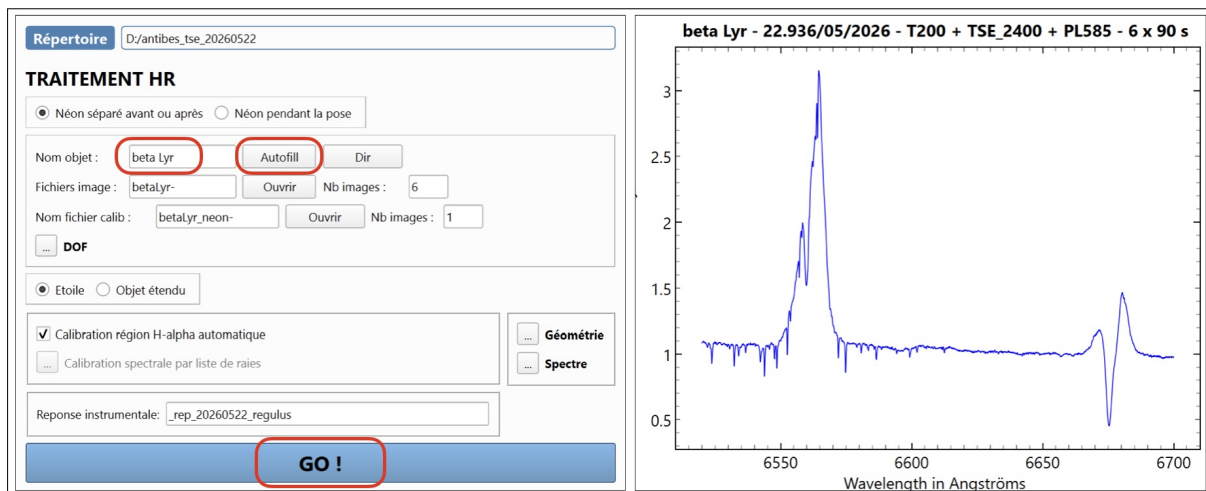


FIGURE 48 – Le traitement d'une séquence de spectres de l'étoile β Lyr.

5.3 Retour sur la réponse instrumentale

La question de l'évaluation de la réponse instrumentale est fréquemment débattue et source de confusion. La démarche suivie jusqu'ici, aussi bien pour le traitement des spectres à basse qu'à haute résolution, a consisté à supposer que l'astre utilisé pour évaluer cette réponse est angulairement proche de l'astre cible et que les deux observations sont réalisées à peu d'intervalle de temps. De cette manière, on s'affranchit du problème de la transmission atmosphérique, supposée identique au numérateur et au dénominateur lors du calcul de la réponse. Il est d'ailleurs quelque peu abusif de parler en l'espèce de « réponse instrumentale », le résultat dépendant en réalité aussi de la transmission atmosphérique. Ainsi, vous n'obtiendrez pas le même résultat

selon que vous observez haut dans le ciel ou proche de l’horizon, ou selon le niveau d’aérosols en suspension dans l’atmosphère — et pourtant l’instrument, lui, n’a pas changé.

De fait, deux grandes stratégies s’offrent à l’observateur, résumées à la figure 49.

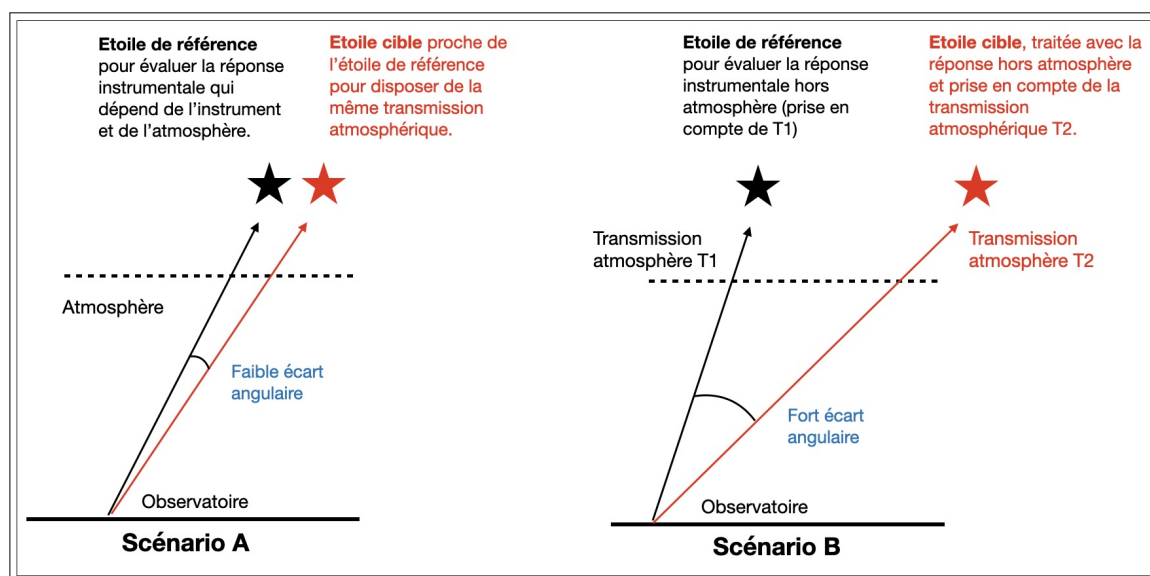


FIGURE 49 – Techniques d’évaluation de la « réponse instrumentale » (voir le texte).

Le **scénario A** est conventionnel. On complète l’observation de l’étoile cible par celle d’une étoile de référence angulairement proche (issue des catalogues Melchior, Pickles, Miles, etc.). L’inconvénient est double : (1) une certaine perte de temps en raison du pointage et de la prise de vue supplémentaire à réaliser, (2) la nécessité de rechercher une étoile de référence fiable à proximité de la cible³.

Le **scénario B** consiste à calculer *une fois pour toutes* la vraie réponse instrumentale, corrigée de la transmission atmosphérique au moment de cette évaluation, c’est-à-dire ramenée à ce qu’elle serait hors atmosphère terrestre. Lors de l’observation d’une cible quelconque, on effectue ensuite le processus inverse : on calcule puis on retire la transmission atmosphérique propre à la situation du moment (fonction de la hauteur de l’astre au-dessus de l’horizon et de la transparence du ciel), avant d’appliquer la réponse intrinsèque de l’instrument, indépendante de l’atmosphère. Ici encore deux inconvénients, mais de nature différente : (1) la présence d’un spectre secondaire induit par l’atmosphère terrestre (d’autant plus étendu que l’observation se fait près de l’horizon), et dont l’orientation change avec l’angle parallactique ; (2) une sensibilité à la qualité de mise au point si l’on utilise une lunette astronomique (même apochromatique, dès lors que l’on s’intéresse à ce qui se passe dans l’UV). Ces deux effets sont sources de biais dans la réponse calculée, mais restent mesurés si l’on évite d’observer trop près de l’horizon (on choisira alors le même azimut que pour l’étoile de référence) et si l’on privilégie un télescope plutôt qu’une lunette.

Chacun est libre de choisir la stratégie qui lui convient le mieux. Pour notre part, nous privilégions souvent le **scénario B**, pour trois raisons : il est le plus rapide et le plus simple à mettre en œuvre (la même réponse pouvant être utilisée durant toute une nuit, voire pour plusieurs sessions) ; l’erreur commise lors du calcul de la transmission atmosphérique se révèle vite négligeable face aux autres sources d’erreur ; enfin, le **scénario A** n’est pas totalement à l’abri, lui non plus, des problèmes de mise au point, ni d’effets plus subtils, comme le positionnement de

3. On trouve aujourd’hui des applications sur applications en lignes fort commodes, telle que <https://spectro-starfinder.net/>. L’aide de specINTI inclue aussi une liste d’étoile brillantes de type A dans laquelle vous pouvez piocher

l'étoile sur la fente, qui dépend de son type spectral et réintroduit une sensibilité à la dispersion atmosphérique.

La mise en œuvre du **scénario B** requiert d'ajouter quelques paramètres aux fichiers de configuration générés automatiquement par **specINTI** en mode standard. Il s'agit de fonctionnalités avancées, qui demeurent néanmoins transparentes pour l'utilisateur. Leur exploitation passe par l'interface avancée de **specINTI**, dont l'usage est décrit dans les sections suivantes.

6 Interface avancée : usage pour la basse résolution spectrale

La figure 50 montre comment passer de l'interface standard à l'interface avancée.

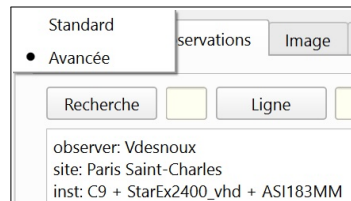


FIGURE 50 – Le passage à l'interface avancée de **specINTI Editor**.

L'interface avancée repose sur l'édition *manuelle* de deux fichiers, sous forme de listes de paramètres : le **fichier de configuration**, qui décrit la disposition du spectre à réduire, l'instrument et le type de traitement souhaité ; et le **fichier d'observation**, qui décrit les données à traiter. La fonction de ces fichiers est détaillée à la section suivante.

La figure 51 présente l'organisation générale de cette interface. De gauche à droite : l'éditeur du fichier de configuration, l'éditeur du fichier d'observation, l'outil de sélection de ces fichiers, et la console de sortie.

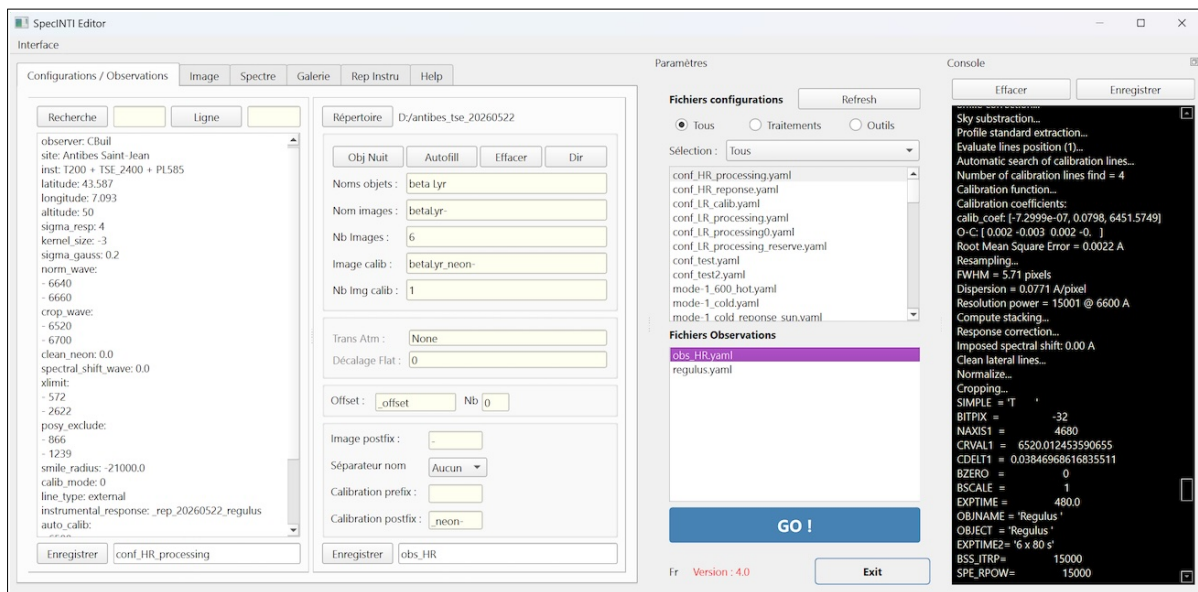


FIGURE 51 – L'organisation de l'interface avancée de **specINTI Editor**.

Pour illustrer l'usage du mode avancé, nous allons nous appuyer sur une série d'images du spectre de l'étoile δ UMa, de type spectral A2 V, caractérisée notamment par des raies de la série de Balmer bien marquées.

Les données ont été acquises avec un télescope Newton de 200 mm ouvert à f/5. Le spectrographe est un TinyStar'Ex équipé d'une fente de 14 μm de large et d'une caméra CMOS Player One Uranus M Pro (capteur Sony IMX585, exploité en binning 1×1).

Vous pouvez télécharger ces données en cliquant sur le lien suivant : https://build.astrosurf.com/specinti4/demo/tse_20260415.zip.

Il ne s'agit que d'un extrait d'une séquence plus complète, volontairement réduit afin d'alléger le volume de données — au détriment toutefois du rapport signal sur bruit final.

Comme toujours, la première opération à réaliser consiste à indiquer au logiciel l'emplacement des données sur votre système de stockage. Dans cet exemple, le chemin du répertoire est `c:\tse_20260415` (nom abrégé du spectrographe, suivi de la date d'observation, ici le 15 avril 2026). Le choix du nom et de l'emplacement est libre, mais il est recommandé d'éviter les chemins trop longs et de privilégier des noms courts et lisibles, **sans espace**.

Depuis l'onglet « Configuration/Observation », cliquez sur le bouton « Répertoire », puis sélectionnez votre répertoire de travail pour la session (figure 52). Depuis l'onglet « Image », vous

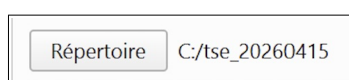


FIGURE 52 – Choix du répertoire de travail.

pouvez examiner les images de la série de l'étoile δ UMa (trois poses de 5 secondes). Ces images, au format FITS, sont nommées `DeltaUma-1.fits`, `DeltaUma-2.fits` et `DeltaUma-3.fits` :

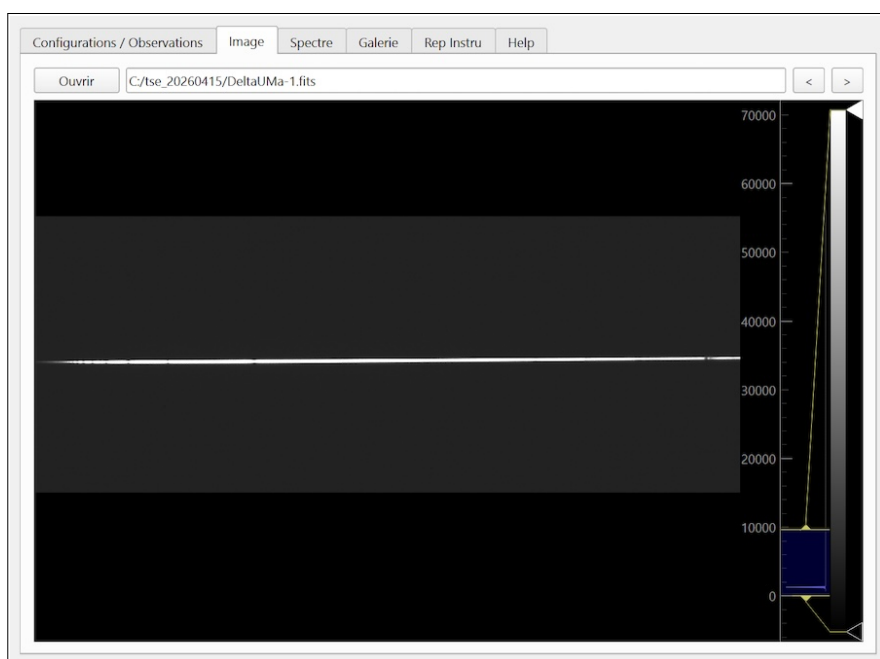


FIGURE 53 – Affichage du spectre de l'étoile δ UMa.

La figure 54 montre un agrandissement de ce spectre, où les raies de la série de Balmer apparaissent nettement.

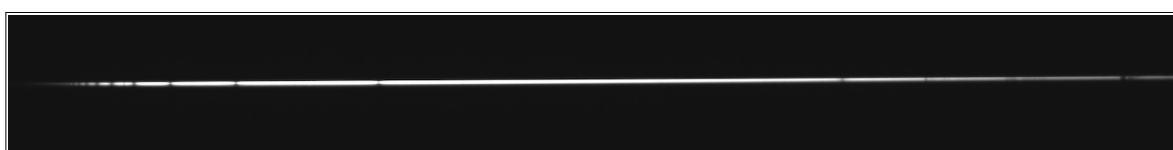


FIGURE 54 – Détail du spectre de l'étoile δ UMa.

Notez que, pour améliorer l'efficacité du traitement, l'image du spectre a été fenêtrée lors de l'acquisition : elle ne comporte ici que 900 pixels en hauteur, centrés sur la trace spectrale.

Passons à présent à ce qui fait l'originalité, et aussi la puissance, du mode avancé, en décrivant le rôle des fichiers de configuration et d'observation.

6.1 Comprendre les notions de fichier de configuration et d'observation

Le **fichier de configuration** est un fichier que vous pouvez écrire et afficher avec n'importe quel éditeur de texte basique. Ce travail d'édition est aussi l'une des fonctions dévolues à l'onglet « Configuration/Observation » de l'application **specINTI Editor** (dans la partie gauche de l'onglet).

Lorsque vous cliquez sur le bouton « Enregistrer » situé sous cette zone d'édition, le texte est toujours sauvegardé dans un sous-répertoire du répertoire d'installation de l'application portant un nom prédéfini : `_configuration`. La présence de ce répertoire est obligatoire pour le fonctionnement de **specINTI**.

La liste des fichiers de configuration déjà présents dans le répertoire `_configuration` s'affiche dans la partie « Paramètres » de l'onglet « Configurations/Observations », voir figure 55.

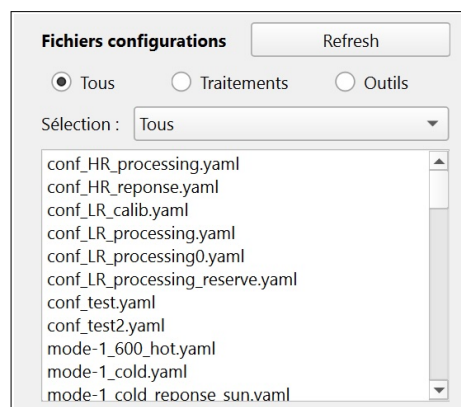


FIGURE 55 – Liste des fichiers de paramètres présents dans le sous-répertoire `_configuration`.

Pour afficher le contenu de l'un de ces fichiers, puis éventuellement le modifier, il suffit de cliquer sur son nom avec la souris. Vous êtes par ailleurs totalement libre du nom donné aux fichiers de configuration que vous créez, mais essayez de les nommer de manière logique, en fonction du type de traitement associé à la configuration décrite.

Mais qu'est-ce, au juste, qu'un fichier de configuration, et à quoi sert-il ?

Si vous pouvez sauvegarder et éditer un fichier de configuration comme un simple fichier texte, son contenu, en revanche, n'est pas quelconque. Il est écrit au format **YAML** (prononcé *yamel*), destiné dans le monde de l'informatique à stocker des données structurées de manière très lisible (son nom signifie : *YAML Ain't Markup Language*). Ces fichiers portent l'extension « `.yaml` ».

Un fichier **YAML** est constitué d'un ensemble de paires, comprenant un mot-clé suivi d'une valeur, selon la forme `clé: valeur`.

Ces paires sont normalement organisées par indentation, mais dans les exemples nous adoptons une structure simple : un paramètre par ligne, c'est-à-dire un couple `clé: valeur` par ligne.

Le logiciel **specINTI** se sert du contenu du fichier de configuration qui lui est passé en paramètre pour comprendre ce que vous lui demandez de faire : réaliser un étalonnage, traiter un spectre

de nébuleuse, etc. Ce fichier décrit par ailleurs la nature des spectres traités, leur disposition, les opérations à réaliser sur ceux-ci et les conditions de prise de vue. Toute la difficulté pour vous est d'écrire correctement ce contenu selon votre besoin. Vous êtes aidé en cela par l'interface **specINTI Editor**.

Une fois le fichier de configuration édité, le fait de cliquer sur le bouton « Go ! » sauvegarde celui-ci dans le répertoire « `_configuration` », puis lance le programme **specINTI** en lui passant le nom du fichier. Cette opération est transparente pour l'utilisateur.

Le découpage du logiciel en deux parties — d'un côté l'interface, de l'autre le moteur de calcul — offre une grande souplesse dans le développement de l'application. Vous pouvez par exemple créer de toutes pièces une nouvelle interface, à votre goût, sans que cela nuise à la qualité du traitement. C'est ainsi que l'application **specINTI** se retrouve dans des chaînes de traitement chargées d'exploiter automatiquement des données issues d'installations distantes — le logiciel fonctionnant alors même sans interface !

On a vu que chaque ligne du fichier de configuration contient un paramètre (dont le nom est réservé) et un argument. Ce sont les valeurs de ces paramètres — dont certains sont optionnels et peuvent donc être omis — qui orientent donc le fonctionnement de **specINTI**. Prenons un exemple de paramètre obligatoire :

working_path: `C:/tse_20260415`

Le nom du paramètre (ou clé) est ici **working_path**, et l'argument est `C:/tse_20260415`.

Remarquez bien la syntaxe : il faut ici être scrupuleux. Les deux points « : » sont obligatoires et accolés au nom du paramètre, sans espace. En revanche, un espace (et un seul) sépare les « : » de la valeur passée au paramètre. Notez encore qu'il ne faut jamais insérer d'espace avant le nom de la clé.

Que fait ce paramètre **working_path** ? Il précise à **specINTI** le chemin du dossier où se trouvent les données de la session d'observation à traiter, ici `C:/tse_20260415`.

Prenons un autre exemple :

batch_name: `regulus`

La valeur de ce paramètre oriente **specINTI** vers le traitement du spectre d'un objet dont les caractéristiques d'observation (nom de l'objet, nombre d'images, DOF à utiliser...) sont précisées dans un fichier d'observation appelé « `regulus` » (c'est un exemple). Ce fichier est lui-même un fichier « `.yaml` » et il est sauvegardé dans le répertoire de travail courant avec les indications fournies dans l'onglet « Configurations/Observations ». Par exemple, le contenu suivant saisi dans l'interface :

FIGURE 56 – Préparation du fichier d’observation depuis l’interface **specINTI Editor**.

produira le fichier d’observation « `regulus.yaml` », dont voici le contenu :

```
regulus:
- regulus
- regulus-
- 7
- regulus_neon-
- -1
- led-
- 5
- n900-
- 6
- o-
- 4
- None
- 0
```

Il est indéniablement plus facile d’écrire ce fichier depuis une interface conviviale que depuis un traitement de texte, avec les risques d’erreurs de syntaxe que cela comporte. Bien entendu, **specINTI** sait parfaitement décoder ce contenu pour traiter la séquence concernée, ici celle de l’étoile Régulus.

Il est possible d’aller encore plus loin en traitant plusieurs cibles en séquence, sans intervention de l’utilisateur (un mode *batch*). Il suffit d’indiquer plusieurs noms d’objets à traiter depuis l’interface, séparés par une virgule ; voir l’exemple de la figure 57.

Obj Nuit	Autofill	Effacer	Dir
Noms objets :	regulus, pollux		
Nom images :	regulus-, pollux-		
Nb Images :	7, 5		
Image calib :	regulus_neon-, pollux_neon-		
Nb Img calib :	1, -1		

FIGURE 57 – Préparation du traitement en séquence (mode *batch*) du spectre des étoiles Régulus et Pollux.

Dans cet exemple, le fichier d’observation devient :

```
regulus:
- regulus
- regulus-
- 7
- regulus_neon-
- 1
- led-
- 5
- n900-
- 6
- o-
- 4
- None
- 0
pollux:
- pollux
- pollux-
- 5
- pollux_neon-
- -1
- led-
- 5
- n900-
- 6
- o-
- 4
- None
- 0
```

La liste peut comporter autant d’objets que vous le souhaitez. Vous pouvez ainsi traiter une session d’observation entière en un seul clic sur le bouton « Go ! » !

L’argument d’un paramètre peut être une chaîne de caractères, mais aussi un nombre, voire une série de nombres, en adoptant la syntaxe suivante :

```
crop_wave: [3500, 7500]
```

Ce paramètre commande au logiciel de détourer le spectre final entre 3500 Å et 7500 Å.

L’ordre des paramètres est tout à fait indifférent dans un fichier de configuration : vous pouvez donc l’organiser comme bon vous semble. L’usage des minuscules ou des majuscules est lui aussi indifférent.

Notez qu'un texte commençant par le caractère `#` est considéré comme un commentaire. Exemple :

```
# Ceci est un commentaire
crop_wave: [3500, 7500]    # Fenêtrage
```

L'emploi d'un fichier de configuration est à la base du fonctionnement de `specINTI`. C'était déjà le cas lorsqu'il a été question de l'**interface standard** au début de ce document. Même dans ce mode, chaque fois qu'une calibration ou un traitement est lancé depuis `specINTI Editor`, un fichier de configuration est créé dans le répertoire `_configuration` sous un nom imposé — par exemple « `conf_lr_processing.yaml` » lorsque vous demandez un traitement en basse résolution — puis lu par `specINTI` pour l'exécution du traitement. Avec l'interface standard, la notion de fichier de configuration (et d'observation) est sous-jacente, mais masquée dans un souci de simplification.

6.2 Évaluation de la loi d'étalonnage spectral et de la réponse instrumentale

Revenons à présent à l'observation de l'étoile δ UMa. Dans un premier temps, nous allons l'utiliser pour étalonner notre instrument, aussi bien en longueur d'onde qu'en réponse au flux lumineux.

Le résultat obtenu à l'issue de cette étape pourra être utilisé pour traiter tous les objets de la session, voire de sessions à venir, tant que l'équipement n'aura pas été modifié de manière significative.

Nous disposons donc de trois spectres de l'étoile, mais aussi de quatre images de bias (`o-1`, `o-2`, ...) et de trois images de signal d'obscurité, correspondant ici à de longues poses de 30 minutes (`n1800-1`, ...). Aucune image de flat-field n'a été acquise : celles-ci sont considérées comme inutiles dans ce contexte, compte tenu des performances élevées du capteur IMX585 et du fait que les défauts de réponse à basse fréquence spatiale seront pris en charge lors du calcul de la réponse spectrale instrumentale, comme nous le verrons plus loin. Au passage, travailler sans images de flat-field constitue une simplification appréciable de l'observation.

Positionnez-vous sur l'onglet « Configuration/Observation » de `specINTI Editor`, puis renseignez les champs comme indiqué à la figure 58.

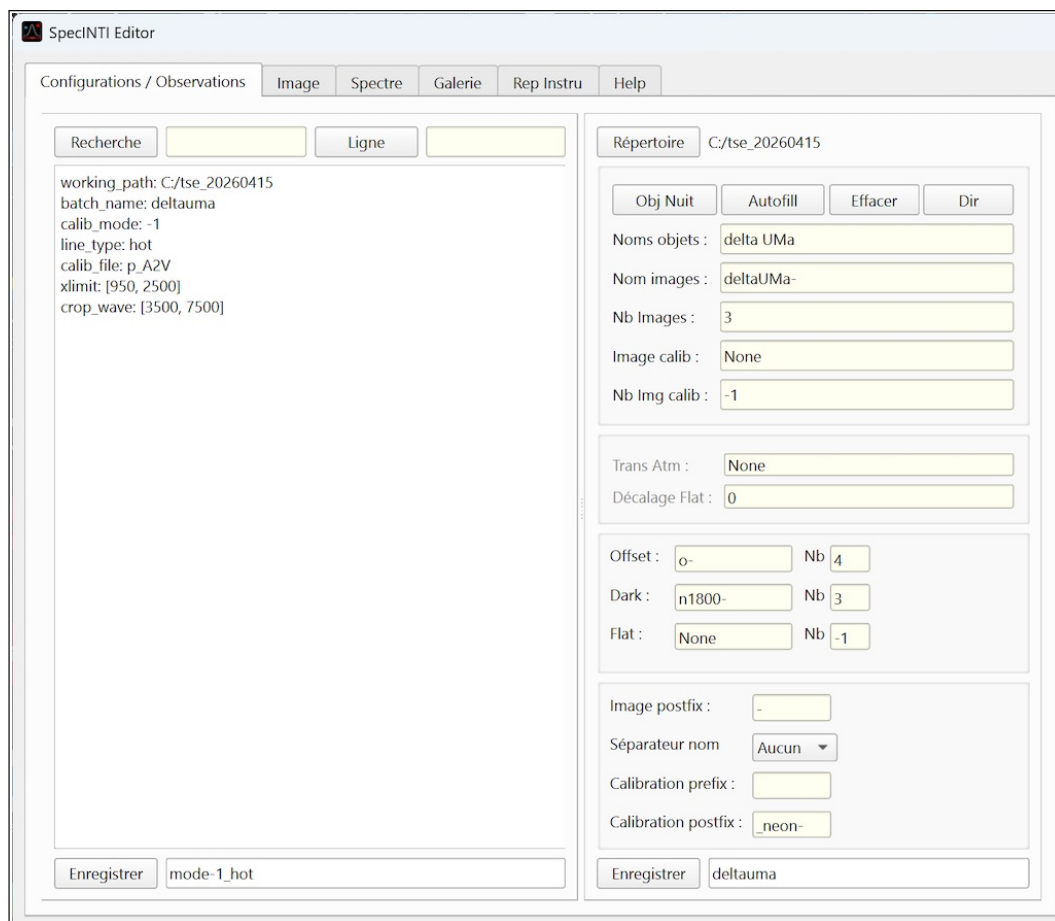


FIGURE 58 – Configuration pour extraire les paramètres d’étalonnage en basse résolution.

Le panneau de droite regroupe les informations relatives aux données d’observation et aux DOF, sauvegardées ici dans un *fichier d’observation* nommé **deltauma.yaml** (nom libre). On indique simplement le nom de la cible (« delta Uma »), puis on appuie sur le bouton « Autofill ». Ce nom figurera dans l’en-tête FITS du spectre traité ; il importe donc qu’il soit officiel et reconnu par SIMBAD. Si vous cliquez sur le bouton « Enregistrer », ou si vous lancez le calcul, le fichier d’observation est automatiquement sauvegardé dans votre répertoire de travail.

Le panneau de gauche concerne le **fichier de configuration**, qui précise le type de traitement souhaité. On a vu (section 6.1) qu’il est enregistré dans le dossier **_configuration** du répertoire d’installation du logiciel, que ce soit parce que vous avez cliqué sur le bouton « Enregistrer », ou parce que vous avez lancé les calculs.

L’étalonnage en longueur d’onde et en réponse de l’instrument est obtenu en activant un mode de traitement spécifique, identifié par un numéro passé à un paramètre appelé **calib_mode**. Ce numéro est ici **-1**, le signe moins précisant qu’il s’agit d’un **mode utilitaire**. Celui-ci est particulièrement puissant, car, en un seul clic et en quelques secondes, il effectue des opérations souvent perçues comme complexes ou bloquantes lors d’un premier contact avec la spectrographie.

Cette configuration a donc été nommée **mode-1_hot**, **specINTI** ajoutant automatiquement l’extension **.yaml**. Ce nom reflète à la fois le mode de traitement (**-1**) et le recours au spectre d’une étoile chaude (**hot**) pour l’étalonnage. Nous retrouvons ici certaines des facilités offertes par l’interface standard (voir sections 4 et 5), mais cette fois dans l’interface avancée.

Plutôt qu’une étoile de type spectral A, le logiciel offre également la possibilité d’utiliser une étoile de type solaire (type G), dont le spectre est plus complexe. Le choix entre étoile chaude et étoile froide est déterminé par la valeur du paramètre **line_type** dans le fichier de configuration :

« hot » ou « cold ». Le tableau 2 récapitule les options offertes par le mode -1.

TABLE 2 – Tableau des modes spéciaux et utilitaires

Fonction	Mode	Line_type	Source d'étalonnage	Paramétrage de la configuration
Calcul automatique de la loi d'étalonnage spectral et de la réponse instrumentale	-1	Cold	Raies de Fraunhofer d'une étoile de type spectral G (source naturelle)	Un spectre de référence de type G est nécessaire (type solaire). Le nom du fichier correspondant est fourni via le paramètre calib_file
		Hot	Raies de la série de Balmer d'une étoile de type spectral A (source naturelle)	Un spectre de référence de type A est nécessaire (étoile chaude). Le nom du fichier correspondant est fourni via le paramètre calib_file
	-2		Calcule un polynôme d'étalonnage spectral à partir des positions approximatives d'une série de raies d'absorption et de leurs longueurs d'onde associées. En entrée : le spectre d'une étoile	Le paramètre line_pos contient les coordonnées des raies en pixels, tandis que wavelength contient les longueurs d'onde correspondantes
	-3		Même fonction que le mode -2, mais pour des raies en émission.	Mêmes paramètres que le mode -2.
	-4		Ajuste un polynôme de dispersion du degré de son choix, à partir d'une liste de longueurs d'onde et des coordonnées en pixels correspondantes. Les coefficients du polynôme sont affichés dans la console de sortie	Le paramètre line_pos contient les coordonnées des raies en pixels, tandis que wavelength contient les longueurs d'onde
	-5		Extrait le profil brut du spectre d'une étoile à partir de son image bidimensionnelle, sans étalonnage spectral ni correction de la réponse instrumentale. Les intensités, en ADU, correspondent à la somme des spectres extraits des images de la liste fournie.	Le seul paramètre obligatoire est xlimit (bornes du spectre pour le calcul des paramètres géométriques)

Le contenu d'un fichier de configuration est très flexible : certains paramètres sont obligatoires, tandis que d'autres, plus nombreux, sont optionnels. Voici le fichier que nous allons utiliser pour réaliser la calibration de l'instrument. Il ne comporte que sept lignes à ce stade (vous pouvez les copier-coller dans la zone d'édition de l'interface) :

```
working_path: C:/tse_20260415
batch_name: deltauma
calib_mode: -1
line_type: hot
calib_file: p_A2V
xlimit: [950, 2500]
crop_wave: [3500, 7500]
```

Voici ce même contenu, cette fois commenté :

Listing 1 – Configuration d'extraction automatique des paramètres d'étalonnage

```
working_path: C:/tse_20260415 -> localisation des données et du fichier d'observation
batch_name: deltauma -> nom attribué au fichier d'observation
calib_mode: -1 -> mode d'extraction automatique des paramètres d'étalonnage
line_type: hot -> étoile chaude (type spectral A)
calib_file: p_A2V -> spectre de référence utilisé pour l'étalonnage
xlimit: [950, 2500] -> bornes (en pixels) pour la recherche des raies de Balmer
crop_wave: [3500, 7500] -> limites du domaine spectral traité (en Å)
```

Examinons plus en détail le rôle de ces paramètres :

- **working_path** : désigne le répertoire contenant les données à traiter. Ce dossier contient également les fichiers DOF, ainsi que le fichier d'observation (**xxx.yaml**). Ce champ est mis à jour automatiquement lors de la sauvegarde des données d'observation et au lancement du calcul (bouton « Go ! »).
- **batch_name** : précise le nom du fichier d'observation décrivant la séquence de données à analyser. Ce fichier contient notamment la liste des images, leur nombre, et le nom des fichiers DOF associés.
- **calib_mode** : définit le mode d'exécution du programme. Une valeur négative (ici -1) active l'utilitaire chargé de déterminer automatiquement la loi d'étalonnage spectral et la réponse instrumentale. Voir également le tableau 2.
- **line_type** : en mode -1 , deux types d'étoiles peuvent être utilisés pour établir la loi de dispersion. Le type *hot* correspond à une étoile chaude présentant des raies de Balmer bien marquées, tandis que le type *cold* correspond à une étoile plus froide, typiquement de type spectral G ou K.
- **calib_file** : désigne le spectre de référence utilisé pour déterminer la réponse instrumentale. Le logiciel recherche automatiquement ce fichier dans le répertoire « calib », créé lors de l'installation. Ce dossier contient notamment les spectres de la bibliothèque *Pickles*, particulièrement adaptés au traitement des spectres basse résolution (voir aussi section 4.1).
Dans l'exemple présenté, nous utilisons le fichier **p_A2V.fits**, puisque A2 V est précisément le type spectral de l'étoile δ UMa. Les types spectraux disponibles ne correspondent pas toujours exactement à ceux des étoiles observées, mais l'erreur introduite par l'utilisation d'un type approchant⁴ reste généralement négligeable au regard des autres sources d'incertitude.
- **xlimit** : les deux valeurs fournies (en pixels) délimitent la zone du spectre à l'intérieur de laquelle le logiciel recherche automatiquement les raies de Balmer. Du côté bleu, il est recommandé de sélectionner une région contenant la raie H η ou H ζ (voir figure 59). Du côté rouge, la raie H α doit impérativement être incluse dans l'intervalle choisi.

4. C'est principalement la température de couleur qui compte ici, davantage que la classe de luminosité.

Ces bornes doivent être définies en analysant la position des raies dans la trace spectrale. Une fois déterminées, elles restent en principe constantes tant que la configuration mécanique de l'instrument demeure inchangée.

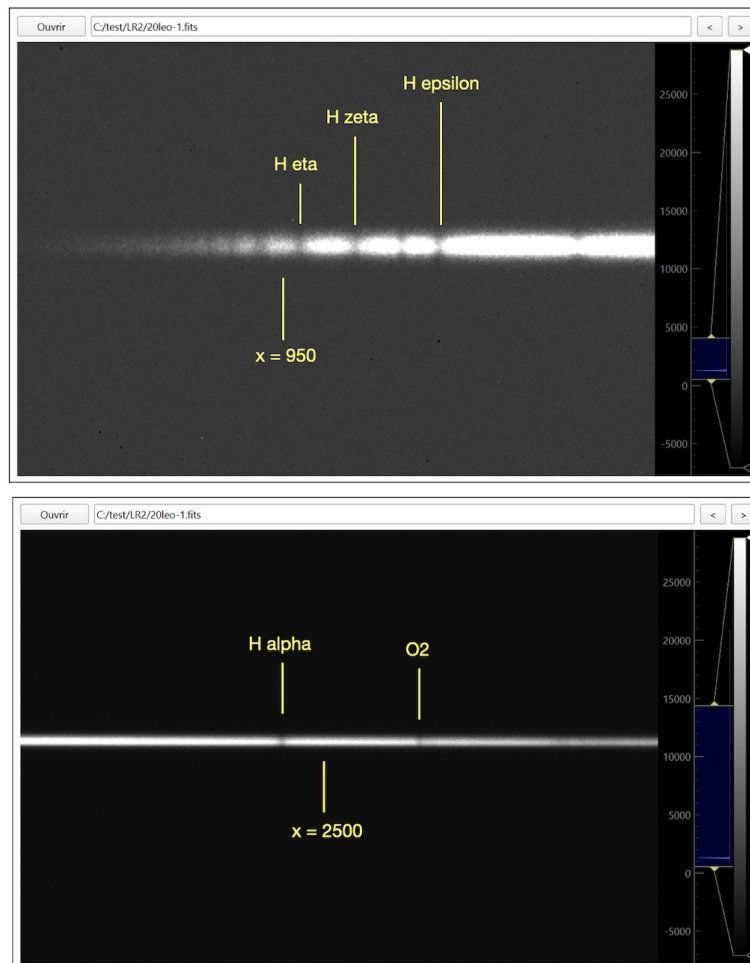


FIGURE 59 – Exemple de zone utilisée pour la recherche automatique des raies de Balmer : en haut, le côté bleu ; en bas, le côté rouge. Les raies de la série de Balmer, de $H\alpha$ à $H\eta$, sont ici utilisées pour l'étalonnage spectral. Les valeurs indiquées sont propres au spectrographe TinyStar'Ex ; elles seront différentes avec un autre modèle.

- **crop_wave** : ce paramètre définit les limites bleue et rouge de la portion du spectre considérée comme exploitable dans le fichier de réponse spectrale calculé⁵. Le profil de réponse n'est calculé qu'entre ces deux bornes, exprimées en angströms.

Par défaut, **specINTI** détermine automatiquement la hauteur de la zone de binning utilisée pour extraire le profil spectral, ainsi que les zones servant à l'évaluation du fond de ciel. La recherche automatique de la trace spectrale dans chaque image complète ce dispositif : l'ensemble constitue une simplification très appréciable pour l'utilisateur.

Une fois la configuration établie, il suffit de cliquer sur le bouton « Go ! ».

Le traitement ne dure que quelques instants. À son terme, examinez les dernières lignes affichées dans la console de sortie (figure 60) : vous y trouverez un ensemble d'informations essentielles pour la suite.

⁵. La limite rouge provient du recouvrement d'ordres du réseau ; la limite bleue, de la transmission optique de l'instrument.


```

Line coordinates find:
[ 959.04  988.23 1032.04 1103.54 1232.83 1514.16 2427.63]
Wavelength:
[3835.38 3889.05 3970.07 4101.74 4340.47 4861.33 6562.85]
Calibration coefficients:
calib_coef: [9.9897e-06, 1.8234, 2079.2709]
Root Mean Square Error = 0.0879 Å
Response file:
C:/tse_20260415\_rep_20260415_deltauma.fits
End.

```

FIGURE 60 – Contenu de la console de sortie au terme du traitement.

On y repère notamment la liste des raies de Balmer utilisées pour calculer la loi d'étalonnage spectral (leur position dans la première image de la séquence, ainsi que leurs longueurs d'onde correspondantes).

Les deux informations véritablement importantes — celles que ce mode `-1` est chargé de fournir — sont les coefficients du polynôme d'étalonnage et la courbe de réponse instrumentale.

Les coefficients du polynôme d'étalonnage sont associés au paramètre `calib_coef`. L'erreur caractéristique (RMS) est ici de l'ordre de $0,1 \text{ \AA}$, pour un spectre échantillonné à $1,77 \text{ \AA/pixel}$, ce qui témoigne de la qualité de l'étalonnage. Vous aurez l'occasion de reporter cette ligne `calib_coef` : ... lors du traitement proprement dit du spectre.

Quant à la réponse instrumentale, elle est sauvegardée sous la forme d'un profil spectral dans le répertoire de travail, ici sous le nom `_rep_20260415_deltauma.fits`. Vous pouvez l'afficher depuis l'onglet « Spectre » (voir figure 61).

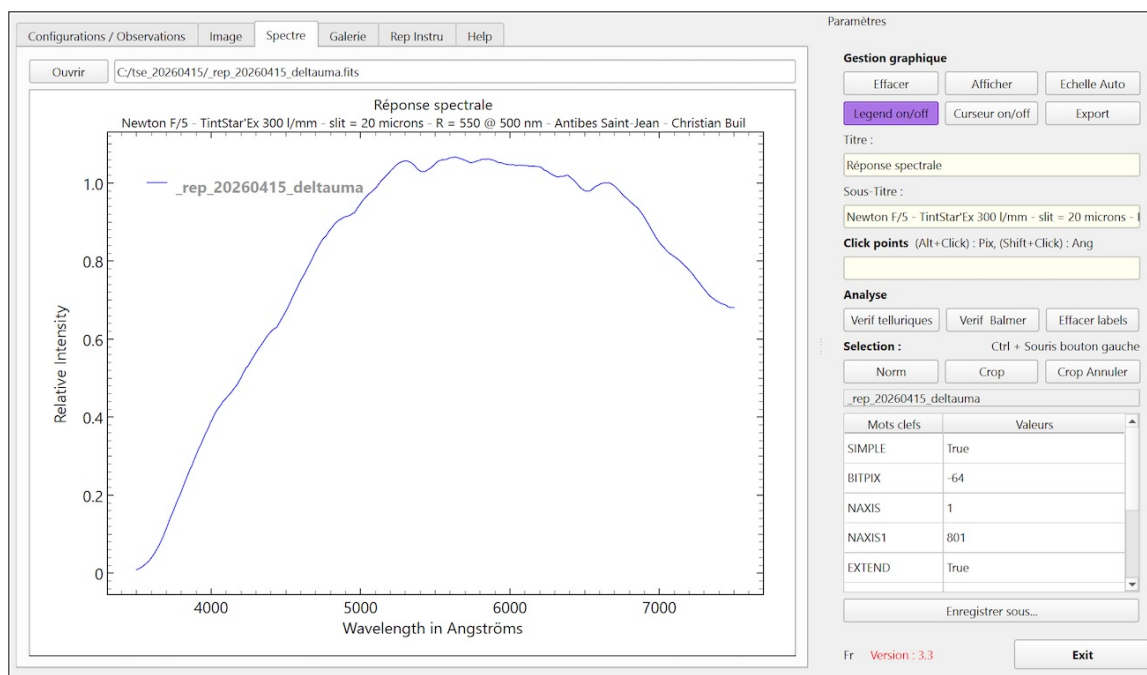


FIGURE 61 – Réponse spectrale calculée à partir de l'observation de l'étoile δ UMa. Les oscillations observées correspondent pour l'essentiel à la signature instrumentale, et non à des artefacts : elles proviennent du rendement spectral du détecteur, légèrement variable avec la longueur d'onde dans le cas du capteur IMX585.

6.3 Variantes autour du calcul des paramètres d'étalonnage

L'une des caractéristiques de `specINTI` est d'offrir à l'utilisateur une grande souplesse pour s'adapter aux différentes situations rencontrées. Le fonctionnement du logiciel peut être ajusté en modifiant les paramètres du fichier de configuration : en supprimant certains, en en ajoutant

d'autres, ou encore en changeant leurs valeurs.

Dans la section précédente, nous avons défini un fichier de configuration volontairement minimaliste, qui donne néanmoins entière satisfaction dans la majorité des cas. Il devra cependant être adapté dans certaines situations.

Par exemple, le traitement des spectres issus d'un spectrographe Alpy 600 nécessite un polynôme de degré 3 (en raison de la présence d'un élément dispersif de type « grism »), alors que `specINTI` ajuste par défaut un polynôme de degré 2, suffisant pour l'étalonnage précis des spectrographes Star'Ex LR ou TinyStar'Ex. Pour ajuster la loi de dispersion spectrale avec un polynôme de degré 3, vous devez l'indiquer explicitement en ajoutant la ligne suivante au fichier de configuration (peu importe où) :

```
poly_order: 3
```

Autre exemple : il peut être nécessaire de modifier le paramétrage du logiciel pour étalonner des spectres dans le domaine infrarouge, ce que le logiciel permet également.

À titre d'illustration, voici un fichier de configuration enrichi, offrant davantage de leviers pour affiner les paramètres d'étalonnage, que vous êtes libres de modifier à votre convenance :

```
working_path: C:/tse_20260415
batch_name: deltauma
calib_mode: -1
line_type: hot
calib_file: p_A2V
poly_order: 2
xlimit: [950, 2500]
exclude_zones: [(5860, 5975), (6520, 6620), (6840, 7040), (7140, 7370), (7570, 7710)]
sigma_resp: 8
crop_wave: [3500, 7500]
norm_wave: [6620, 6640]
```

Le listing suivant présente brièvement la signification des paramètres optionnels ajoutés. L'ordre des paramètres n'a aucune importance : vous pouvez organiser ce fichier comme bon vous semble. En revanche, veillez à éviter les fautes de frappe (l'espace après les deux points est notamment important).

Listing 2 – Configuration d'extraction automatique des paramètres d'étalonnage

```
working_path: C:/tse_20260415
batch_name: deltauma
calib_mode: -1 -> mode d'extraction automatique des paramètres d'étalonnage
line_type: hot -> étoile chaude (type spectral A)
calib_file: p_A2V
poly_order: 2 -> degré du polynôme d'étalonnage spectral
xlimit: [950, 2500]
exclude_zones: [(5860, 5975), (6520, 6620), (6840, 7040), (7140, 7370), (7570, 7710)] ->
zones exclues lors du calcul de la réponse instrumentale (en Å)
sigma_resp: 8 -> coefficient de lissage de la réponse instrumentale
crop_wave: [3500, 7500]
norm_wave: [6620, 6640] -> zone de normalisation de la réponse instrumentale
```

Détaillons ces paramètres :

- `exclude_zones` : certaines portions du spectre observé sont affectées par des bandes d'absorption telluriques, principalement dues à l'oxygène moléculaire (O_2) et à la vapeur d'eau (H_2O). Ces structures étant absentes du spectre de référence, elles doivent être exclues du calcul de la réponse instrumentale. Le paramètre `exclude_zones` permet de définir ces domaines sous forme d'intervalles de longueurs d'onde. Les valeurs indiquées sont celles utilisées

par défaut par l'application, mais vous pouvez modifier les bornes et en ajouter d'autres, en particulier si vous explorez la partie infrarouge du spectre.

- **sigma_resp** : ce paramètre permet de lisser plus ou moins fortement la courbe de réponse instrumentale afin d'atténuer les artefacts subsistant après la division du spectre observé par le spectre de référence (voir section 3.3). Plus sa valeur est élevée, plus le lissage est marqué. Il convient toutefois de rester prudent afin de ne pas gommer des structures réelles de la réponse instrumentale : une valeur de 20, par exemple, produit une courbe visuellement plus lisse, mais au prix de la possible disparition de certains traits significatifs de la réponse. Il y a ici une part de subjectivité, mais d'une part le coup de main s'acquiert rapidement avec l'usage, et d'autre part la criticité n'est pas non plus très élevée dès lors que la forme générale de la réponse est correctement calculée.

Le réglage de **sigma_resp** constitue sans doute l'étape la plus délicate du processus. La valeur par défaut (6) est généralement satisfaisante et ne nécessite pas d'ajustement dans la plupart des cas. Pour affiner ce réglage, notez que **specINTI** génère plusieurs fichiers intermédiaires dans le répertoire de travail : **_op1.fits**, **_op2.fits** et **_op3.fits**. Il est recommandé de les examiner, en particulier lors des premières utilisations du logiciel (voir figure 62), à l'aide du visualiseur de spectres accessible depuis l'onglet « Spectre ».

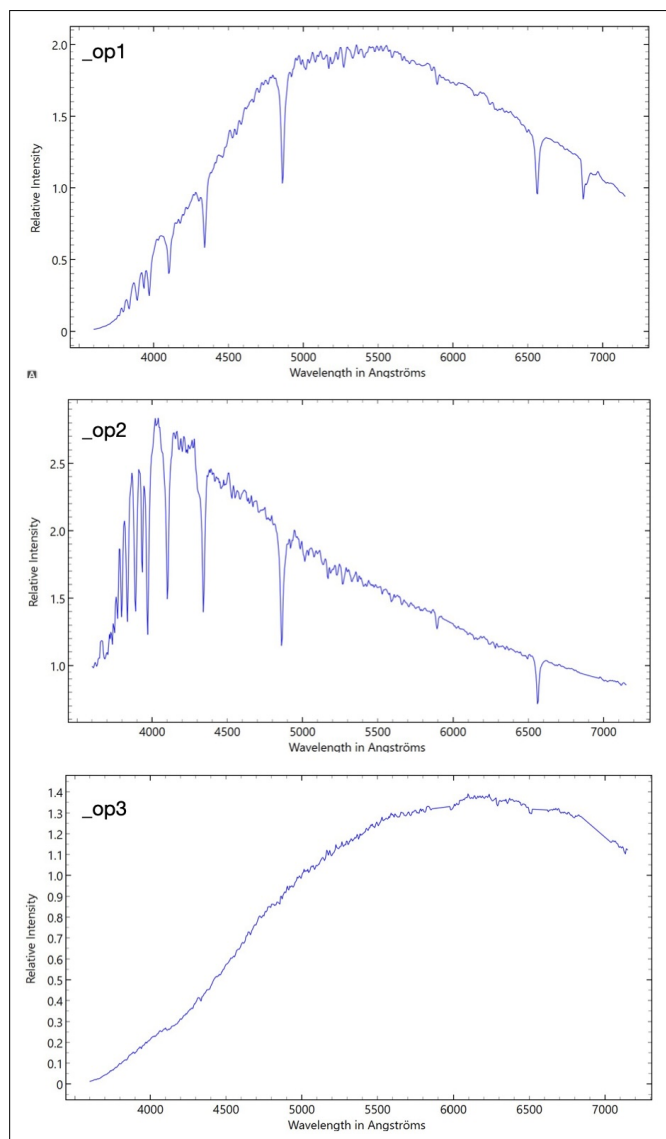


FIGURE 62 – Contenu des fichiers **_op1**, **_op2** et **_op3**.

Le fichier **_op1** correspond au profil spectral brut de l'étoile observée, après application des

corrections classiques (offset, dark, rectification géométrique, etc.). Le fichier `__op2` contient le profil spectral de référence issu de la bibliothèque de Pickles. Enfin, `__op3` résulte de la division de `__op1` par `__op2` : il constitue donc une première estimation de la réponse spectrale relative du spectrographe, avant lissage.

Cette courbe (déjà étalonnée en longueur d'onde) présente des fluctuations locales, ainsi que la signature des zones exclues (bandes telluriques). Le lissage via `sigma_resp` a pour objectif d'atténuer ces irrégularités non significatives afin d'obtenir une courbe de réponse réaliste (voir figure 61). Une réponse instrumentale est en effet généralement lisse, sans variations rapides. Des essais successifs peuvent s'avérer nécessaires pour ajuster cette valeur de manière optimale.

- `poly_order` : définit le degré du polynôme utilisé pour modéliser la loi de dispersion spectrale. Un degré 2 est généralement suffisant pour les spectrographes Star'Ex ou TinyStar'Ex en basse résolution. Certains instruments utilisant un grism comme élément dispersif (par exemple l'Alpy 600) peuvent nécessiter un degré plus élevé.
- `norm_wave` : la réponse instrumentale est normalisée à l'unité sur un intervalle spectral donné, afin d'en faciliter l'exploitation. Plus précisément, la moyenne de la réponse sur cet intervalle est ramenée à la valeur 1.

Mentionnons enfin le paramètre `posy_exclude`. Si vous avez utilisé l'interface standard de `specINTI Editor` dans les premières sections de ce document, vous l'avez déjà défini sans vous en rendre compte. Par exemple, `posy_exclude: [500, 1100]` contraint le logiciel à rechercher la trace spectrale uniquement entre les lignes 500 et 1100 de vos images.

Le paramètre `sigma_gauss` permet quant à lui d'appliquer un lissage gaussien (par convolution) aux images spectrales. La valeur `sigma_gauss: 0` désactive tout lissage, tandis qu'une valeur plus élevée, par exemple `sigma_gauss: 3.5`, produit un lissage marqué, au détriment de la résolution spectrale. Ce paramètre peut s'avérer utile lors du calcul de la réponse instrumentale, pour adapter la résolution de l'image du spectre à celle du spectre de référence.

Signalons encore une fonctionnalité pratique concernant les DOF. Bien souvent, ceux-ci sont acquis lors d'une session donnée, puis réutilisés tels quels pour les sessions suivantes (il est rarement utile d'établir les DOF chaque nuit). Mais vous avez probablement remarqué que ces DOF « de référence » doivent alors être copiés manuellement dans chaque répertoire de session, ce qui peut devenir fastidieux. Il est possible d'y remédier en définissant un répertoire dédié sur votre disque dur, via le paramètre `master_path`. En ajoutant par exemple la ligne suivante au fichier de configuration :

```
master_path: c:\processing\DOF\
```

`specINTI` ira rechercher les DOF dans ce répertoire, à condition qu'ils portent les noms réservés suivants : `__offset`, `__dark`, `__flat` (notez le double *underscore*). Dans ce cas, la désignation correspondante dans l'interface est illustrée à la figure 63.

Offset :	__offset	Nb 0
Dark :	__dark	Nb 0
Flat :	__flat	Nb 0

FIGURE 63 – Définition de DOF partagés entre plusieurs sessions. Si un DOF est absent, indiquez « None ».

6.4 Réduction du spectre en basse résolution

Dès lors que nous disposons des paramètres d'étalonnage (loi spectrale et réponse instrumentale), nous pouvons aborder la phase la plus intéressante : le traitement effectif des spectres issus de

nos sessions d'observation.

Nous allons traiter le spectre de l'étoile δ UMa, celle-là même qui nous a servi à établir ces paramètres (une opération d'auto-étalonnage, autrement dit).

Le fichier d'observation reste inchangé : nous utilisons les mêmes informations concernant cette étoile (nom, nombre d'images dans la séquence, DOF associés).

En revanche, le fichier de configuration doit être modifié, puisque la nature du traitement évolue. Plusieurs options sont possibles ; commençons par la plus simple, illustrée à la figure 64.



FIGURE 64 – Configuration pour le traitement d'un spectre sans recalage en longueur d'onde (`line_type: none`).

Voici ce même fichier de configuration, prêt à être copié-collé :

```
working_path: C:/tse_20260415
batch_name: deltauma
calib_mode: 1
line_type: none
calib_coef: [9.9897e-06, 1.8234, 2079.2709]
instrumental_response: _rep_20260415_deltauma
xlimit: [960, 2500]
crop_wave: [3600, 7400]
norm_wave: [6620, 6640]
```

Les paramètres `working_path` et `batch_name` pointent toujours vers les données de δ UMa et ne nécessitent pas de commentaire supplémentaire.

Le mode d'étalonnage, en revanche, change. Nous traitons ici des données acquises en basse résolution ; conformément au tableau 1, nous utilisons donc `calib_mode: 1`. Nous choisissons par ailleurs d'appliquer directement les coefficients du polynôme d'étalonnage, sans ajustement,

via `line_type: none`.

Il est bien entendu nécessaire de fournir ces coefficients via la ligne :

```
calib_coef: [9.9897e-06, 1.8234, 2079.2709]
```

Il s'agit des valeurs obtenues à la section 6.2 lors de l'étalonnage.

Nous indiquons également le fichier de réponse instrumentale utilisé pour corriger les données brutes :

```
instrumental_response: _rep_20260415_deltauma
```

Le paramètre `xlimit` est reconduit. Il importe à présent de choisir deux points suffisamment éloignés le long de la trace spectrale, afin de permettre au logiciel d'estimer avec précision l'angle d'inclinaison de celle-ci — une étape essentielle pour restituer correctement la distribution du vrai flux provenant de l'étoile. Un écart de quelques centaines de pixels entre les points, sur une trace bien définie et étroite, est satisfaisant.

Le paramètre `crop_wave` définit la portion utile du spectre en longueur d'onde. Enfin, le paramètre optionnel `norm_wave` normalise le profil spectral obtenu à l'unité sur un intervalle donné.

Nous nommons ici le fichier de configuration « `model_lr_none` » (ce n'est qu'un exemple), afin de rappeler les grandes lignes de la configuration de calcul.

Il ne reste plus qu'à lancer le traitement en cliquant sur « Go ! ».

Après quelques instants, le spectre traité apparaît sous la forme d'une vignette (figure 65).

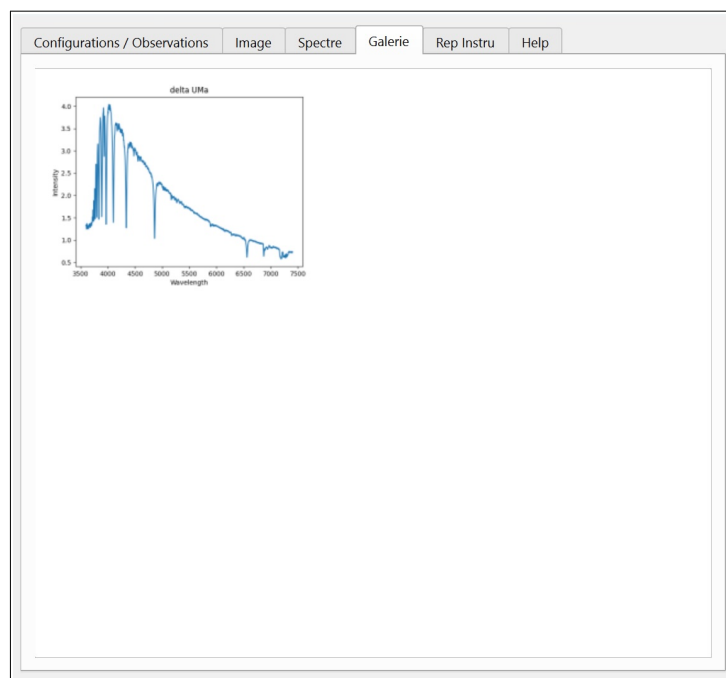


FIGURE 65 — Prévisualisation du spectre traité. Lorsque **specINTI** traite plusieurs spectres simultanément, autant de vignettes sont affichées.

Un double-clic sur cette vignette permet d'afficher le spectre en pleine résolution, comme illustré à la figure 66.

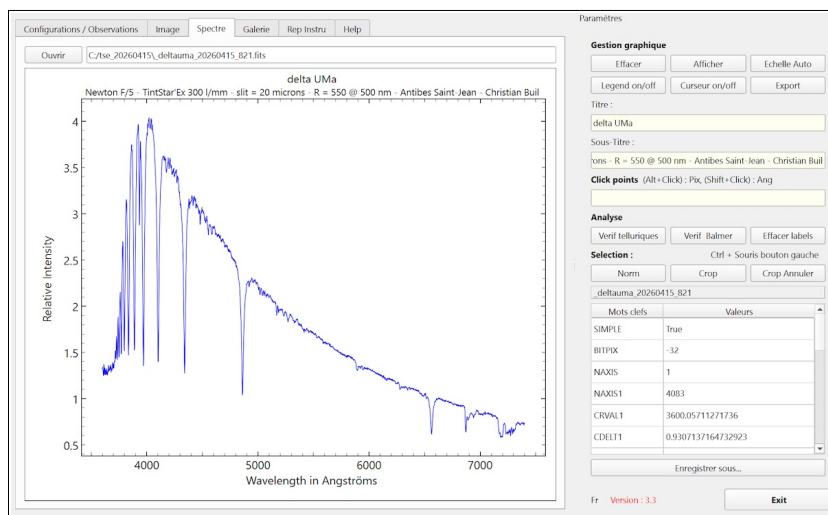


FIGURE 66 – Affichage du spectre traité en pleine résolution.

Le spectre est également sauvegardé dans le répertoire de travail sous différentes formes, notamment au format FITS, sous le nom `_deltauma_20260415_821`. Ce nom intègre le nom de l'astre ainsi que la date précise d'observation (à une fraction de jour près), comme indiqué à la figure 67.

```

SIMPLE = 'T'
BITPIX = -32
NAXIS1 = 4084
CRVAL1 = 3600.05711271736
CDEL1 = 0.9307137164732923
BZERO = 0
BSCALE = 1
EXPTIME = 13.0
OBJNAME = 'delta UMa'
OBJECT = 'delta UMa'
EXPTIME2 = '3 x 5 s'
BSS_ITRP = 0
SPE_RPOW = 0
BSS_VHEL = 0
DATE-OBS = '2026-04-15T19:42:10.056'
BSS_COSM = 'Removed'
BSS_TELL = 'None'
BSS_NORM = 'None'
CRPIX1 = 1
CTYPE1 = 'Wavelength'
CUNIT1 = 'Angstrom'
VERSION = 'specNII 3.0.0'
JD-OBS = '2461146.32095'

-----
Output files name:
C:/tse_20260415\deltauma_20260415_821.fits
C:/tse_20260415\deltauma_20260415_821.png
C:/tse_20260415\deltauma_20260415_821_2D.fits
C:/tse_20260415\deltauma_20260415_821.yaml
C:/tse_20260415\deltauma_20260415_821_log.txt
-----
End of the processing.

```

FIGURE 67 – Fichiers générés à l'issue du traitement.

6.5 Configurations avancées

Le problème le plus fréquemment rencontré en spectrographie est la dérive du positionnement de l'image du spectre sur le détecteur au cours d'une séquence d'acquisition.

Les variations de température pendant la session, ainsi que les déformations mécaniques liées à la gravité et aux mouvements du télescope, en sont les causes les plus courantes. Même les spectrographes les plus robustes, montés au foyer d'un télescope professionnel, peuvent en être affectés. Il en résulte une dégradation de la résolution spectrale, ainsi que des erreurs d'étalonnage en longueur d'onde.

L'idée pour traiter ce problème consiste à compenser les déplacements du spectre au moment

du traitement, à partir d'informations présentes dans les spectres acquis.

La première initiative à prendre est de fractionner une pose très longue en poses relativement courtes. Par exemple, un temps d'exposition programmé de 2 heures peut être découpé en poses de 15 à 30 minutes, que l'on additionne au moment du traitement. Le degré de fractionnement dépend de la stabilité intrinsèque du spectrographe.

L'objectif est de recentrer *a posteriori*, par traitement, les spectres individuels d'une séquence sur une référence commune, généralement le premier spectre acquis. Le recentrage des images spectrales suivant l'axe spatial (perpendiculaire à l'axe spectral) est effectué automatiquement par **specINTI**, sans intervention de l'utilisateur, sauf indication contraire via le paramètre **ypos**.

La situation est plus délicate suivant l'axe spectral. Le logiciel a besoin de points de repère pour effectuer ce recalage, lesquels peuvent être de nature très diverse. Il s'agit d'actualiser le terme constant du polynôme de dispersion. La stratégie adoptée dépend de la valeur attribuée au paramètre **line_type** (voir tableau 1).

Note importante : si les options de traitement présentées ici sont illustrées par des spectres dits à basse résolution spectrale, elles ont un caractère plus général et sont ainsi utilisables pour traiter des spectres à résolution spectrale intermédiaire ($R = 2000, 3000 \dots$), voire à haute résolution. La seule condition est de disposer des coefficients du polynôme de dispersion, dont on veut ajuster le terme constant.

6.5.1 **line_type: absorption**

Prenons un exemple appliqué à l'étoile δ UMa. Son spectre présente de nombreuses raies d'absorption bien marquées, celles de la série de Balmer. En mesurant la position de ces raies d'un spectre à l'autre, il est possible de déterminer les décalages relatifs et de les corriger, afin d'aligner — on dit aussi *registrer* — l'ensemble des données sur une référence commune.

Concrètement, il s'agit d'indiquer à **specINTI** quelles raies utiliser comme référence. On obtient alors le fichier de configuration suivant, proche du précédent mais comportant quelques différences que nous allons détailler :

```
working_path: C:/tse_20260415
batch_name: deltauma
calib_mode: 1
line_type: absorption
calib_coef: [9.9897e-06, 1.8234, 2079.2709]
instrumental_response: _rep_20260415_deltauma
wavelength: [4861.34, 6562.81]
line_pos: [1513, 2428]
xlimit: [950, 2500]
slant: 0
crop_wave: [3600, 7500]
norm_wave: [6620, 6640]
```

Le paramètre **line_type** passe de **none** à **absorption**, indiquant qu'un recalage spectral doit s'appliquer en s'appuyant sur les raies d'absorption présentes dans le spectre de l'objet.

Le paramètre **wavelength** reçoit la liste des longueurs d'onde (en angströms) des raies choisies. Une seule raie peut suffire, mais l'utilisation de plusieurs raies améliore la précision du recalage. Dans cet exemple, nous utilisons les raies H β (4861,34 Å) et H α (6562,81 Å).

Le paramètre **line_pos** contient les positions en pixels de ces mêmes raies dans la première image de la séquence. Ces positions peuvent être relevées depuis l'onglet « Image » à l'aide du pointeur de souris. Une grande précision n'est pas requise : des écarts de l'ordre de 10 pixels sont automatiquement corrigés par le logiciel. Il convient bien sûr de respecter une correspondance ordonnée entre positions et longueurs d'onde dans les listes **wavelength** et **line_pos**.

Le paramètre `slant` correspond à l'angle d'inclinaison des raies spectrales par rapport à la verticale de l'image. En l'absence d'information spécifique, on suppose que l'axe spatial est parfaitement vertical, d'où la valeur 0 dans cet exemple. Dans certains cas, cet angle peut être estimé automatiquement (en mode `lateral` ou `external`, voir plus loin).

Une fois la configuration mise à jour, cliquez sur « Go ! ». Dans l'exemple, les différences par rapport au traitement précédent peuvent sembler discrètes, mais la fonctionnalité décrite s'avère cruciale lorsque les déformations thermo-élastiques de l'instrument sont significatives.

Techniquement, le logiciel ajuste le terme constant (c) du polynôme d'étalonnage spectral (voir section 3.2), ce qui équivaut à une translation le long de l'axe des longueurs d'onde. Les coefficients d'ordre supérieur (a , b) sont peu sensibles aux variations thermiques et mécaniques ; ils peuvent donc être considérés comme des constantes instrumentales.

6.5.2 `line_type: emission`

La méthode de recalage décrite à la section précédente s'applique de manière analogue lorsque le spectre de l'astre observé présente une raie d'émission bien marquée et de longueur d'onde connue, comme dans l'exemple de la figure 68.

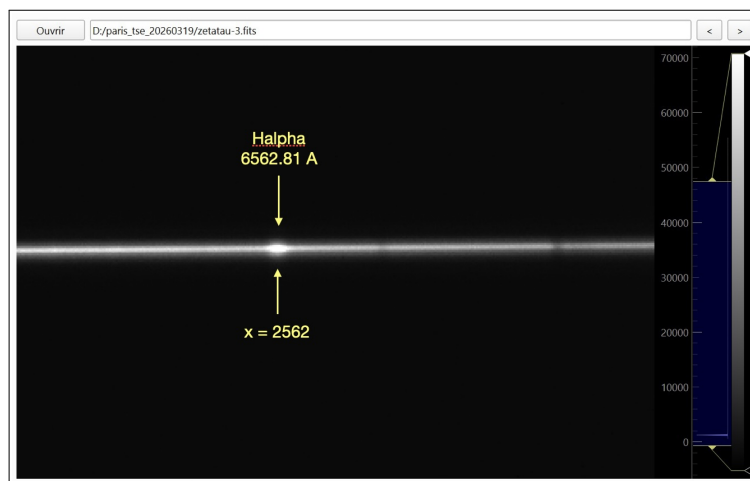


FIGURE 68 – Exemple de spectre basse résolution (étoile Be ζ Tau) présentant une raie d'émission marquée. Celle-ci peut servir de point de référence pour le recalage spectral via `line_type: emission`.

La seule modification à apporter au fichier de configuration concerne le paramètre `line_type`, qui prend ici la valeur `emission`. Vous pouvez utiliser une ou plusieurs raies d'émission dont vous connaissez la ou les longueurs d'onde.

6.5.3 `line_type: external`

Il peut arriver qu'aucune raie exploitable ne soit présente dans le spectre de l'objet observé, en raison de sa nature (un spectre de supernova ou de quasar, par exemple). Il est alors nécessaire de recourir à une source d'étalonnage artificielle, externe à l'objet.

La figure 69 montre l'utilisation d'une petite veilleuse à ampoule néon comme source d'étalonnage auxiliaire. Lorsque ce gaz est excité par un courant électrique, il émet un spectre de raies à des longueurs d'onde bien connues, dont on trouve la valeur dans des tables. Voir aussi l'encadré « Un petit atlas des raies spectrales du néon ».



FIGURE 69 – Veilleuse au néon agitée devant l’ouverture du télescope afin d’obtenir un spectre de raies d’étalonnage en longueur d’onde dans une image spectrale distincte de celle que l’on cherche à étalonner (un spectre d’étoile, typiquement).

Dans le jeu de données fourni pour les exemples de traitement en basse résolution, vous trouverez, en plus des images `deltauma-1`, `deltauma-2` et `deltauma-3`, une image `deltauma_neon-1`.

Cette dernière a été acquise juste après les observations de l’étoile, en agitant une veilleuse au néon devant l’ouverture du télescope pendant une pose d’une dizaine de secondes, manuellement, « à l’ancienne », comme illustré à la figure 69. L’étoile a alors été sortie de la fente (une petite impulsion sur la raquette du télescope), afin de ne pas risquer de mélanger le spectre de l’étoile et celui de la lampe étalon.

Insistons sur le terme « agiter » : il s’agit de balayer l’ouverture du télescope durant la pose (quelques secondes) afin de l’éclairer uniformément, ce qui tend à améliorer la fidélité de l’étalonnage⁶.

Vous pouvez visualiser le spectre du néon de manière habituelle, comme le montre la figure 70.

6. La lumière de la source étalon suit alors un trajet optique aussi proche que possible de celui de la lumière de l’étoile, ce qui est l’idéal pour éviter certains biais de mesure.

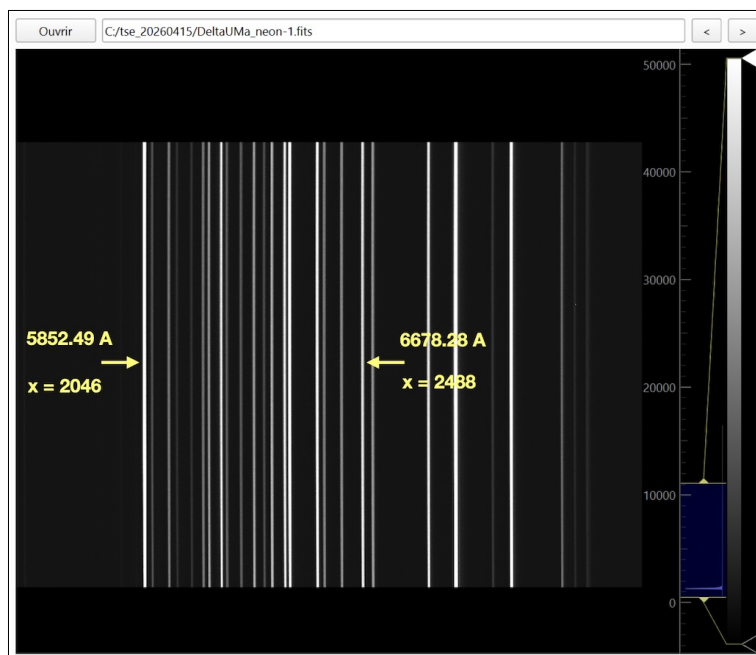


FIGURE 70 – Spectre caractéristique d’une lampe néon. Les raies sont principalement concentrées dans la partie rouge du spectre.

Dans cette image, deux raies ont été repérées et leur position (coordonnée x) relevée approximativement à l’aide du pointeur de la souris. Ces informations seront utilisées par la suite.

Pour prendre en compte ce spectre de référence, il est nécessaire de le déclarer dans le fichier d’observation, comme le montre la figure 71.

FIGURE 71 – Déclaration de l’image d’étalonnage au néon dans le panneau d’observation. Plusieurs images d’étalonnage peuvent être utilisées (avant et/ou après l’observation). Le bouton « Autofill » remplit automatiquement les champs si les fichiers sont correctement nommés.

Le fichier de configuration s’écrit alors comme suit :

```
working_path: C:/tse_20260415
batch_name: deltauma
calib_mode: 1
line_type: external
calib_coef: [9.9897e-06, 1.8234, 2079.2709]
```

```

instrumental_response: _rep_20260415_deltauma
xlimit: [1200, 2500]
wavelength: [5852.49, 6678.28]
line_pos: [2046, 2488]
search_wide: 20
crop_wave: [3600, 7500]
norm_wave: [6620, 6640]

```

Le paramètre `line_type` prend ici la valeur `external`, indiquant que l'étalonnage repose sur une source artificielle externe. Les paramètres `wavelength` et `line_pos` contiennent respectivement les longueurs d'onde (en angströms) et les positions (en pixels) des raies du néon sélectionnées. Une ou plusieurs raies peuvent être utilisées selon les besoins.

Le paramètre optionnel `search_wide` permet d'ajuster la tolérance de recherche des raies dans l'image (par défaut ± 10 pixels). Réduire cette zone peut aider à lever certaines ambiguïtés lorsque plusieurs raies sont proches les unes des autres.

Notez que si vous ne précisez pas la valeur du paramètre `slant` (angle d'inclinaison des raies), celui-ci est automatiquement calculé à partir de la ou des raie(s) produite(s) par la lampe spectrale et identifiée(s) en argument du paramètre `line_pos`.

Le traitement s'effectue ensuite de manière habituelle, en cliquant sur « Go ! ».

Un petit atlas spectral du néon

Les lampes de type veilleuses à gaz néon, faciles à trouver, sont à l'origine d'un spectre d'émission fort commode pour étalonner les spectrographes et faciliter leur réglage (voir aussi https://buil.astrosurf.com/specinti/Atlas_Spectral_Lamps.pdf). Les quelques vues suivantes permettent de se repérer dans ce spectre.

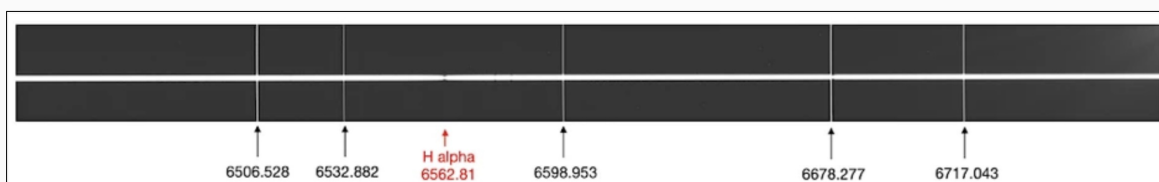


FIGURE 72 – Zoom sur le spectre du néon autour de la raie $H\alpha$, dans un spectre acquis en mode `lateral` (présence, dans la même image, du spectre de la cible science et du spectre de la source d'étalonnage). Spectre réalisé en haute résolution avec un spectrographe Star'Ex HR.

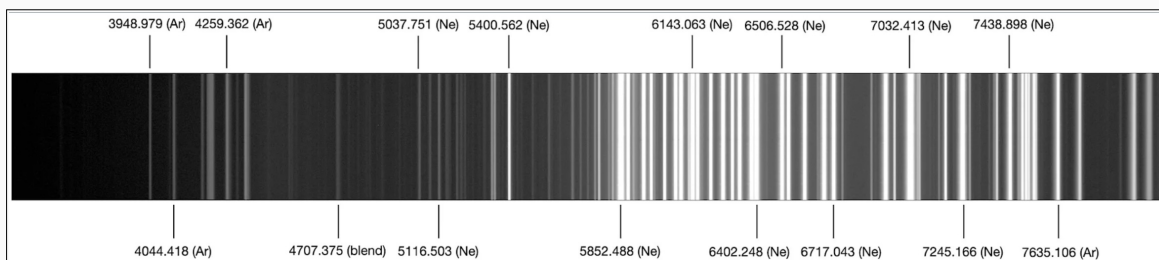


FIGURE 73 – Version élargie du spectre du néon autour de la raie $H\alpha$, réalisée avec un spectrographe Star'Ex LR. On note la présence de raies de l'argon, qui se mélangent à celles du néon.

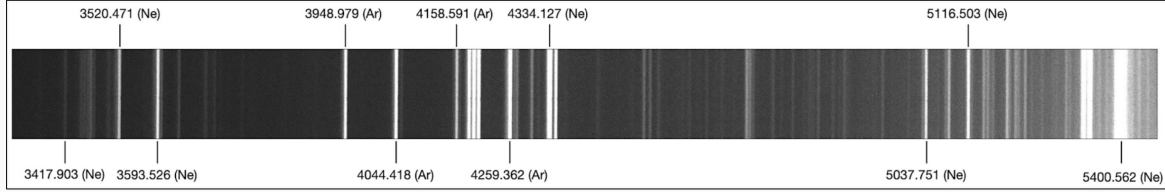


FIGURE 74 – Spectre du néon couvrant la partie bleue et ultraviolette, auquel s’ajoutent des raies du gaz argon, également présent dans l’ampoule de la lampe, à l’origine de raies utiles pour étalonner cette région spectrale. Le spectre est réalisé avec un spectrographe UVEX4 équipé d’un réseau de 600 traits/mm (<https://spectro-uvex.tech/>), un instrument particulièrement performant pour explorer l’ultraviolet, de par sa conception faite presque exclusivement de miroirs non absorbants et dépourvue de chromatisme.

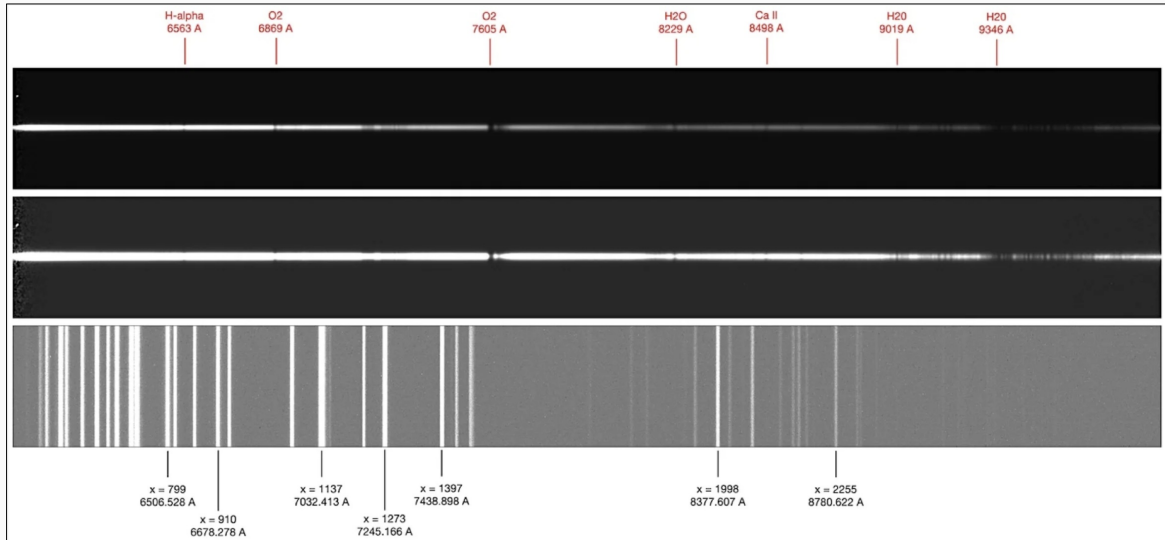


FIGURE 75 – En haut, avec deux contrastes, le spectre infrarouge de l’étoile HD 4915, proche du type spectral solaire. En bas, le spectre infrarouge correspondant du néon. Spectrographe Star’Ex LR (équipé d’un réseau blazé à 1000 nm et d’un filtre d’ordre de type passe-haut, chargé de rejeter la partie bleue du spectre d’ordre 2).

6.5.4 line_type: lateral

Terminons cette présentation des fonctions avancées d’étalonnage par un exemple portant sur un objet bien plus discret que l’étoile δ UMa : la supernova SN2026fvx dans la galaxie NGC 4205, de magnitude 13,5 environ au moment de l’observation. Le matériel utilisé est identique à celui employé pour δ UMa, les deux objets ayant été observés au cours de la même nuit (les données de la supernova ont été téléchargées en même temps que celles de δ UMa).

Nous allons traiter quatre images du spectre de cette supernova, exposées chacune 30 minutes, soit un temps d’intégration total de deux heures, ce qui justifie l’utilisation d’images de dark de 1800 secondes, dont le temps de pose est au moins égal à celui des poses unitaires. La figure 76 montre le contenu du fichier d’observation.

Répertoire C:/tse_20260415

Obj Nuit
Autofill
Effacer
Dir

Noms objets : SN2026fvx

Nom images : SN2026fvx-

Nb Images : 4

Image calib : SN2026fvx_neon-

Nb Img calib : -1

Trans Atm : None

Décalage Flat : 0

Offset : o- Nb 4

Dark : n1800- Nb 3

Flat : None Nb -1

Image postfix : -

Séparateur nom : Aucun

Calibration prefix :

Calibration postfix : _neon-

Enregistrer sn2026fvx

FIGURE 76 – Fichier d’observation de la supernova SN2026fvx.

Nous réutilisons les paramètres d’étalonnage établis lors de l’observation de l’étoile δ UMa.

Pour affiner l’étalonnage spectral, nous exploitons cette fois une source naturelle dont la signature est presque toujours présente dans les spectres basse résolution acquis avec de longues poses : la raie verte de l’oxygène atomique de l’airglow, à 5577 Å. Cette émission atmosphérique est produite vers 95 km d’altitude, dans la haute atmosphère terrestre, et est bien visible dans les spectres bruts (voir figure 77).

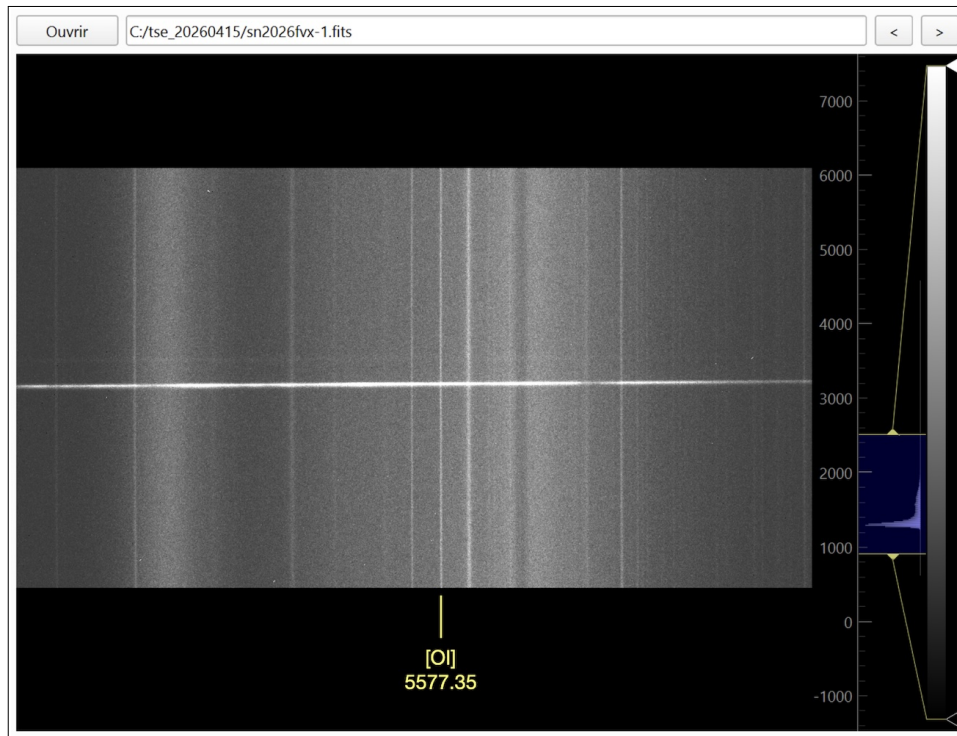


FIGURE 77 – Trace spectrale de la supernova SN2026fvx dans une image brute exposée 30 minutes. Le fond de ciel est affecté par la pollution lumineuse d’Antibes ; on y distingue notamment la raie naturelle [O I] de l’airglow à 5577,34 Å, qui nous sert ici (deux autres raies de l’oxygène atmosphérique, plus faibles, sont présentes aux longueurs d’onde 6300,30 Å et 6363,78 Å).

Pour ce traitement, le paramètre `line_type` reçoit la valeur `lateral`. Ce mode exploite une source de référence présente simultanément dans l’image spectrale de l’objet : `specINTI` utilise les informations situées de part et d’autre de la trace spectrale principale pour en extraire un spectre représentatif du fond de ciel et de la source d’étalonnage, d’où le terme « latéral ».

Cette approche présente un avantage important : le spectre du ciel (airglow, pollution lumineuse, etc.) est acquis simultanément avec celui de l’objet, ce qui accroît la précision de l’étalonnage. Ce spectre parasite est ensuite retranché automatiquement lors du traitement.

Voici le fichier de configuration correspondant :

```
working_path: C:/tse_20260415
batch_name: sn2026fvx
calib_mode: 1
line_type: lateral
calib_coef: [9.9897e-06, 1.8234, 2079.2709]
instrumental_response: _rep_20260415_deltauma
wavelength: [5577.34]
line_pos: [1896]
xlimit: [1200, 2500]
search_wide: 20
norm_wave: [6620, 6640]
crop_wave: [3600, 7500]
```

Nous sommes maintenant en terrain familier. Peu de paramètres changent ; on notera principalement :

- la valeur `lateral` attribuée au paramètre `line_type` ;
- les nouvelles valeurs des paramètres `wavelength` et `line_pos`, correspondant à la raie verte de l’airglow ;
- l’utilisation d’une seule raie de référence, généralement suffisante dans ce contexte.

La figure 78 montre le profil spectral obtenu, typique d'une supernova de type Ia.

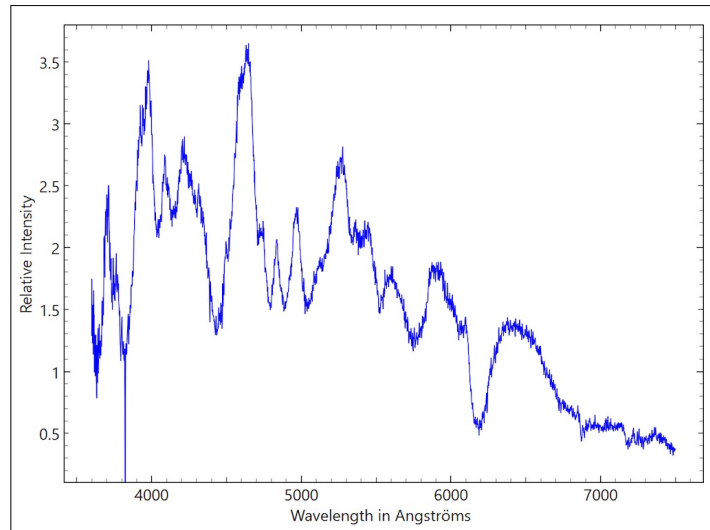


FIGURE 78 – Spectre de la supernova SN2026fvx. Télescope Newton de 200 mm à f/5, spectrographe TinyStar'Ex équipé d'une fente de 14 μm et caméra Player One Uranus M Pro.

Il est possible d'aller encore plus loin en activant plusieurs options avancées de traitement, ce qui conduit à ce que l'on peut qualifier de « traitement optimal » avec **specINTI**. Les paramètres suivants s'ajoutent alors à ceux déjà présents dans le fichier de configuration :

```
sky_mode: 1
kernel_size: -3
extract_mode: 1
sigma_gauss: 2
```

Ainsi :

- **sky_mode: 1** améliore l'évaluation du fond de ciel et atténue efficacement les défauts cosmétiques résiduels (la valeur par défaut est 0) ;
- **kernel_size: -3** applique un filtrage médian peu destructif, mais efficace contre le bruit impulsionnel ;
- **extract_mode: 1** active une extraction optimale du profil spectral, préférable à une simple sommation des lignes de l'image 2D ;
- **sigma_gauss: 2** applique un lissage gaussien au profil spectral afin de réduire le bruit, au prix d'une légère diminution de la résolution spectrale, qui passe d'environ $R = 740$ à $R = 480$ — ce qui reste largement satisfaisant pour l'étude des supernovae.

La figure 79 montre le résultat obtenu après application de ces traitements avancés.

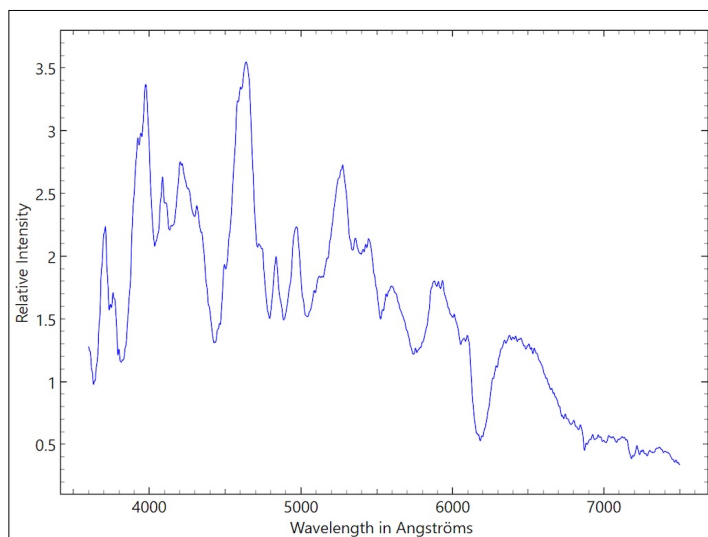


FIGURE 79 – Spectre de la supernova SN2026fvx après traitement optimisé.

Signalons enfin que la pollution lumineuse urbaine peut, paradoxalement, devenir une alliée. Certaines sources d'éclairage produisent en effet des raies spectrales artificielles qui constituent d'excellents repères d'étalonnage, facilitant la mise en œuvre du mode latéral sans qu'il soit nécessaire de concevoir un système d'étalonnage spécifique. L'environnement urbain fournit ici gratuitement ce que d'autres doivent mettre en place laborieusement, comme l'illustre la figure 80.

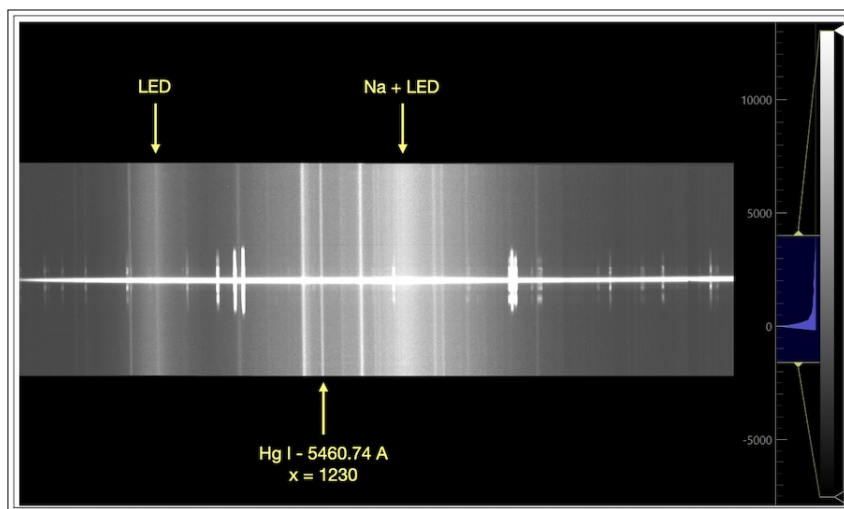


FIGURE 80 – Spectre basse résolution de la nébuleuse planétaire NGC 2392 acquis au centre de Paris, fortement affecté par l'éclairage urbain. Cette pollution lumineuse permet néanmoins un recalage spectral précis en mode latéral (`line_type: lateral`) grâce à une raie du mercure à 5460,74 Å. L'airglow naturel est ici difficilement perceptible en raison de la forte luminosité du ciel, ce qui n'empêche nullement de pratiquer une spectrographie de qualité.

Tout comme pour le mode « external », si vous ne précisez pas la valeur du paramètre `slant` (angle d'inclinaison des raies), celui-ci est automatiquement calculé à partir de la raie (ou des raies) d'airglow ou de la pollution lumineuse désignée(s).

Rappelons qu'il est tout à fait possible d'éclairer brièvement l'entrée du télescope, lors de l'observation de l'astre, avec une lampe spectrale comme indiqué plus haut, sur une durée programmée ou en la tenant simplement à la main, afin d'obtenir un spectre d'étalonnage bien exposé en mode latéral. Veillez simplement à ne pas saturer les raies d'étalonnage.

Les exemples précédents montrent que le spectre de l'objet visé peut être pollué par une lumière

provenant du fond de ciel, qu'elle soit naturelle ou artificielle. Le logiciel réalise deux opérations importantes pour réduire l'impact de cette pollution : (1) le binning (ou agglomération du signal par colonne) est réalisé sur une zone restreinte autour de la trace du spectre de l'étoile ; (2) le signal du fond de ciel est mesuré indépendamment de celui de l'étoile, en haut et en bas de celle-ci, avant d'être soustrait des images spectrales. Par défaut, **specINTI** réalise ces opérations selon ses propres critères et en analysant vos données : vous n'avez donc pas à vous en soucier.

Dans certaines circonstances, il faut toutefois reprendre le contrôle sur la largeur de binning et sur la définition des zones de calcul du fond de ciel. La figure 81 montre un exemple typique : celui de l'observation d'une comète.



FIGURE 81 – Image du spectre de la comète C/2022 E3 (ZTF), prise le 31 janvier 2023 avec une lunette de 80 mm de diamètre et un Star'Ex LR équipé d'un réseau de 600 traits/mm. Nous ne souhaitons pas inclure, dans le calcul du fond de ciel, la lumière provenant de la coma de la comète (il faut donc éloigner les zones de calcul du fond hors de la zone d'influence de l'objet). Nous souhaitons également n'extraire que le spectre du noyau de cette comète (il faut donc choisir une zone de binning étroite). Cet exemple illustre la nécessité d'un ajustement manuel des paramètres du logiciel (paramètres **bin_size** et **sky**, voir le texte).

La hauteur de binning, en pixels, est contrôlée par le paramètre **bin_size**, à ajouter au fichier de configuration. Par exemple, **bin_size: 20** force le logiciel à réaliser un binning sur une hauteur de 20 pixels centrée sur la trace du spectre.

Les zones de calcul du signal de fond de ciel sont contrôlables au moyen du paramètre **sky**. La syntaxe est **sky: [y1, y2, y3, y4]**, où y1, y2, y3 et y4 sont des coordonnées en pixels relatives à la trace du spectre, telles que définies sur le schéma de la figure 82.

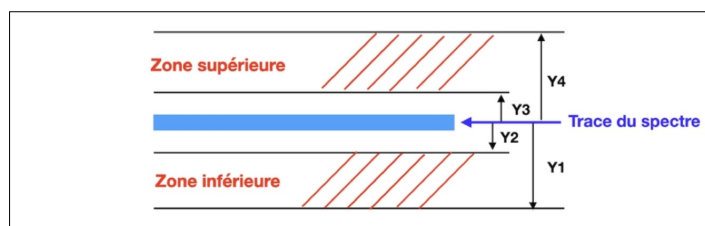


FIGURE 82 – Définition des zones de calcul du fond de ciel.

Exemple : **sky: [220, 80, 80, 220]** définit deux zones symétriques de part et d'autre de la trace, d'une largeur de $220 - 80 = 140$ pixels chacune.

Astuce : il peut être utile de vérifier que les valeurs des paramètres **bin_size** et **sky** sont correctement choisies. Vous pouvez obtenir une vision graphique de vos choix en ajoutant la ligne **check_mode: 1** au fichier de configuration, puis en examinant l'image « **_step101.fits** », automatiquement créée dans le répertoire de travail. Vos zones de binning et de calcul du fond de ciel y sont représentées par des lignes superposées à l'image 2D traitée de votre spectre.

6.6 Prise en compte de la transmission atmosphérique

Dans les sections précédentes, nous avons volontairement ignoré un élément d'importance pour la détermination de la réponse instrumentale : l'atténuation spectrale induite par l'atmosphère ter-

reste, qui apparaît de fait explicitement dans l'équation d'étalonnage en flux (voir section 3.3).

Cette situation a une conséquence pratique immédiate : pour obtenir une réponse spectrale rigoureuse, il est normalement nécessaire d'observer une étoile de référence à proximité de la cible scientifique, afin que les deux objets soient vus sous une masse d'air voisine (c'est-à-dire à travers une épaisseur d'atmosphère comparable). On se reportera à la section 5.3 pour une discussion détaillée sur le sujet.

Cette méthode, largement éprouvée, présente cependant plusieurs inconvénients : elle est relativement contraignante, parfois fastidieuse, et réduit mécaniquement le temps d'observation consacré aux objets scientifiques.

Dans les exemples précédents, les observations de δ UMa (la référence) et de la supernova SN2026fvx sont délibérément découplées du point de vue de la transmission atmosphérique : les masses d'air sont différentes, et les données auraient même pu être acquises lors de nuits distinctes. Pour rendre ces observations compatibles, il devient nécessaire d'estimer la transmission atmosphérique $T_a(\lambda)$ dans la direction de chaque objet observé.

L'idée consiste à séparer explicitement les contributions de l'atmosphère et de l'instrument. Rappelons que la réponse instrumentale intrinsèque s'écrit alors :

$$\mathcal{R}(\lambda) = \frac{S_{\text{brut}}(\lambda)}{S_{\text{réel}}(\lambda) T_a(\lambda)} \quad (1)$$

Cette réponse devient ainsi indépendante de l'atmosphère terrestre : il s'agit de la « vraie » réponse instrumentale, celle que l'on mesurerait depuis l'espace.

Cette approche diffère profondément de la méthode classique, qui consiste à observer systématiquement un couple étoile de référence / cible scientifique. Ici, une fois la réponse intrinsèque de l'instrument déterminée (hors atmosphère), il suffit de la combiner avec la transmission atmosphérique propre aux conditions d'observation pour reconstituer la réponse apparente complète du système instrument + atmosphère.

Toute la difficulté repose sur l'évaluation correcte de $T_a(\lambda)$. Heureusement, dès lors que l'on s'intéresse uniquement à ses variations lentes avec la longueur d'onde — ce qui suffit ici — le calcul est simple et précis⁷.

specINTI implémente directement ce calcul. La transmission atmosphérique dépend principalement de deux paramètres :

- la hauteur de l'astre au-dessus de l'horizon, qui détermine la masse d'air traversée ;
- la quantité d'aérosols présents dans l'atmosphère, quantifiée par l'AOD (*Aerosol Optical Depth*, voir l'encadré ci-après).

7. La transmission atmosphérique calculée par **specINTI** inclut les contributions de la diffusion de Rayleigh (moléculaire), de la diffusion de Mie (aérosols) et de l'absorption par l'ozone. Les absorptions dues à la vapeur d'eau et à l'oxygène moléculaire ne sont pas prises en compte : leur modélisation est plus complexe, et elles ne sont pas nécessaires à l'estimation de la réponse instrumentale globale.

AOD (*Aerosol Optical Depth*)

L'AOD quantifie la présence d'aérosols (poussières, gouttelettes, particules de pollution) dans l'atmosphère. Ces aérosols sont responsables d'une atténuation du rayonnement lumineux provenant des astres.

Une manière simple d'estimer l'AOD consiste à le relier à la visibilité horizontale V (en kilomètres), c'est-à-dire la distance maximale à laquelle un objet peut être distingué à l'œil nu. Une relation empirique issue des travaux de Koschmieder (1924) et d'Elterman (1968) s'écrit :

$$\text{AOD} = \frac{3}{V} \left(1 - \frac{V}{205} \right) H \quad (2)$$

où H est la hauteur d'échelle des aérosols (typiquement $H \approx 1,5$ km).

Le facteur 3 correspond au seuil minimal de contraste perceptible ($C_{\min} \approx 5\%$), soit $\ln(1/C_{\min}) \approx 3$. La valeur de 205 km représente la visibilité maximale théorique dans une atmosphère purement moléculaire (diffusion de Rayleigh seule).

Quelques ordres de grandeur utiles :

- AOD $\approx 0,05$ à $0,10$: atmosphère très transparente ;
- AOD $\approx 0,13$: conditions moyennes en site rural ;
- AOD $\approx 0,20$: atmosphère légèrement chargée ;
- AOD $> 0,5$: conditions dégradées (brume, pollution).

En pratique, si cette correction est activée dans le fichier de configuration, elle est appliquée automatiquement lors du traitement. Le logiciel calcule la hauteur de l'astre et la masse d'air associée à partir des coordonnées équatoriales de l'objet. L'utilisateur n'a qu'à fournir une estimation de l'AOD via le paramètre `corr_atmo`. Une valeur de 0,13 constitue un choix par défaut généralement satisfaisant.

Il convient bien entendu de maintenir une parfaite cohérence : si la réponse instrumentale intrinsèque a été calculée hors atmosphère à partir de l'étoile de référence (δ UMa dans nos exemples), la correction atmosphérique doit également être appliquée aux objets scientifiques — comme ici la supernova SN2026fvx.

Toutes ces opérations sont automatisées dans `specINTI`. Il suffit d'ajouter, une fois pour toutes, les paramètres nécessaires aux fichiers de configuration.

Voici par exemple le fichier utilisé pour calculer la réponse instrumentale intrinsèque en mode `-1` :

```
working_path: C:/tse_20260415
batch_name: deltauma
calib_mode: -1
line_type: hot
calib_file: p_A2V
xlimit: [950, 2500]
crop_wave: [3500, 7500]
# -----
corr_atmo: 0.13
simbad: 1
Longitude: 7.093
Latitude: 43.587
Altitude: 50
```

Le paramètre `corr_atmo` spécifie la valeur de l'AOD. Dès qu'il est défini, la transmission atmosphérique est intégrée au calcul de la réponse instrumentale.

Lorsque `simbad: 1`, le logiciel interroge automatiquement la base SIMBAD (CDS) pour obtenir les coordonnées équatoriales de l'objet observé (d'où l'importance de bien le nommer). À défaut, ces coordonnées sont recherchées dans l'en-tête des fichiers image FITS, si elles y sont présentes via les mots-clés standards de ce format.

Les coordonnées géographiques du site d'observation doivent également être renseignées (en degrés) via les paramètres `Longitude` (positif à l'est de Greenwich), `Latitude` et `Altitude` (en

mètres).

Voici à présent un exemple de fichier de configuration permettant d'exploiter cette réponse instrumentale « vraie », donc hors atmosphère, lors du traitement de la supernova SN2026fvx :

```
working_path: C:/tse_20260415
batch_name: sn2026fvx
calib_mode: 1
line_type: lateral
calib_coef: [9.9897e-06, 1.8234, 2079.2709]
instrumental_response: _rep_20260415_deltauma
wavelength: [5577.34]
line_pos: [1896]
xlimit: [1200, 2500]
search_wide: 20
norm_wave: [6620, 6640]
crop_wave: [3600, 7500]
# -----
sky_mode: 1
kernel_size: -3
extract_mode: 1
sigma_gauss: 2
# -----
corr_atmo: 0.13
near_star: NGC 4605
simbad: 1
Longitude: 7.093
Latitude: 43.587
Altitude: 50
```

Il peut arriver que l'objet observé ne soit pas référencé dans SIMBAD (novae, comètes, etc.). Le paramètre `near_star` permet alors de désigner un objet voisin sur la voûte céleste et référencé dans SIMBAD, dont les coordonnées sont utilisées pour le calcul de la transmission atmosphérique.

Dans l'exemple ci-dessus, on utilise :

`near_star: NGC 4605`

NGC 4605 étant la galaxie hôte de la supernova, ses coordonnées constituent une excellente approximation de celles de l'objet. Attention cependant : si vous réutilisez ce fichier de configuration pour une autre cible, pensez à supprimer ou à commenter cette ligne.

La méthode de prise en compte de la transmission atmosphérique se révèle efficace et suffisamment précise dans l'immense majorité des situations pratiques. Nous l'utilisons systématiquement pour nos propres observations.

Concluons par un dernier conseil. Vos observations pourront peut-être contribuer à des travaux scientifiques collaboratifs pro-am, ou alimenter des bases de données telles que BeSS pour les étoiles Be. Dans ce contexte, il est essentiel d'identifier correctement l'observateur et l'instrument dans les en-têtes FITS des spectres produits. Ajoutez simplement les paramètres suivants au fichier de configuration (à adapter, bien entendu) :

```
site: Antibes Saint-Jean
inst: T200 + tinystarex + PL585
observer: cbuil
```

Vous produirez ainsi des données correctement documentées et directement exploitables par la communauté scientifique.

6.7 Retour sur la technique d'étalonnage : le cas d'une étoile froide

Nous avons montré à la section 6.2 comment étalonner un spectrographe en basse résolution à partir du seul spectre d'une étoile chaude, typiquement de type spectral A. Cette observation permet de déduire à la fois la loi d'étalonnage en longueur d'onde et la réponse instrumentale.

specINTI permet aussi d'atteindre un résultat équivalent à partir du spectre d'une étoile « froide ». Tout est relatif lorsqu'on parle d'un objet froid : il s'agit ici d'une étoile de type solaire (plus précisément de type G2V), dont la température de surface avoisine tout de même 5 000 K !

Nous allons illustrer cette capacité du logiciel à partir d'une observation très particulière : celle de l'étoile la plus proche, le Soleil. Ce sera aussi l'occasion de présenter de nouvelles fonctionnalités de **specINTI**.

La prise de vue est donc réalisée en plein jour, dans des conditions familières et sans le moindre télescope. Il suffit de disposer d'une journée ensoleillée, sans nuages, et de pointer l'entrée du spectrographe vers un écran blanc diffusant la lumière solaire, comme le montre la figure 83. L'écran fait face au Soleil.

Si l'on considère que l'écran est spectralement neutre, la lumière qui entre dans le spectrographe est bien celle d'une étoile de type spectral G2 V. Nous ne discuterons pas ici de la nature de l'écran, mais sachez qu'une plaque de carton plume, couramment utilisée pour le dessin, constitue un diffuseur blanc parfaitement adapté (seul le bleu profond y présente une légère distorsion). Il existe des réflecteurs de laboratoire de référence plus neutres (Spectralon), mais bien plus coûteux.



FIGURE 83 – Mesure des paramètres d'étalonnage d'un spectrographe, ici un Star'Ex LR.

La distribution spectrale du Soleil est bien connue, et les longueurs d'onde de ses nombreuses raies de Fraunhofer sont elles aussi établies avec une grande précision. Nous disposons donc d'une source naturelle de référence de grande qualité.

La figure 84 montre l'image du spectre solaire acquis dans ces conditions, avec un spectrographe TinyStar'Ex équipé d'une fente de 14 μm , le faisceau d'entrée étant diaphragmé à l'ouverture utilisée lors de l'observation des étoiles au télescope (ici f/6).

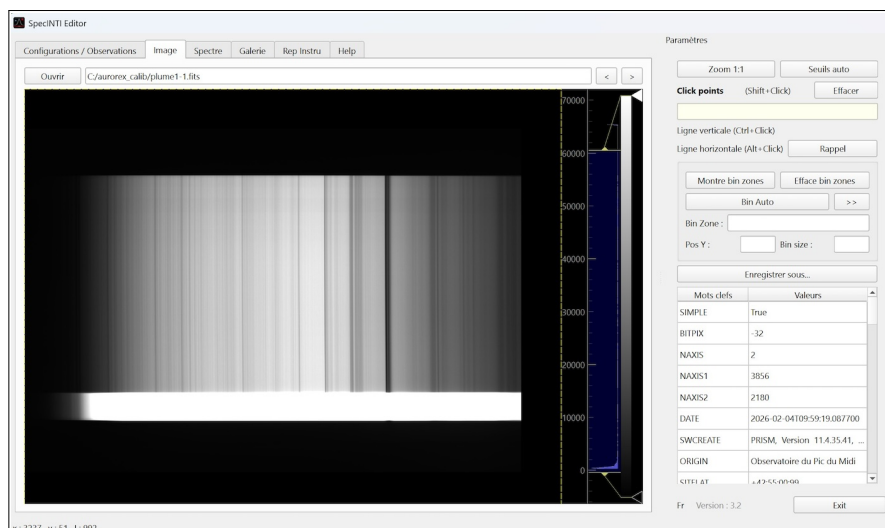


FIGURE 84 – Image du spectre solaire acquise avec un spectrographe TSE équipé d’une caméra à capteur Sony IMX585 (modèle Player One Uranus M Pro). La bande brillante dans la partie inférieure correspond au spectre acquis dans la zone photométrique d’une fente de type GEN2 (largeur de $140\ \mu\text{m}$, contre $14\ \mu\text{m}$ dans la partie réellement utile ici). Toute la hauteur de la fente est éclairée uniformément : nous observons en quelque sorte un objet à surface étendue.

Nous devons tenir compte de la transmission atmosphérique pour calculer correctement la réponse instrumentale hors atmosphère. Deux informations sont nécessaires : la hauteur approximative du Soleil au-dessus de l’horizon, et la valeur de l’AOD au moment de l’observation.

En ce qui concerne la loi de dispersion, lorsqu’une étoile froide est concernée (type G ou K), **specINTI** procède de façon très différente de la méthode employée pour une étoile chaude : la technique repose à présent sur une corrélation croisée (*cross-correlation*) faisant intervenir un grand nombre de raies.

Le spectre de référence utilisé ici est un profil Pickles correspondant à une étoile de type spectral G2 V, le type du Soleil.

La procédure est largement automatisée, mais elle nécessite néanmoins l’identification préalable de deux raies spectrales dont les longueurs d’onde sont connues. Cette information permet au logiciel d’estimer une dispersion spectrale moyenne initiale. La figure 85 illustre cette étape.

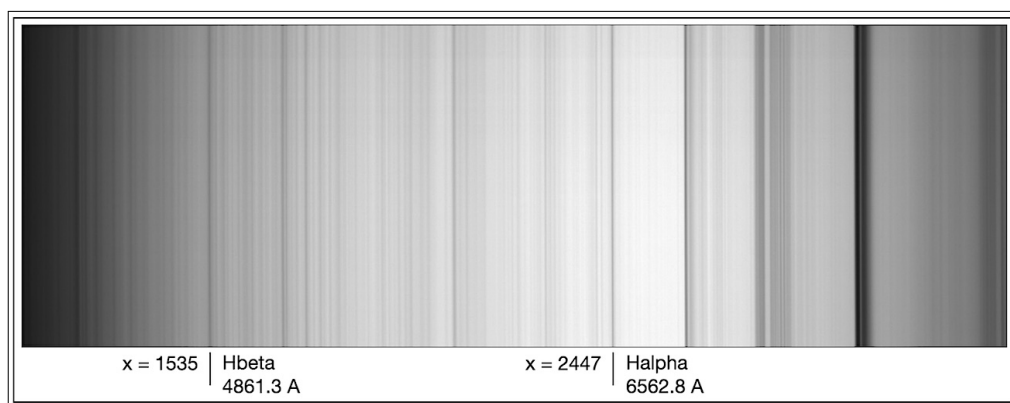


FIGURE 85 – Identification des raies $H\alpha$ et $H\beta$ dans l’image du spectre solaire observé en réflexion sur un écran blanc.

On relève par exemple les coordonnées suivantes : $x = 1535$ pour la raie $H\beta$ et $x = 2447$ pour la raie $H\alpha$. La hauteur du Soleil au-dessus de l’horizon est évaluée à 25° (à l’aide d’éphémérides, ou en mesurant l’ombre portée par un bâton planté verticalement — à l’ancienne !), et l’AOD est pris égal à 0,13.

Le listing 3 détaille, ligne par ligne, le fichier de configuration permettant d'étalonner le spectrographe à partir d'une observation diurne du Soleil.

Listing 3 – Étalonnage à partir du spectre solaire.

```
working_path: C:/aurorex_calib -> répertoire de travail
batch_name: plume -> nom du fichier d'observation
calib_mode: -1 -> mode d'étalonnage automatique à partir d'un spectre naturel
line_type: cold -> source de type solaire, recalage par corrélation croisée sur raies d'absorption
wide_source: 1 -> signale que le spectre est très étendu le long de l'axe spatial
posy: 1100 -> coordonnée verticale du centre de la zone de binning
bin_size: 400 -> largeur de la zone de binning
calib_file: p_G2V -> spectre de référence Pickles (étoile G2V)
corr_atmo2: [0.13, 24.5] -> correction atmosphérique : AOD = 0,13, hauteur 24,5°
wavelength: [4861.3, 6562.8] -> longueurs d'onde des raies de référence
line_pos: [1535, 2447] -> positions en pixels des raies de référence
poly_order: 2 -> degré du polynôme de dispersion
compute_wave: [3900, 7000] -> domaine spectral utilisé pour la corrélation
exclude_zones: [(5860, 5975), (6840, 7040), (7140, 7370), (7570, 7710)] -> zones exclues
(raies telluriques)
slant: 0.25 -> angle de tilt des raies, en degrés
crop_wave: [3650, 7500] -> domaine spectral conservé pour la réponse instrumentale
norm_wave: [6620, 6640] -> intervalle de normalisation de la réponse
sigma_resp: 5 -> coefficient de lissage de la réponse instrumentale
```

Remarques :

Les coordonnées des raies de référence sont indiquées sur la figure 85. La valeur de l'angle de *slant* provient de l'analyse de la verticalité des raies dans les images de contrôle `_step9.fits` ou `_step10.fits`, produites par le logiciel lorsque le paramètre `check_mode` est activé (`check_mode: 1`).

La largeur de binning adoptée ici (400 pixels) est volontairement importante, afin de maximiser le rapport signal sur bruit.

Le paramètre `exclude_zones` permet d'exclure les régions du spectre fortement affectées par les bandes moléculaires telluriques (H_2O et O_2). Le nombre de zones exclues est libre ; dans ces intervalles, la réponse instrumentale est reconstruite par interpolation linéaire.

Le paramètre `corr_atmo2` est une variante de `corr_atmo` : en plus de la valeur de l'AOD, il permet d'indiquer l'élévation de l'astre au-dessus de l'horizon.

Les coefficients d'étalonnage spectral sont affichés dans la console de sortie, comme illustré à la figure 86, tandis que la figure 87 montre la réponse spectrale calculée.

La valeur 1 donnée à `wide_source` impose que `posy` soit défini par l'utilisateur (le logiciel ne peut pas calculer automatiquement le centre de la zone de binning sur une source très étendue, dont la détermination relève alors de votre responsabilité). La soustraction du fond de ciel n'est pas non plus effectuée, car la soustraire reviendrait à retrancher la donnée même que l'on cherche à mesurer. Ce comportement ne se produit pas (mode standard) si ce paramètre est absent du fichier de configuration, ou si sa valeur est 0.


```

-----
specINTi 2.6.0
Path = C:/aurorex_calib\
-----
Observation file: C:/aurorex_calib\plume.yaml
*****
Target: plume
*****
Offset processing...
Target processing...
Total exposure time = 1.2 seconds
Geometric correction...
Find trace vertical coordinate...
Median filtering...
Tilt correction...
Predefined tilt angle = 0.000
Slant correction...
Predefined slant angle = 0.250
Raw profile: C:/aurorex_calib\plume_raw.fits
Compute calibration functions...
Atmospheric transmission correction (corr_atmo2
parameter)...
AOD = 0.15
Angular elevation = 26.00 deg.
Normalize...
Calibration coefficients:
calib_coef: [6.7585e-06, 1.8370, 2026.9736]
Root Mean Square Error = 0.8438 A
Response file:
C:/aurorex_calib\response_plume.fits
End.
-----

```

FIGURE 86 – Déroulement de la calibration à partir du flux solaire.

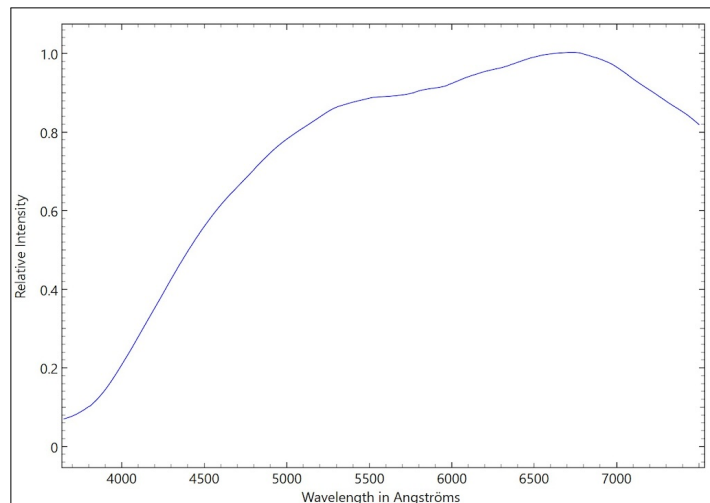


FIGURE 87 – Réponse spectrale calculée à partir de l’observation de l’écran blanc.

7 L’interface avancée : usage pour la haute résolution spectrale

7.1 Généralités

Le paramètre `calib_mode` prend à présent la valeur 0 :

`calib_mode: 0`

Deux approches sont possibles pour l’étalonnage spectral :

- fournir un couple de données constitué du spectre de l’astre observé et d’un spectre de référence issu d’une source étalon produisant des raies d’émission à des longueurs d’onde connues. Une lampe néon est par exemple particulièrement adaptée à l’étude de la raie H α

- en haute résolution. Ce spectre étalon permet de déterminer les coefficients (a, b, c) de la loi d'étalonnage spectral. La procédure correspondante est activée via `line_type: external` ;
- fournir un spectre unique acquis en *mode latéral*. Dans ce cas, le spectre de l'astre et celui de la source étalon sont enregistrés simultanément sur la même image. Les raies de la source de référence se superposent ainsi à celles de l'objet, ce qui limite fortement les effets de dérive instrumentale susceptibles d'apparaître lorsque les acquisitions sont séparées dans le temps. Cette approche est potentiellement la plus précise. Après extraction par le logiciel, le spectre de référence est utilisé pour déterminer les coefficients (a, b, c) de la loi de dispersion. Les raies étalons sont ensuite éliminées lors du traitement, au moment de la soustraction du fond de ciel. Cette procédure est activée via `line_type: lateral`.

Pour illustrer les principes de traitement appliqués aux spectres haute résolution en mode avancé, nous allons nous appuyer sur une séquence de 7 images spectrales brutes de l'étoile Régulus (α Leo), de type spectral B8 IV, exposées chacune 180 secondes. Les données sont acquises en mode latéral, contrairement à l'exemple traité à la section 5.1, où le spectre de la lampe néon était distinct des spectres de cette même étoile. Les images, au format FITS, sont nommées `regulus-1`, `regulus-2`... Elles concernent la région de la raie $H\alpha$ de l'hydrogène.

Nous avons également extrait de cette session quelques images DOF :

- 4 images d'offset (`o-1`, `o-2`...);
- 6 images de dark (`n900-1`, `n900-2`...);
- 5 images de flat-field (`led-1`, `led-2`...), acquises avec un panneau LED (voir section 5.1 et figure 88).

Vous pouvez télécharger l'ensemble de ces données depuis ce lien : https://buil.astrosurf.com/specinti4/demo/starex_20250405.zip

Les spectres ont été acquis avec un spectrographe Star'Ex HR équipé d'un réseau de 2400 traits/mm et d'une fente d'entrée de 23 μm . La caméra est une Player One Uranus M Pro (capteur Sony IMX585), montée derrière une lunette Askar 107PHQ de 107 mm de diamètre et 740 mm de focale ($F/D = 7$). Les observations ont été réalisées le 31 mai 2025, depuis un site suburbain (Antibes).



FIGURE 88 – Acquisition d'un *flat-field* à l'aide d'un panneau d'éclairage domestique à LED. Bien que le spectre des LED soit peu homogène sur l'ensemble du domaine visible, leur utilisation reste pertinente pour l'étalonnage de spectres haute résolution autour de $H\alpha$. L'image de droite montre le dispositif installé devant la lunette Askar 107PHQ ; à gauche, devant un vénérable Celestron 8 orange.

La figure 89 montre le dispositif d'étalonnage spectral mis en œuvre. Une fibre optique plastique de 3 mm de diamètre injecte en permanence, au centre de l'objectif de la lunette, la lumière d'une lampe néon placée à son autre extrémité (longueur de fibre : environ 400 mm).

Deux spectres sont ainsi acquis simultanément :

- le spectre de l'objet céleste ;
- le spectre de la lampe d'étalonnage, qui éclaire toute la hauteur de la fente.

Le système d'étalonnage est entièrement statique (aucune pièce mobile, aucun mécanisme).



FIGURE 89 – Injection continue de la lumière d'une source d'étalonnage (ici une lampe néon) dans la pupille d'entrée de l'instrument en **mode latéral**. Une fibre optique plastique de 3 mm de diamètre est utilisée. Il est préférable d'éviter une source trop ponctuelle, afin de limiter les effets de *speckle* dans l'image des raies — d'où le diamètre relativement important de la fibre. L'obstruction induite reste négligeable et n'affecte pas significativement le rendement de l'instrument.

L'image de la figure 90 montre l'un des spectres de la séquence de Régulus, avec, en superposition, les raies monochromatiques du spectre d'étalonnage.

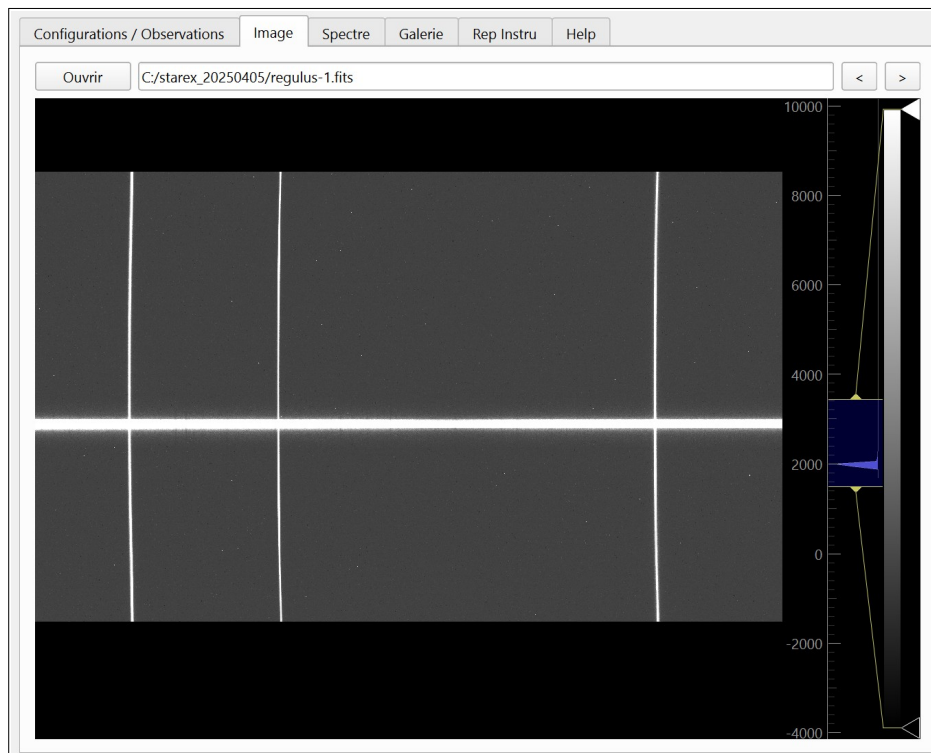


FIGURE 90 – Trace horizontale du spectre de Régulus et, dans la direction perpendiculaire, raies de la source néon enregistrées simultanément (*mode latéral*). On notera la légère courbure des raies, distorsion géométrique classique appelée effet de *smile*.

Les figures 91 et 92 illustrent d'autres configurations possibles pour l'acquisition du spectre latéral.

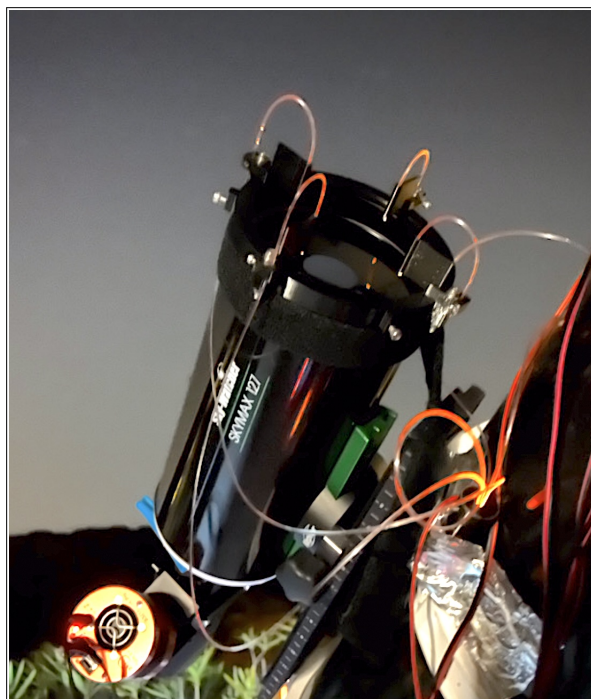


FIGURE 91 – Variante du mode latéral utilisant plusieurs fibres réparties dans la pupille. Cette configuration réduit le caractère ponctuel de la source et peut améliorer la précision de l'étalonnage spectral.



FIGURE 92 – Une autre approche consiste à placer directement la lampe d'étalonnage devant la pupille, sans passer par une fibre (le télescope est ici un Celestron C9.25).

7.2 Évaluation de la réponse instrumentale

Le calcul de la réponse instrumentale s'effectue en trois étapes :

1. réalisation d'un traitement « complet » du spectre d'une étoile de référence, généralement de type spectral A, dont le spectre théorique est connu à partir de données de catalogue. Le qualificatif « complet » signifie que toutes les corrections habituelles sont appliquées (DOF, corrections géométriques, extraction du profil, étalonnage spectral, etc.), à l'exception de la correction de la réponse instrumentale, encore inconnue à ce stade ;
2. division du spectre obtenu à l'étape précédente par le spectre théorique de référence. Après nettoyage et lissage des irrégularités résiduelles dues aux imperfections de calcul ou au bruit, le résultat constitue la réponse spectrale propre de l'instrument ;
3. à titre de contrôle, le spectre de l'étoile de référence est traité une seconde fois, en appliquant cette fois la réponse instrumentale précédemment calculée. Le profil obtenu doit être très proche du spectre théorique de référence, ce qui valide l'ensemble de la procédure.

Reportez-vous au tableau 1 pour identifier le scénario de traitement le mieux adapté. Nous travaillons ici en haute résolution spectrale, avec le **mode latéral**. Le fichier de configuration devra donc contenir la ligne : `calib_mode: 0`, ainsi que la ligne : `line_type: lateral`.

Avant d'examiner le fichier de configuration lui-même, intéressons-nous au fichier d'observation et à l'interface `specINTI Editor`, qui permet de le générer automatiquement (figure 93).

Répertoire C:/starex_20250405

Obj Nuit Autofill Effacer Dir

Noms objets : regulus

Nom images : regulus-

Nb Images : 7

Image calib : regulus_neon-

Nb Img calib : -1

Trans Atm : None

Décalage Flat : 0

Offset : o- Nb 4

Dark : n900- Nb 6

Flat : led- Nb 5

Image postfix : -

Séparateur nom : Aucun

Calibration prefix :

Calibration postfix : _neon-

Enregistrer regulus

FIGURE 93 – Paramètres d’observation de l’étoile Régulus.

Dans sa version minimale, le fichier de configuration se présente comme indiqué à la figure 94.

Recherche Ligne

```

working_path: C:/starex_20250405
batch_name: regulus
calib_mode: 0
line_type: lateral
auto_calib: [6490, 6722]
poly_order: 2
clean_wave: [6506.5, 6532.8, 6598.9, 6678.3]
clean_wide: [0.9, 0.9, 0.9, 0.9]
xlimit: [400, 1800]
smile_radius: -22000
crop_wave: [6500, 6700]
norm_wave: [6640, 6660]

```

Enregistrer mode0_HR_lateral

FIGURE 94 – Paramètres de configuration pour une première extraction du spectre de Régulus.

À ce stade, l’objectif est de produire une première version du spectre de l’étoile, puis de la comparer au spectre théorique attendu de Régulus afin d’en déduire la réponse instrumentale.

Voici le détail du fichier de configuration :

Listing 4 – Configuration pour le traitement haute résolution en mode latéral

```

working_path: C:/starex_20250405
batch_name: regulus
calib_mode: 0 -> traitement des spectres haute résolution
line_type: lateral -> étalonnage spectral en mode latéral
auto_calib: [6490, 6722] -> plage de recherche automatique des raies du néon (Å)
poly_order: 2 -> degré du polynôme de dispersion
clean_wave: [6506.5, 6532.8, 6598.9, 6678.3] -> longueurs d'onde des raies à nettoyer (Å)
clean_wide: [0.9, 0.9, 0.9, 0.9] -> largeur des zones nettoyées (Å)
xlimit: [400, 1800] -> domaine utilisé pour les calculs géométriques (pixels)
smile_radius: -16000 -> rayon de courbure des raies (effet smile, pixels)
crop_wave: [6500, 6700]
norm_wave: [6640, 6660]

```

En définissant le paramètre `auto_calib`, on demande au logiciel de détecter automatiquement, pour chaque image de la séquence, les raies du néon dans le domaine spectral indiqué (ici entre 6490 et 6722 Å), de mesurer précisément leur position en pixels et fraction de pixel, puis de calculer la loi de dispersion correspondante.

Le paramètre `poly_order` fixe le degré du polynôme utilisé pour modéliser la loi de dispersion. Un degré 2 est ici largement suffisant, compte tenu des caractéristiques du spectrographe employé.

Malgré un retrait soigné du fond de ciel et des raies du spectre latéral, de légers artefacts peuvent subsister aux endroits où les raies d'étalonnage croisent la trace spectrale de l'étoile. Les paramètres optionnels `clean_wave` et `clean_wide` permettent de supprimer automatiquement ces résidus dans le spectre final, aux longueurs d'onde et largeurs spectrales spécifiées.

Le paramètre `smile_radius` déclenche la correction de la courbure des raies spectrales (*effet smile*), le rayon de courbure étant fourni en nombre de pixels.

Avec un spectrographe Star'Ex HR, le rayon de courbure typique est de l'ordre de 15 000 à 20 000 pixels selon la région spectrale observée (relire au besoin l'encadré consacré au *smile* à la section 5.1).

Si vous ajoutez la ligne `check_mode: 1` au fichier de configuration (la valeur par défaut de ce paramètre étant 0), vous exécutez le programme en mode « vérification ». Davantage d'informations sont alors produites sur le déroulement du calcul. Examinez notamment l'image `_step9.fits`, écrite dans le répertoire de travail, qui montre l'aspect de la première image de la séquence après application des corrections géométriques. Les raies du néon doivent alors apparaître parfaitement verticales et droites (voir figure 95).

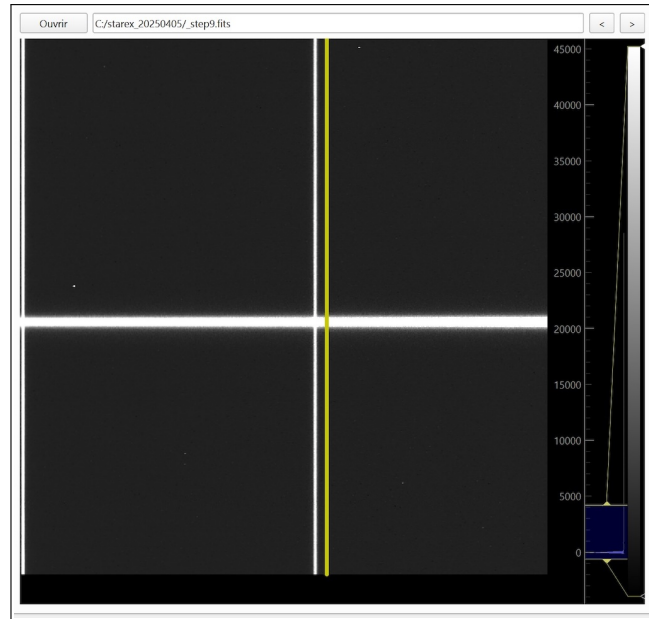


FIGURE 95 – Contenu de l'image `_step9`. La correction géométrique des raies est ici quasi parfaite. Pour faciliter le contrôle visuel, vous pouvez tracer une ligne verticale dans l'image à l'aide d'un Ctrl + clic. Si les raies présentent encore une légère courbure, ajustez la valeur de `smile_radius` dans le fichier de configuration, puis relancez le traitement.

Le spectre de Régulus obtenu avec cette configuration est calculé en quelques secondes après un clic sur « Go ! ». Le résultat est déjà très satisfaisant, même si la réponse instrumentale n'a pas encore été appliquée.

Nous allons à présent évaluer cette réponse. Il faut disposer du spectre de référence de l'étoile α Leo hors atmosphère. Le plus commode est de consulter la bibliothèque de spectres Melchior ; reportez-vous à ce sujet à la section 5.1.

Depuis l'onglet « Rep. instru », chargez le spectre traité de Régulus, ainsi que le spectre de référence issu de Melchior (nommé `_ref_regulus.fits` après son téléchargement). Le rapport des deux profils s'affiche alors automatiquement (voir figure 96).

Rappelons que la forte pente visible dans le rapport provient principalement du panneau LED utilisé pour le flat-field : malgré l'étroitesse du domaine spectral étudié, cette source produit nettement plus de signal du côté bleu que du côté rouge. En l'absence de flat-field (ce qui reste parfaitement acceptable ici), le profil du rapport aurait été beaucoup plus proche du profil final.

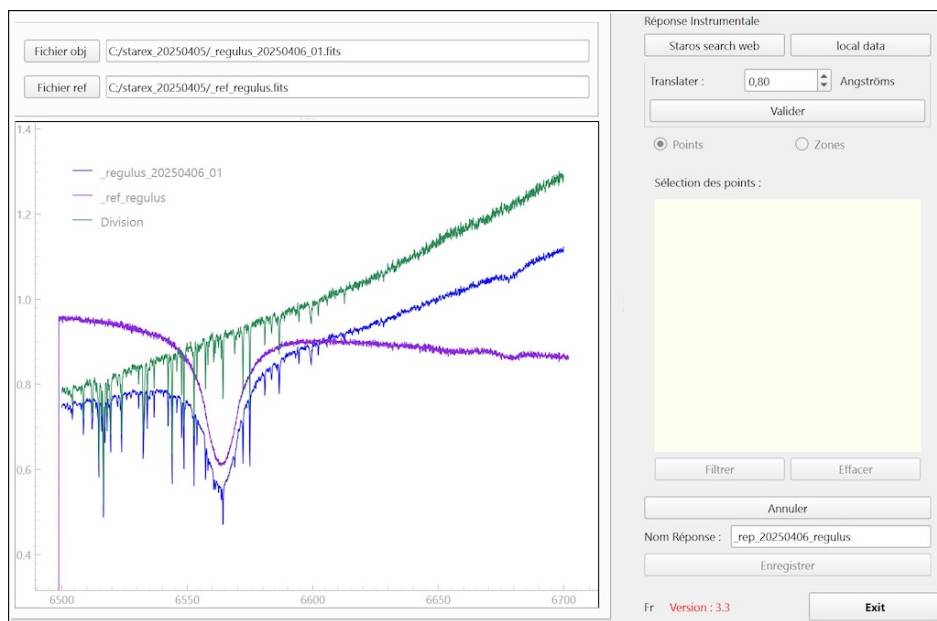


FIGURE 96 – En bleu : le spectre traité de Régulus sans correction de la réponse instrumentale, présentant une forte pente liée à la distribution spectrale du panneau LED. En violet : le spectre de référence. En vert : le rapport des deux profils.

Revenons sur la procédure. Appliquez un décalage spectral pour compenser l'éventuel écart en vitesse radiale entre le spectre observé et le spectre de référence : c'est le cas si vous observez une bosse marquée au niveau de la raie $H\alpha$. Dans l'exemple, le décalage est de $+0,8 \text{ \AA}$ (champ « Translater »). Cliquez ensuite sur « Valider » afin d'afficher uniquement le profil du rapport.

Définissez ensuite quelques points sur cette courbe à l'aide de clics souris, comme illustré à la figure 97. Ces points doivent être répartis uniformément le long du continuum, en évitant les raies telluriques. Dix à vingt points suffisent.

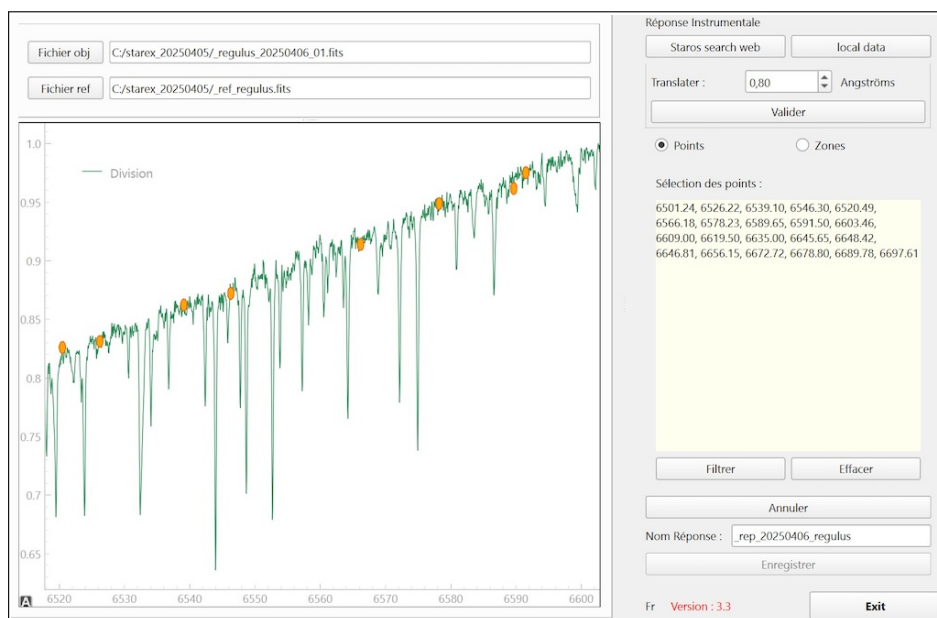


FIGURE 97 – Sélection des points (en rouge) servant à définir le continuum du profil de réponse instrumentale.

Cliquez sur « Filtrer » afin de lisser la réponse instrumentale et de lui donner son aspect final (figure 98). Il ne reste plus qu'à sauvegarder le résultat dans le répertoire de travail, par exemple sous le nom `_rep_20250406_regulus`.

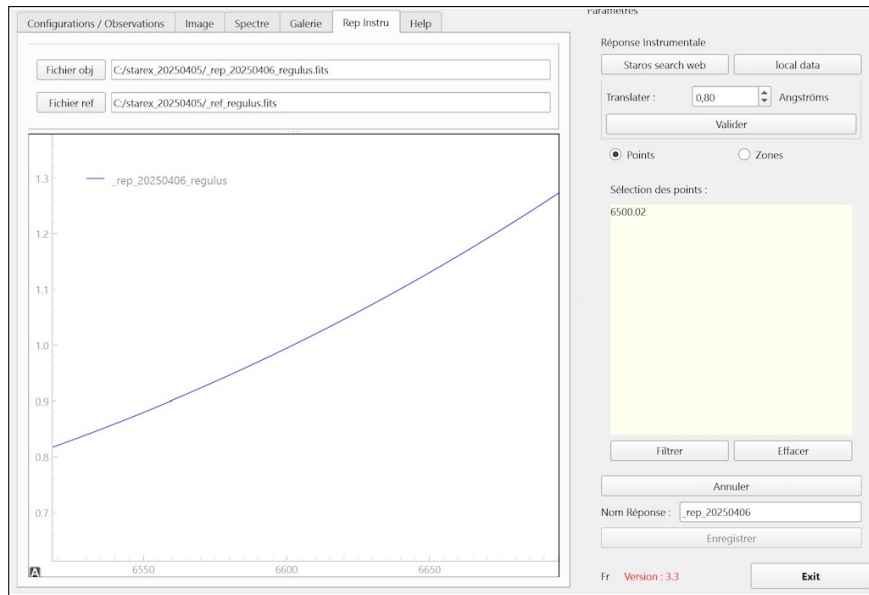


FIGURE 98 — Aspect final de la réponse instrumentale, ici fortement influencée par la distribution spectrale de la source LED utilisée pour le flat-field.

Une alternative aux LED pour l'acquisition des images de flat-field consiste à utiliser des ampoules à filament de tungstène. Leur spectre, proche de celui d'un corps noir, est beaucoup plus uniforme et offre une meilleure couverture des régions bleue et infrarouge, inaccessibles aux LED.

Dès lors que l'on recherche une rigueur photométrique, les LED restent acceptables en haute résolution sur un domaine spectral étroit, mais les lampes à filament, de type halogène, offrent une solution plus globale (voir figure 99).



FIGURE 99 — Acquisition d'un *flat-field* à l'aide de lampes torches équipées d'ampoules à filament de tungstène (marque MagLite — attention à ne pas utiliser les modèles LED). Un diffuseur (feuille de papier calque) doit recouvrir l'entrée de la lunette. Rappelons que, dans le schéma de traitement présenté dans ce guide, l'obtention d'un tel flat-field (appelé en français « PLU », pour Plage de Lumière Uniforme) reste une option, et non une obligation. La fonction de ce flat-field est pour l'essentiel de gommer les différences de sensibilité pixel à pixel (PRNU = *Pixel Response Non-Uniformity*), très discrètes avec les capteurs modernes.

7.3 Traitement de routine des spectres haute résolution

Pour réduire dans les règles le spectre de l'étoile Régulus, ou de toute autre étoile, il suffit d'ajouter au fichier de configuration la ligne suivante :

```
instrumental_response: _rep_20250406_regulus
```

puis de relancer le traitement. Vous obtiendrez le résultat final, tel que présenté à la figure 100.

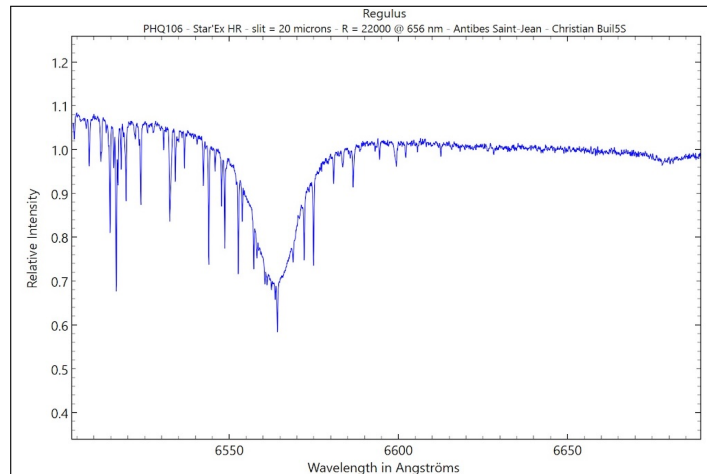


FIGURE 100 – Spectre final de l'étoile Régulus.

Vous pouvez améliorer la qualité du traitement en ajoutant les paramètres de filtrage décrits à la section 6.5.4 pour la basse résolution, qui sont tout à fait transposables à la haute résolution (particulièrement utiles pour les objets de faible brillance de surface). Il est également conseillé de documenter l'en-tête FITS des données traitées. Enfin, la correction de la transmission atmosphérique peut être activée via le paramètre `corr_atmo`, bien que cela soit moins critique en haute résolution.

Voici un fichier de configuration complet et représentatif pour le traitement en haute résolution (vous pouvez le copier-coller comme point de départ) :

```
working_path: C:/starex_20250405
batch_name: regulus
calib_mode: 0
line_type: lateral
auto_calib: [6490, 6722]
poly_order: 2
instrumental_response: _rep_20250406_regulus
clean_wave: [6506.5, 6532.8, 6598.9, 6678.3]
clean_wide: [0.9, 0.9, 0.9, 0.9]
xlimit: [400, 1800]
smile_radius: -16000
crop_wave: [6500, 6700]
norm_wave: [6640, 6660]
# -----
kernel_size: -3
extract_mode: 1
sky_mode: 1
sigma_gauss: 0.5
# -----
Longitude: 7.093
Latitude: 43.587
Altitude: 50
simbad: 1
```

```
corr_atmo: 0.13
# -----
site: Antibes Saint-Jean
inst: 106fsq + starex_hr + PL585
observer: cbuil
```

Poursuivons l'exploitation de ce spectre en vérifiant la qualité de l'étalonnage spectral réalisé. **specINTI** Editor offre une fonction utile à cet effet lorsqu'il s'agit de spectres haute résolution couvrant la région de la raie $H\alpha$. Affichez le spectre traité depuis l'onglet « Spectre », puis cliquez sur le bouton « Vérif. telluriques » (figure 101).

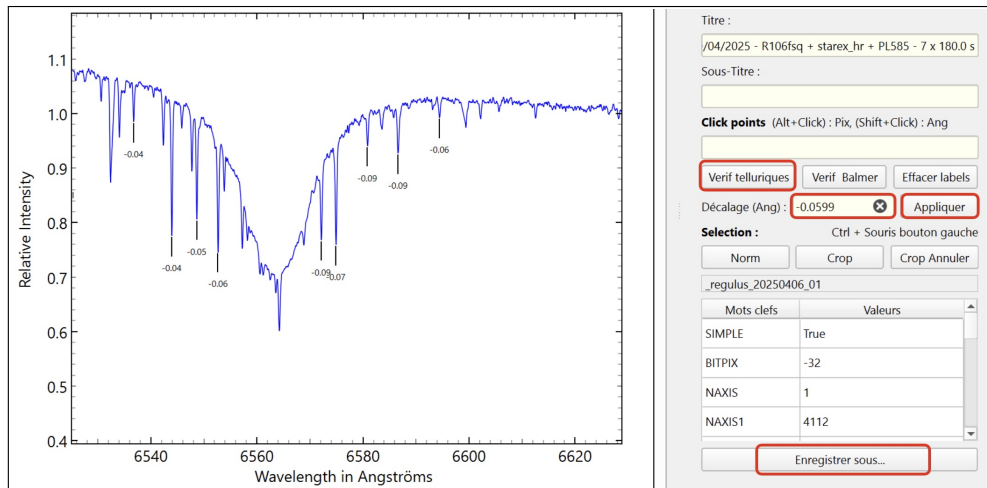


FIGURE 101 – Contrôle de l'étalonnage spectral basé sur la position des raies telluriques.

L'application évalue les longueurs d'onde d'un certain nombre de raies telluriques de la vapeur d'eau (H_2O), bien présentes dans cette partie du spectre, et les compare aux longueurs d'onde théoriques. L'écart moyen constitue une mesure de l'erreur d'étalonnage en longueur d'onde, ici de $-0,06 \text{ \AA}$. En cliquant sur le bouton « Appliquer », le spectre est corrigé de ce décalage. Sauvegardez cette nouvelle version du profil (bouton « Enregistrer sous... ») sous le même nom ou sous un nom différent ; nous choisissons ici simplement « p0 ».

Nous allons réaliser une dernière manipulation sur ce spectre « p0 », désormais précisément étalonné en longueur d'onde : il s'agit de retirer les raies telluriques, ces raies qui se forment lorsque la lumière de l'étoile traverse l'atmosphère terrestre. Ces raies constituent une forme de pollution, et même si elles nous ont été utiles précédemment pour affiner l'étalonnage spectral, elles peuvent être éliminées pour obtenir une idée plus exacte du spectre vrai de l'étoile. Attention, cependant : certaines bases de données stellaires, comme BeSS, consacrée aux étoiles Be, exigent que les raies telluriques soient conservées dans le spectre. Cette opération, assez délicate et rarement nécessaire, est surtout ici l'occasion d'introduire le concept de **fonctions** dans **specINTI**.

Les fonctions permettent de réaliser des opérations plus ou moins élémentaires, soit sur des images, soit sur des profils spectraux (une liste en est donnée à la section 13, à suivre). Elles tiennent en une seule ligne dans un fichier de configuration simplifié, sous la forme du nom de la fonction suivi d'une liste d'arguments.

Nous utilisons ici la fonction `_pro_telluric` (notez le caractère « `_` » en début de nom, qui caractérise les fonctions), dont l'usage est le suivant :

```
_pro_telluric: [spectre_moleculaire, spectre_entree, spectre_sortie]
```

où `spectre_moleculaire` désigne le nom d'un profil spectral des raies telluriques, sous forme

d'un fichier FITS obligatoirement situé dans le sous-dossier « atmo_molecular » du répertoire d'installation de **specINTI**.

Nous utilisons des spectres moléculaires synthétiques précalculés, disponibles dans une bibliothèque téléchargeable depuis le site *Sky Model Calculator* de l'ESO : <https://www.eso.org/observing/etc/bin/gen/form?INS.MODE=swspectr+INS.NAME=SKYCALC>. Ils sont mis en forme pour une utilisation avec **specINTI** et correspondent à diverses teneurs en eau précipitable et résolutions spectrales. Vous pouvez télécharger cette bibliothèque de spectres depuis ce lien (un fichier à décompresser dans le répertoire atmo_molecular) : http://www.astrosurf.com/buil/specinti2/atmo_molecular.zip.

Pour notre exemple, nous utilisons le profil atmosphérique « _molecular_30mm.fits » (figure 102) et écrivons le fichier de configuration de la manière suivante (deux lignes seulement) :

```
working_path: C:/starex_20250405
_pro_telluric: [_molecular_30mm_HR, p0, p1]
```

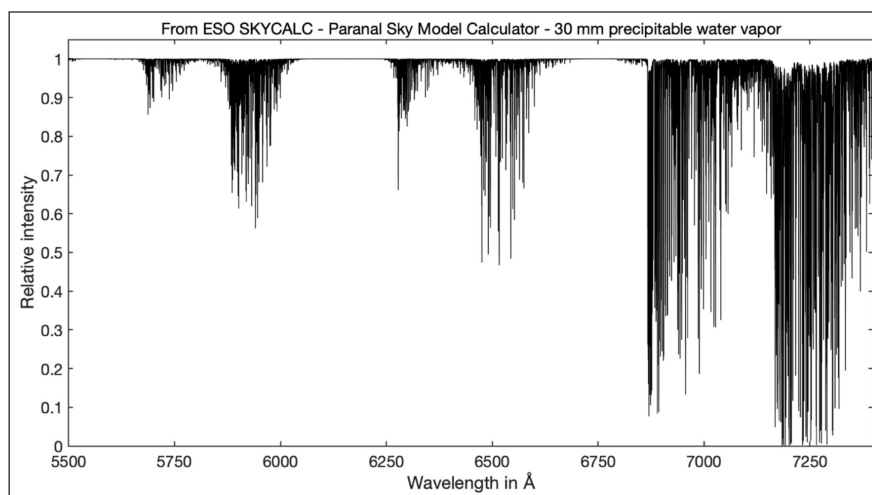


FIGURE 102 – Extrait du spectre « _molecular_30mm.fits », que vous pouvez visualiser depuis l'onglet « Spectre ».

En cliquant sur « Go ! », le profil de départ « p0 » est transformé en un profil d'arrivée « p1 », dans lequel les raies telluriques ont été en grande partie effacées. Il s'agit du spectre de l'étoile Régulus tel qu'il serait observé depuis l'espace (figure 103).

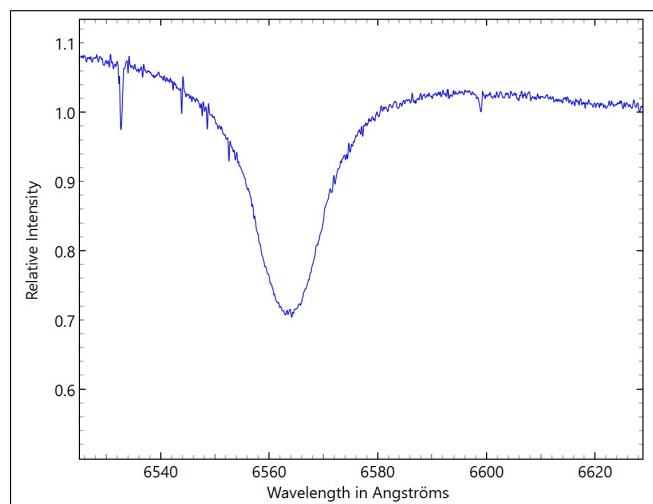


FIGURE 103 – Spectre de l'étoile Régulus débarrassé des raies telluriques de la vapeur d'eau.

8 Synthèse

Nous proposons une dernière session en guise de synthèse, d'autant plus instructive qu'elle est émaillée d'embûches — cinq au moins — que nous allons apprendre à déjouer. Nous utilisons dans un premier temps l'interface standard de `specINTI Editor` pour calibrer l'instrument, puis pour traiter les spectres.

Cette session concerne une séquence de 10 images du spectre de l'étoile epsilon Cas, de type spectral B3V, acquises avec une lunette Askar 107PHQ et un spectrographe Star'Ex LR équipé d'un réseau de 300 traits/mm, d'une fente d'entrée de 26 microns et d'une caméra ZWO ASI533MM. Le temps de pose élémentaire n'est que de 5 secondes par image. La prise de vue date du 3 septembre 2025. Les clichés sont nommés `epscas-1`, `epscas-2`, `epscas-3`...

Les images délivrées par le capteur de la caméra ASI533MM font nativement 3008×3008 pixels. Pour notre besoin, elles ont été fenêtrées (*crop*) dès l'acquisition au format 3008×801 , suffisant pour capturer la trace du spectre avec une bonne marge dans toutes les directions.

Le tout est accompagné des classiques DOF, sous forme de versions composites et prétraitées, nommées `_offset`, `_dark` et `_flat`.

Vous pouvez télécharger les données depuis ce lien : https://buil.astrosurf.com/specinti4/demo/antibes_starex_20240903.zip

On suppose, pour cet exemple, qu'elles se trouvent dans le dossier de travail :

« `antibes_starex_20240903` ».

8.1 Première embûche : le flat-field indispensable

Intéressons-nous d'abord à l'image flat-field fournie avec cette distribution. La figure 104 montre comment elle a été réalisée : en éclairant un papier calque tendu à l'entrée de l'objectif par un ensemble de 5 lampes torches miniatures à ampoule xénon de la marque MagLite. Ce dispositif produit un spectre continu d'une température de couleur d'environ 3 000 K. Cette caractéristique fait que la distribution d'énergie lumineuse produite favorise nettement la partie rouge du spectre par rapport à la partie bleue. C'est pourquoi il ne faut pas hésiter à empiler un très grand nombre d'images de flat-field, afin de conserver un bon rapport signal sur bruit dans le bleu du spectre (le flat-field fourni est une moyenne de 40 images correctement exposées dans le rouge).



FIGURE 104 — Dispositif de prise de vue du flat-field en basse résolution, à partir de lampes à filament incandescent produisant un spectre de type « corps noir ».

La copie d'écran de la figure 105 présente l'aspect de l'image flat-field (image `_flat` affichée depuis l'onglet « Image »). Elle est caractéristique d'un « flat » pris avec un capteur CMOS (IMX533), responsable d'un système de franges assez marqué, particulièrement visible dans la partie rouge et infrarouge du spectre. C'est la raison principale de l'usage d'un flat-field pour traiter cette session (avec la nouvelle génération de capteurs CMOS Sony, tel l'IMX565, ces franges sont bien plus discrètes, si bien que la capture d'un flat-field n'est plus systématiquement nécessaire).

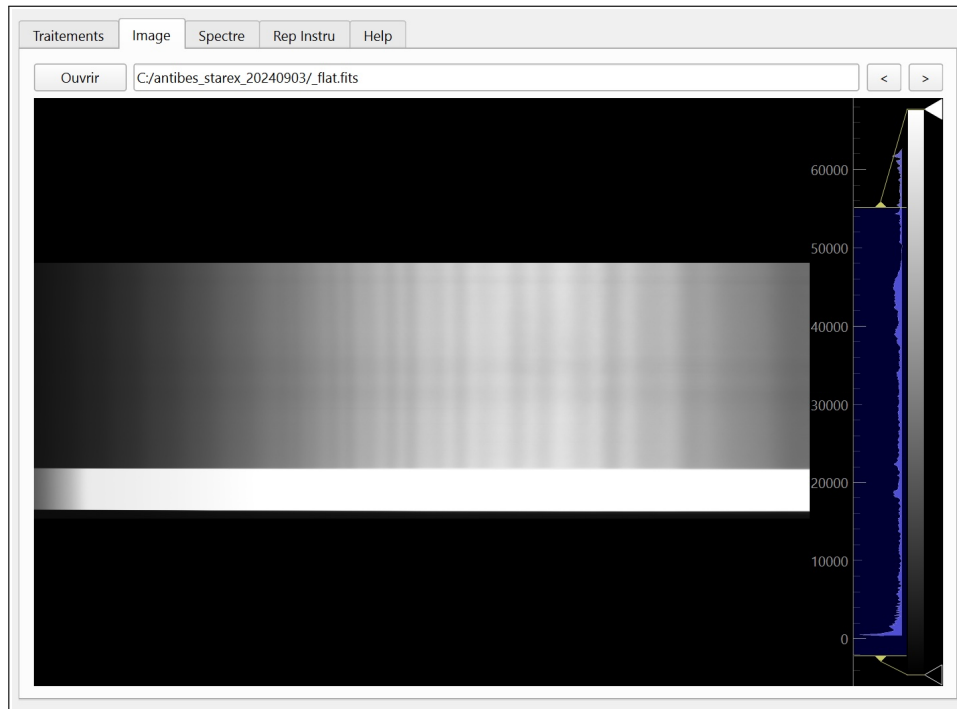


FIGURE 105 – Aspect de l'image flat-field de la session epsilon Cas, montrant les franges d'interférence caractéristiques du capteur IMX533.

On note encore, dans le bas de l'image, une bande en sur-intensité correspondant à la zone photométrique d'une fente GEN2, qu'il faudra soigneusement éviter lors du traitement.

8.2 Seconde embûche : l'étoile étalon n'est pas de type spectral A

Remplissez l'interface « Calibration LR » du mode standard comme précisé à la figure 106. Vous êtes en terrain connu : utilisez « `eps_cas` » pour désigner le nom racine de l'objet, puis cliquez sur « Autofill ».

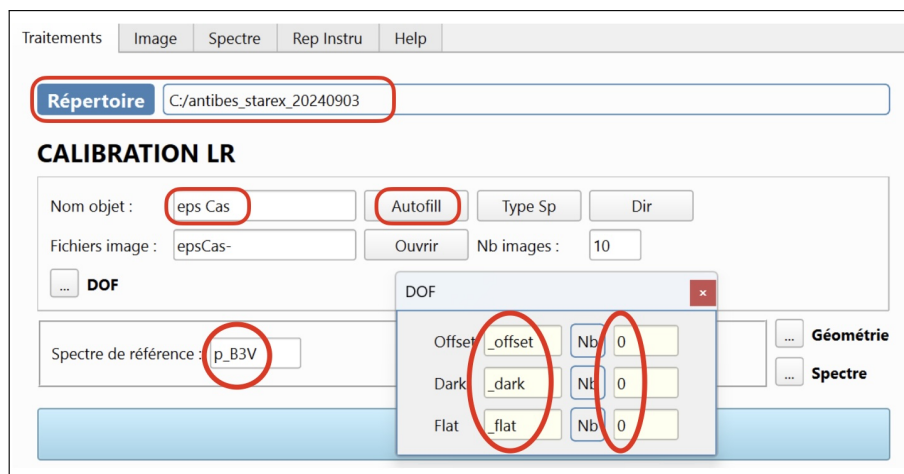


FIGURE 106 – Saisie des paramètres pour étalonner l'instrument à partir de l'observation de l'étoile epsilon Cas. Le champ concernant le type spectral est renseigné manuellement (voir le texte). Pensez aussi à renseigner les informations relatives aux DOF.

L'interface standard de **specINTI Editor** impose, par défaut, l'utilisation d'une étoile de type A pour calibrer l'instrument. Or, epsilon Cas est une étoile de type spectral B3V. Est-il possible, malgré tout, d'étalonner l'instrument avec cet objet ? La réponse est oui, même si une étoile de type spectral A reste préférable.

Le problème est que, si vous cliquez sur le bouton « Type Sp » depuis l'interface « Calibration LR », le logiciel retourne un message d'erreur signalant que le type spectral n'est pas correct. Il suffit alors de forcer le passage en saisissant manuellement **p_B3V** dans le champ « Spectre de référence » : ce profil existe bien dans la bibliothèque Pickles, comme on peut le vérifier en consultant le sous-dossier « **_calib** » du dossier d'installation du logiciel (ou en choisissant, au besoin, un type approchant). Tout fonctionne alors correctement.

Troisième embûche : composer avec le chromatisme La lunette utilisée (malgré son caractère « APO ») présente un défaut de chromatisme dans la partie ultraviolette du spectre, qui se manifeste par un élargissement local de la trace. On parle d'effet de « queue de poisson » (figure 107). C'est un phénomène classique avec les lunettes, plus ou moins marqué selon les modèles (dans le présent exemple, il est en réalité modéré, contrairement aux apparences).

Cette situation ne pose pas de difficulté particulière, si ce n'est qu'il faut réduire l'extension de la zone de recherche des raies de Balmer du côté bleu, comme le montre la figure 107.

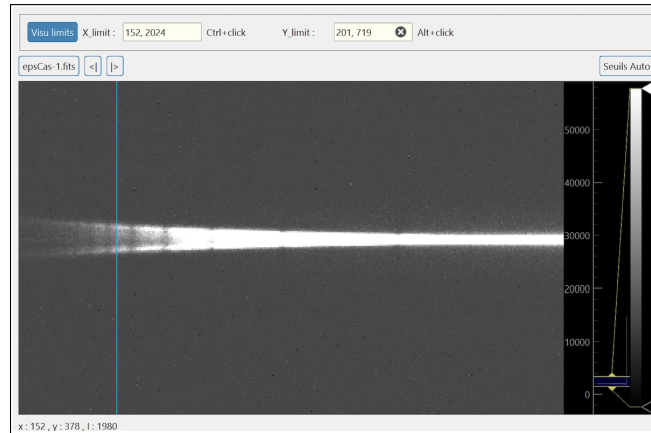


FIGURE 107 – Positionnement de la limite gauche de la zone de recherche des raies de Balmer pour l'étalonnage spectral. L'élargissement de la trace correspond à une défocalisation du spectre liée à l'aberration chromatique. Cliquer dans une zone relativement large ne gêne pas l'application, dès lors que les raies situées à droite de la limite sont bien contrastées — ce qui est le cas ici.

Du côté rouge, le problème est différent : le spectre est si étroit qu'il est difficile de distinguer la raie $H\alpha$ sans la confondre avec les raies telluriques situées plus loin dans le rouge (voir figure 108). Veillez à positionner la limite rouge un peu à droite de la raie $H\alpha$.

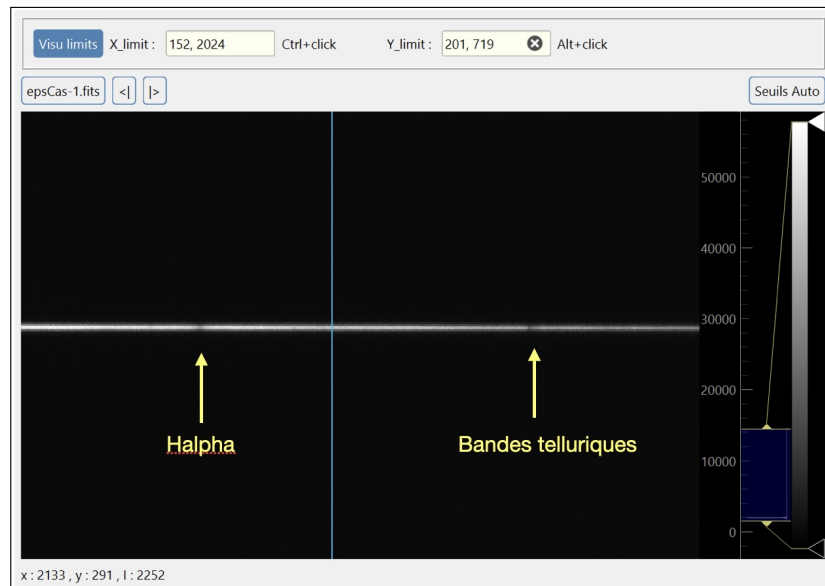


FIGURE 108 – Positionnement de la limite droite de la zone de recherche des raies de Balmer pour l'étalonnage spectral. Jouez sur le contraste de visualisation pour bien distinguer la raie $H\alpha$, ici très étroite.

Rappelez-vous également que la zone photométrique de la fente GEN2 empiète sur l'image acquise. En prévision de l'observation d'objets bien plus faibles que notre étoile de référence, pensez à remonter la limite basse de la zone d'exclusion utilisée pour la recherche de la trace du spectre (ici au-dessus de la coordonnée $y = 200$ environ), voir figure 109.

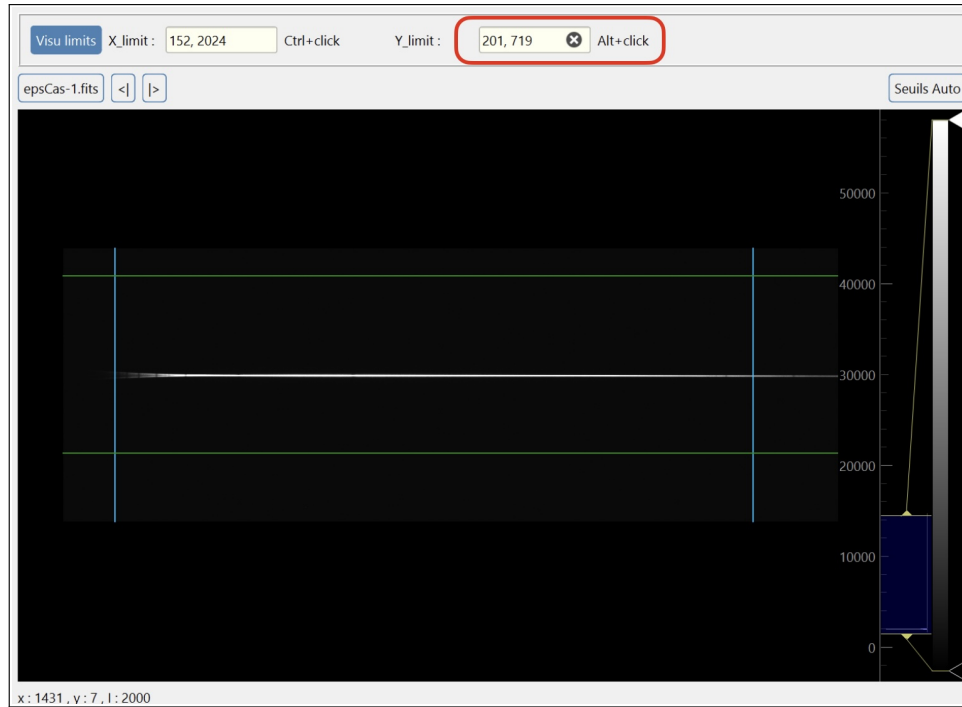


FIGURE 109 – Définition de la zone d'exclusion pour notre exemple. Remarquez la position haute de la coordonnée inférieure, choisie pour échapper à la zone photométrique (non indispensable ici, l'objet étant très brillant, mais ce ne sera pas toujours le cas).

8.3 Quatrième embête : attention à l'étroitesse du spectre

Examinons la trace de l'un des spectres bruts avec un très fort zoom (figure 110). À l'exception de la région de la « queue de poisson » dans le bleu, elle se révèle très étroite. Plusieurs facteurs y concourent : (1) une lunette d'un diamètre relativement modeste, peu sujette à la turbulence atmosphérique ; (2) une focale courte (740 mm) ; (3) une optique délivrant des images très piquées sur une large partie du spectre visible ; (4) l'emploi d'une caméra à « gros » pixels (3,76 microns). Tout concourt ainsi à un sous-échantillonnage sévère du spectre. De fait, la largeur de la trace (FWHM) est d'à peine 1 pixel.

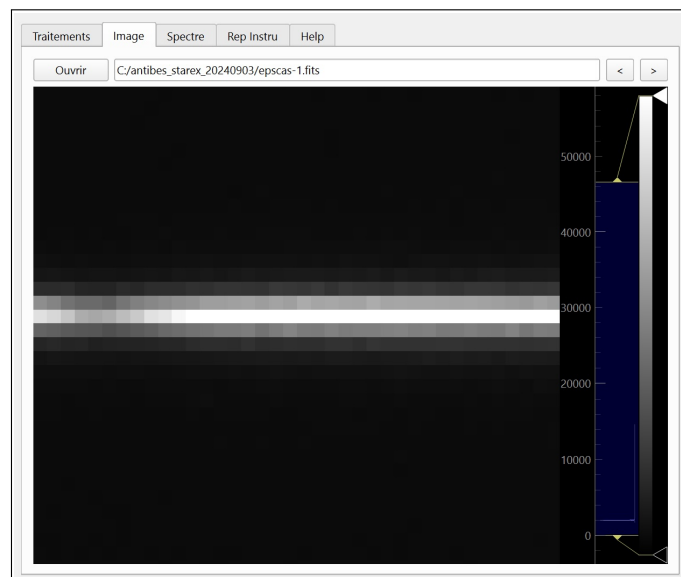


FIGURE 110 – Agrandissement d'une portion du spectre de l'étoile. La largeur à mi-hauteur (FWHM) est d'environ 1 pixel, ce qui correspond à un régime de sous-échantillonnage de l'image du spectre.

Dans une telle situation, il ne faut surtout pas recourir à un filtrage statistique de type médian, tel que proposé dans l'interface de **specINTI Editor**, car cela génère potentiellement des artefacts dans l'image (pour utiliser un tel filtrage sans risque, il faudrait idéalement que les détails les plus fins du spectre soient échantillonnés sur au moins 2,8 pixels). La boîte de dialogue « Spectre » doit être renseignée comme indiqué à la figure 111, aussi bien lors de la calibration du spectrographe que lors du traitement proprement dit (valeur du noyau de filtrage, ou « kernel », fixée à 0).

Paramètres spectre

Filtrage

Kernel : 0

Sigma gauss : 0.0

Spectre

Zone crop : 3650, 7500

Zone de normalisation : 6620, 6640

FIGURE 111 – Paramétrage de la boîte de dialogue « Spectre ». Le filtrage médian du bruit impulsionnel est ici désactivé. Vous restez en revanche libre d'appliquer un filtrage gaussien en donnant une valeur non nulle à « Sigma gauss », mais nous visons ici une résolution spectrale maximale.

Le traitement s'effectue de manière classique depuis le panneau « Traitement LR ». Les paramètres de calibration sont transmis automatiquement (figure 112). Il suffit de cliquer sur « Go ! » (en prenant soin de vérifier au préalable que vos DOF sont correctement référencés, ceux-ci étant distincts de ceux utilisés lors de la calibration).

Répertoire C:/antibes_starex_20240903

TRAITEMENT LR

Nom objet : eps Cas Autofill Dir

Fichiers Image : epsCas- Ouvrir Nb images : 10

DOF

☒ Etoile ☐ Objet étendu

Coefficients du polynôme de la loi de dispersion : 4.142e-06, 1.5429, 3546.6263

Méthode de recalage : None

Raie de recalage

Réponse instrumentale: _rep_20240903_epscas

GO !

FIGURE 112 – Lancement du traitement du spectre d'épsilon Cas depuis le panneau « Traitement LR ».

Le résultat est présenté à la figure 113, selon que la valeur du paramètre de filtrage médian est -3 ou 0 . Dans le premier cas, l'aspect du profil calculé (en bleu) s'écarte par endroits du spectre attendu (le profil rouge correspond au fichier de contrôle « _op2 » de l'étoile Pickles, créé automatiquement lors de la calibration). Dans le second cas, le spectre calculé épouse très fidèlement le spectre de la bibliothèque de référence.

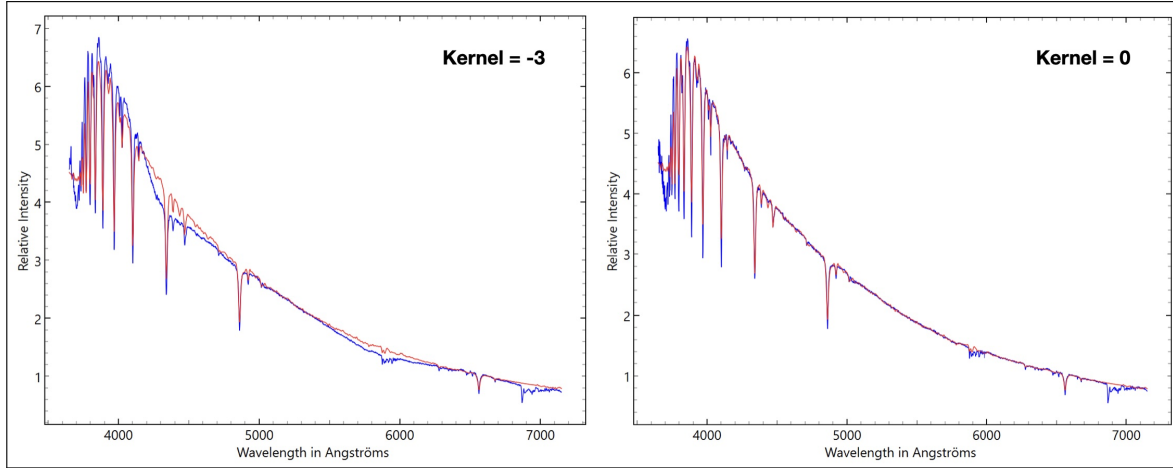


FIGURE 113 – Comparaison du spectre calculé (en bleu) avec le spectre Pickles d’une étoile de type B3V (en rouge), selon que l’on applique ou non un filtrage médian du bruit impulsionnel. Le sous-échantillonnage prononcé de la trace du spectre par les pixels du détecteur affecte sévèrement l’intégrité du spectre (effacement de détails utiles). Dans cette situation, il faut manifestement renoncer au filtrage médian.

La figure 114 montre la réponse spectrale calculée lors de la calibration de l’instrument, à partir de l’observation de l’étoile δ Cas. La pente continue, du rouge vers le bleu, provient de la distribution du flux de la lampe flat-field (une courbe de corps noir inversée), qui « colore » la réponse. La chute de réponse dans l’ultraviolet provient quant à elle d’une perte de sensibilité normale de l’appareillage dans cette région du spectre.

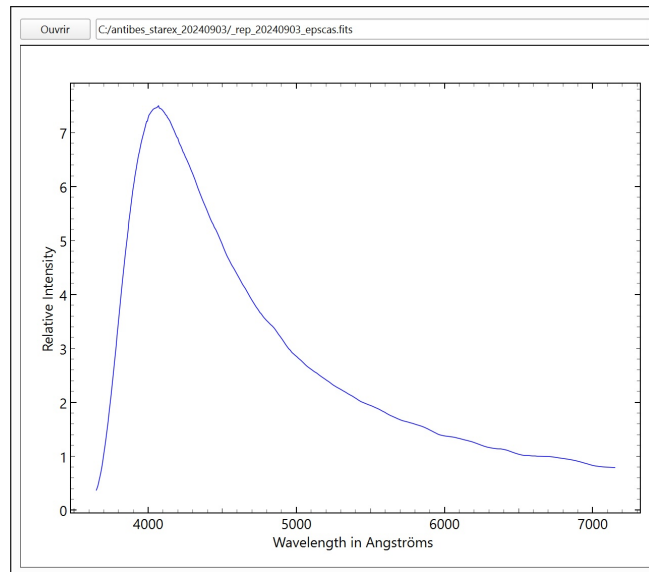


FIGURE 114 – Aspect de la réponse spectrale calculée, fortement déterminée par la distribution spectrale de la lampe flat-field.

8.4 Cinquième embête : attention à la largeur de binning

Le binning, tel qu’il est entendu ici, désigne l’opération consistant à sommer le signal dans les images bidimensionnelles, colonne de pixels après colonne, pour produire le profil spectral. La largeur de cette zone de binning est constante d’un bout à l’autre du spectre, et ajustée automatiquement par `specINTI`, sans possibilité de modification lorsque vous utilisez l’interface standard.

La question qui se pose est la suivante : étant donné que la largeur de la trace varie du bleu au rouge — tout particulièrement dans l’ultraviolet, en raison du chromatisme de la lunette —

la largeur de binning calculée reste-t-elle pertinente sur l'ensemble du spectre ? Si une fraction significative de la trace spectrale déborde par endroits de la zone de binning, cela génère en effet un biais spectrophotométrique dans le spectre calculé.

Dans l'exemple de l'étoile ϵ Cas, **specINTI** calcule heureusement une largeur de binning adaptée au besoin. Pour vous en assurer, cochez la case « Check mode » depuis le panneau de traitement LR, relancez le traitement, puis examinez le contenu de l'image « `_step101.fits` », automatiquement sauvegardée dans le dossier de travail (figure 115).

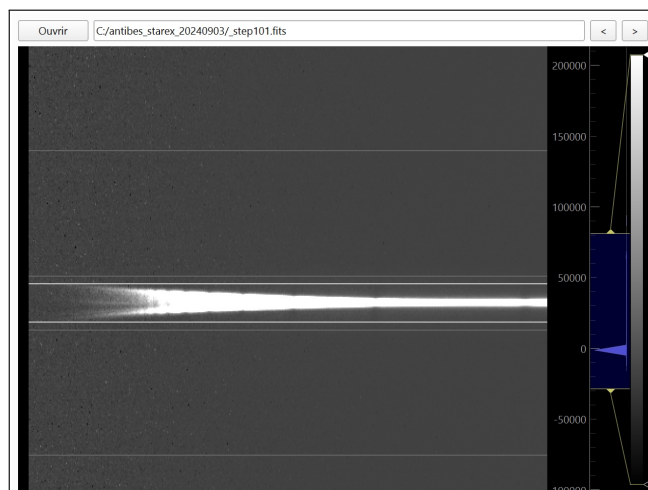


FIGURE 115 – Affichage du contenu de l'image `_step101.fits` avec un contraste élevé. Les deux traits les plus brillants, de part et d'autre de la trace, délimitent la largeur de binning adoptée par **specINTI** pour le traitement. Même là où le spectre s'élargit le plus, cette dimension reste suffisante pour intégrer l'ensemble du signal enregistré.

Mais que faire si, pour une raison ou une autre, il devient nécessaire d'agir sur la largeur du binning ? La solution passe par l'**interface avancée**. Depuis la zone « Fichiers de configuration » de celle-ci, cliquez sur `conf_LR_processing.yaml` (figure 116). Il s'agit du nom du fichier de configuration généré automatiquement par **specINTI Editor**, puis transmis à **specINTI** lorsque l'on travaille depuis l'**interface standard** et que l'on clique sur « Go ! ». « `conf_LR_processing` » est un nom de fichier protégé, tout comme « `conf_LR_calib.yaml` » pour la calibration (ou « `conf_HR_processing.yaml` » pour la haute résolution spectrale). Ces fichiers constituent le véritable point de passage entre l'**interface standard** et l'**interface avancée** : l'enveloppe change, mais le principe de fonctionnement de **specINTI** demeure.

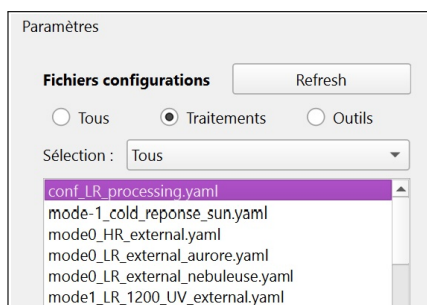


FIGURE 116 – Sélection du fichier « `conf_LR_processing` » pour l'examen de son contenu.

Le contenu du fichier « `conf_LR_processing` » s'affiche alors dans la zone d'édition, comme le montre la figure 117. Si la manière d'organiser le couple `clé: valeur` diffère de celle utilisée précédemment (il s'agit d'une autre forme du fichier YAML), le contenu reste lisible. Vous y reconnaîtrez les valeurs de l'ensemble des paramètres édités depuis l'interface standard. Par exemple, `posy_exclude: [200, 720]` correspond aux valeurs d'exclusion définies dans la partie

« Géométrie » de l'interface standard. Vous trouverez la liste de tous les paramètres de **specINTI**, ainsi que leur signification, à la section 12. Essayez, par ce moyen, de décoder le contenu du fichier à partir du nom des paramètres : c'est un excellent exercice.

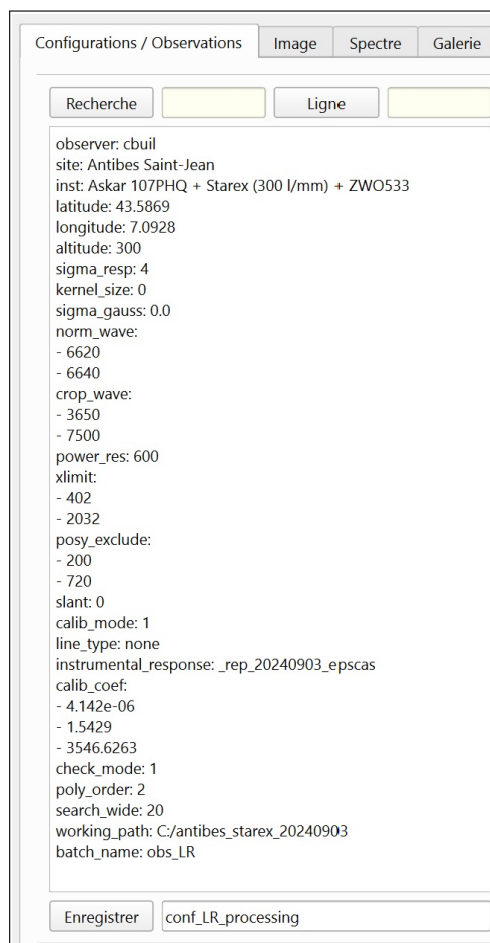


FIGURE 117 – Contenu du fichier de configuration « conf_LR_processing.yaml ».

Nous avons ici une traduction, sous forme de liste, de l'ensemble des données éditées depuis l'interface standard. Ce fichier de configuration étant celui actif dans l'interface « Avancée », si vous cliquez sur le bouton « Go ! », vous réalisez exactement le même traitement que précédemment, puisque le contenu du fichier de configuration n'a pas été modifié.

L'un des intérêts de l'interface avancée est de pouvoir agir finement sur le fichier de configuration en en modifiant le contenu. Par exemple, si vous ajoutez la ligne suivante (à la fin du fichier, par exemple) :

bin_size: 30

et que vous relancez le traitement (depuis l'interface standard ou avancée, peu importe), la largeur de binning passe alors de la valeur automatiquement calculée par **specINTI** à celle que vous imposez manuellement, à savoir 30 pixels. Vous pouvez constater le résultat en visualisant l'image « `__check_bin.fits` » (ou « `__step101.fits` »).

Vous bénéficiez à présent de toute la puissance de **specINTI**. Autre exemple pour l'illustrer : il suffit d'ajouter la ligne **seq_mode: 1** au fichier de configuration pour produire, dans le dossier de travail, autant de spectres traités (dont le nom commence par « @ ») qu'il y a d'images dans votre séquence — et non plus une simple somme.

Il s'agit d'une fonctionnalité puissante pour étudier les phénomènes variables que l'on observe

fréquemment dans les spectres, et qui font de la spectrographie l’une des disciplines les plus passionnantes que l’on puisse pratiquer en astronomie.

9 Le cas du spectrographe Alpy 600

Le spectrographe Alpy 600 (Shelyak Instruments) est un instrument populaire, et comme il se doit, les données qui en proviennent peuvent être traitées par `specINTI V4`.

L’Alpy 600 entre dans la catégorie des spectrographes à basse résolution ($R = 550$ à 750 typiquement). Mais il possède une autre caractéristique qui peut rendre délicate l’extraction des paramètres de calibration dans les modes automatiques offerts depuis l’interface standard de `specINTI Editor`, notamment pour la loi d’étalonnage spectrale — cette formule qui, sous la forme d’un polynôme, relie les numéros de pixels de l’image aux longueurs d’onde. C’est la raison principale de cette section.

Une difficulté en effet inhérente à l’Alpy 600 réside dans l’existence d’une forte non-linéarité native de dispersion, liée à l’utilisation d’un composant *grism* comme élément dispersif. Cet élément résulte de l’assemblage d’un réseau et d’un prisme : si la dispersion angulaire du réseau est bien linéaire, il n’en est pas de même pour le prisme. Les automatismes offerts depuis l’interface standard de `specINTI Editor` (voir section 4) ou par le mode `-1` exploité depuis l’interface avancée (voir section 6) peuvent parfois être mis en échec par cette particularité de l’Alpy 600. Ces modes automatiques supposent en effet un degré de linéarité suffisant de la dispersion spectrale — tel que celui offert par les spectrographes *Star’Ex* et *TinyStar’Ex* — pour fonctionner avec une totale fiabilité.

Cette section, plus particulièrement consacré à l’Alpy 600 est donne par ailleurs l’occasion d’évoquer l’existence d’outils d’étalonnage utilisables dans des situations particulières, que nous désignons ici comme des « modes utilitaires » (voir la liste complète à la section 12). Vous pouvez croiser ces situations en utilisant d’autres instruments, aussi la lecture de cette section est finalement intéressante pour tout le monde.

Pour rester dans le concret, nous allons montrer comment traiter un ensemble de données acquises par l’équipe 2SPOT (<https://2spot.org/FR/>), qui opère en remote un télescope double localisé au Chili (figure 118). Les images ont été acquises sans intervention humaine le 24 avril 2026.

Vous pouvez télécharger ces données en cliquant sur le lien suivant : https://buil.astrosurf.com/specinti4/demo/2spot_alpy_20260424.zip



FIGURE 118 – L'équipement situé au Chili et opéré depuis la France par l'équipe 2SPOT. Le tube optique qui nous intéresse est celui situé à gauche : un télescope Newton 305 mm f/4 avec le spectrographe Alpy 600 au foyer.

Le lot d'images obtenu avec l'Alpy 600 comprend :

- 5 images du spectre de l'étoile HD 103883, de type spectral B4V et de magnitude 5,6, exposées chacune 15 secondes au foyer du télescope Newton de 305 mm f/4. La caméra est un modèle CCD Atik 414EX. Ces images sont nommées HD103883-1, HD103883-2, etc.
- 1 image d'étalonnage « néon » (HD103883_neon-1).
- 6 images du spectre de l'étoile Wolf-Rayet WR31, de magnitude 10,5, exposées chacune 600 secondes avec le même télescope. Ces images sont nommées WR31a-1, WR31a-2, etc.
- 1 image d'étalonnage « néon » associée à cette dernière séquence (WR31a_neon-1).
- 1 image composite d'offset nommée M10_BIN1_offset.
- 1 image composite du signal thermique correspondant à un temps de pose de 600 secondes, nommée M10_BIN1_Dark600.

Note : Nous n'exploitons pas le système d'éclairage *flat-field* intégré à l'Alpy 600. En effet, la lampe incorporée présente une température de couleur trop faible et ne fournit pas, à notre avis, un flux lumineux suffisant pour étalonner correctement la partie la plus bleue du spectre. Il en résulte un risque d'amplification excessive du bruit dans cette région. Nous préférons utiliser une source naturelle beaucoup plus chaude, en l'occurrence une étoile de type A ou B. Bien qu'il ne s'agisse pas d'une véritable source de *flat-field*, elle remplit au final une fonction très proche.

Nous supposons que ces données sont stockées dans un dossier de travail dont le chemin est « d :/wr31a » (vous pouvez bien sûr adapter cette localisation à votre propre organisation).

Nous allons exploiter en premier les spectres de l'étoile HD 103883, qui nous servira à la fois à calculer la loi de dispersion spectrale et à évaluer la réponse instrumentale du système 2SPOT.

Depuis l'interface avancée, commencez par indiquer au logiciel le chemin du dossier de travail, puis renseignez les divers champs qui permettront de constituer le fichier d'observation (figure 119).

Répertoire: D:/WR31a

Obj Nuit: Autofill Effacer Dir

Noms objets: HD103884

Nom images: HD103884-

Nb Images: 5

Image calib: None

Nb Img calib: 0

Trans Atm: None

Décalage Flat: 0

Offset: M10_BIN1_offset Nb 0

Dark: 0_BIN1_Dark600 Nb 0

Flat: None Nb -1

Image postfix: -

Séparateur nom: Aucun

Calibration prefix:

Calibration postfix: _neon-

Enregistrer: obs_HD103884

FIGURE 119 – Les données d’observation de l’étoile HD 103883. Notez que nous n’utilisons pas ici l’image d’étalonnage sur la lampe « néon », ni d’images flat-field pour ce traitement.

La première tâche à effectuer est de déterminer la loi d’étalonnage en longueur d’onde du spectrographe. Nous allons pour cela nous appuyer sur les raies de la série de Balmer visibles dans le spectre de l’étoile. Elles sont ici relativement fines, l’objet étant une étoile très chaude de la séquence principale (type B4V), mais elles n’en constituent pas moins d’excellents repères spectraux (figure 120).

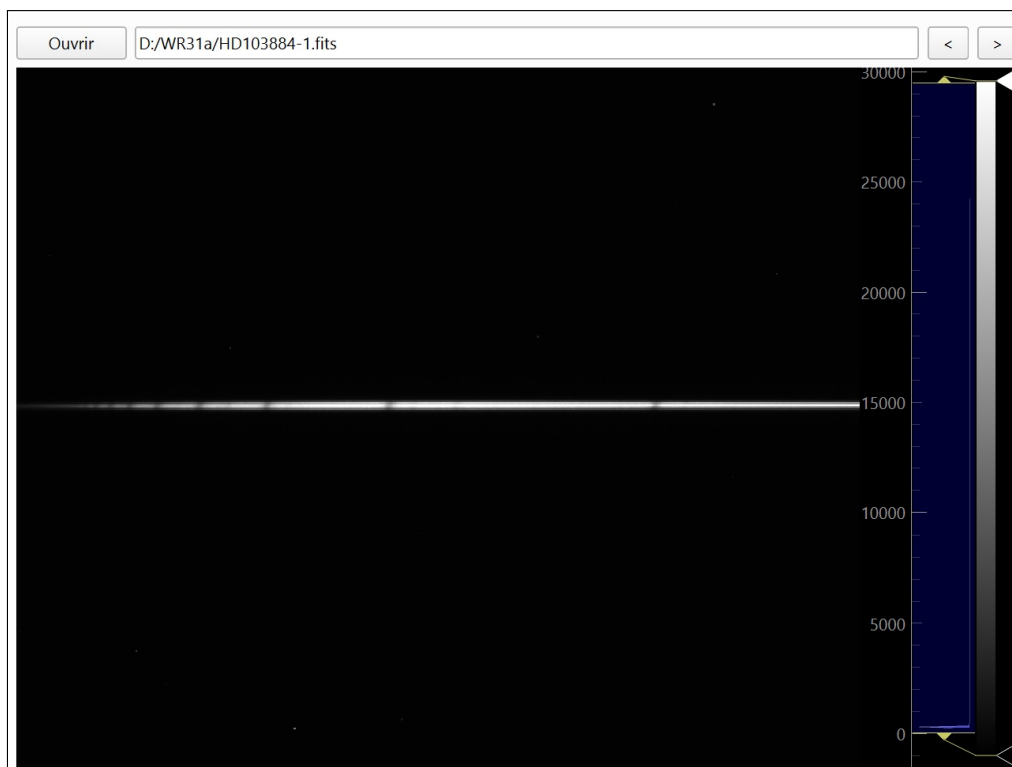


FIGURE 120 – Détail de l'une des images de l'étoile HD 103883 (partie bleue du spectre). Les raies de Balmer apparaissent comme de fines échancrures qui entaillent le continuum spectral.

Le **mode utilitaire** –2 de **specINTI** est précisément conçu pour ce type de travail : exploiter des raies en absorption présentes dans le spectre de l'étoile, dont les longueurs d'onde sont connues, pour évaluer le polynôme de dispersion. Nous allons utiliser ici les 6 premières raies de la série de Balmer de l'hydrogène, dont les longueurs d'onde en angströms, en allant du bleu vers le rouge, sont :

3889,05 3970,08 4101,75 4340,48 4861,34 6562,81

Vous trouverez une liste complète des raies de la série de Balmer à la section 14 (figure 140).

L'objectif est d'associer à chacune de ces raies une coordonnée en pixels suivant l'axe spectral (x) dans les images. Ce travail est manuel, mais rassurez-vous : il n'est à effectuer qu'une seule fois si votre équipement demeure inchangé (pas de démontage, par exemple).

Nous devons donc relever les coordonnées en pixels des raies correspondant à notre liste de longueurs d'onde. **SpecINTI Editor** offre un outil pratique à cet effet. Depuis l'onglet « Image », effectuez un Shift+clic avec la souris sur chaque raie, dans l'ordre croissant des longueurs d'onde (donc en allant de la gauche vers la droite). Veillez à n'en omettre aucune ! Les coordonnées x des points cliqués s'affichent dans la zone paramètres de l'onglet « Image » (figure 121).

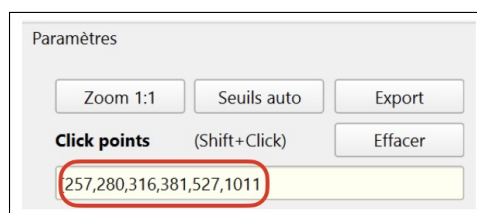


FIGURE 121 – Coordonnées x résultant des clics souris sur les raies sélectionnées de la série de Balmer.

Astuce : si vous préférez commencer par la raie $H\alpha$, vous pouvez tout à fait le faire, mais il

faudra alors inverser la liste des longueurs d'onde dans le fichier de configuration pour maintenir la correspondance correcte (la liste commençant alors par la longueur d'onde de $H\alpha$, soit 6563 Å).

Rendez-vous maintenant dans la zone d'édition du fichier de configuration de l'onglet « Configurations/Observations » et entrez les paramètres suivants :

```
working_path: D:/WR31a
batch_name: obs_HD103883
calib_mode: -2
wavelength: [3889.05, 3970.08, 4101.75, 4340.48, 4861.34, 6562.81]
line_pos: [257, 280, 316, 381, 527, 1011]
poly_order: 3
search_wide: 20
bin_size: 40
sky: [160, 30, 30, 160]
xlimit: [300, 1050]
check_mode: 1
```

Astuce : dans le répertoire « `__configuration` » créé automatiquement lors de l'installation du logiciel, vous trouverez un fichier prêt à l'emploi nommé « `mode-2.yaml` », qu'il vous suffira de retoucher à la marge.

Si vous avez suivi le guide jusqu'ici, vous êtes en terrain connu.

Les paramètres `working_path` et `batch_name` identifient votre répertoire de travail et le nom de votre fichier d'observation.

Nous sélectionnons le mode utilitaire `-2` via le paramètre `calib_mode`.

Viennent ensuite la liste des longueurs d'onde et leurs coordonnées en pixels, transmises respectivement aux paramètres `wavelength` et `line_pos`. La liste des longueurs d'onde est sensiblement toujours la même. Pour la liste des positions, un simple copier-coller de la séquence obtenue par les Shift+clics précédents, entre les crochets du paramètre `line_pos`, limitera les risques d'erreur et sera plus expéditif.

Le degré du polynôme de dispersion est fixé à 3 au lieu de 2 habituellement ; nous en verrons la raison plus loin.

Nous imposons également les valeurs de la largeur de la zone de binning (paramètre `bin_size`) et des zones de calcul du fond de ciel de part et d'autre de la trace spectrale (paramètre `sky`).

Enfin, nous utilisons un large bras de levier entre les pixels $x = 300$ et $x = 1050$ pour évaluer certains caractéristiques géométriques du spectre (paramètre `xlimit`).

La figure 122 montre l'aspect de la zone d'édition à ce stade dans une copie d'écran ; vous y retrouverez l'ensemble de nos paramètres et valeurs.

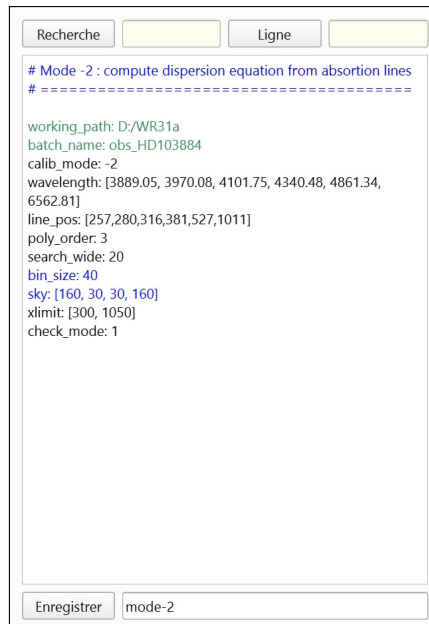


FIGURE 122 – Contenu du fichier de configuration pour le calcul de la loi de dispersion.

Il ne vous reste plus qu'à cliquer sur « Go ! ». Au bout de quelques instants, le résultat s'affiche dans la console (figure 123) : la loi de dispersion de l'Alpy 600 associé à une caméra Atik 414EX.

```
Line coordinates find:
[ 257.66 280.18 316.97 383.27 527.89 1010.68]
Wavelength:
[3889.05, 3970.08, 4101.75, 4340.48, 4861.34, 6562.81]
Computed wavelength:
[3889.14809039 3969.85566402 4101.92293696
4340.42853348 4861.34483837
6562.80993678]
O-C: [-0.098 0.224 -0.173 0.051 -0.005 0. ]
Root Mean Square Error = 0.1242 Å
Calibration coefficients:
calib_coef: [-2.1001e-07, 2.7908e-04, 3.4795, 2981.2594]
End.
```

FIGURE 123 – Résultat de la calibration spectrale : valeurs attribuées au paramètre `calib_coef`.

Soulignons la faiblesse de l'erreur RMS d'ajustement, qui n'est ici que de 0,12 Å alors que la dispersion moyenne est d'environ 3,5 Å/pixel. Si vous choisissez en revanche un polynôme de degré 2 et relancez le calcul, l'erreur statistique passe à 0,87 Å, ce qui est nettement moins satisfaisant.

Nous sommes ici confrontés au problème de la non-linéarité native de l'Alpy 600, qui impose une plus grande rigueur lors de la calibration spectrale de l'instrument.

Notons toutefois que cette erreur RMS correspond à l'erreur d'ajustement numérique de la dispersion, qui ne reflète pas obligatoirement la vraie erreur d'étalonnage : les données d'entrée sont elles-mêmes entachées d'incertitudes, liées notamment à la qualité des algorithmes du logiciel, au bruit, aux distorsions optiques ou encore aux limites inhérentes au modèle de spectrographe (résidu de non-linéarité en particulier).

La seconde étape de la calibration consiste à déterminer la réponse spectrale au flux lumineux de l'instrument.

La technique est classique :

- on effectue d’abord un traitement complet du spectre de l’étoile de référence en utilisant la loi d’étalonnage spectral précédemment établie, sans corriger la réponse instrumentale car non encore connue ;
- on divise le résultat par le profil attendu de cette même étoile, extrait d’une bibliothèque de spectres étalons ; on obtient ainsi la courbe de réponse instrumentale, réutilisable pour l’ensemble de vos données ;
- en guise de vérification, on retraits à nouveau notre étoile, cette fois en appliquant la réponse instrumentale calculée.

Réalisons toutes ces opérations ; cela ne prend qu’une minute ou deux.

Éditez un nouveau fichier de configuration, destiné cette fois au traitement effectif du spectre. En voici le contenu (vous le trouverez également dans le répertoire « `_configuration` » sous le nom « `model_LR_none` », ce qui vous évite de tout ressaisir — l’idée étant de toujours partir d’un fichier existant pour limiter les efforts) :

```
working_path: D:/WR31a
batch_name: obs_HD103883
calib_mode: 1
line_type: none
calib_coef: [-2.1001e-07, 2.7908e-04, 3.4795, 2981.2594]
bin_size: 40
sky: [160, 30, 30, 160]
xlimit: [300, 1050]
norm_wave: [6620, 6640]
crop_wave: [3600, 7400]
kernel_size: 0
extract_mode: 1
sigma_gauss: 0.2
# instrumental_response: _rep_20260424
```

Nous activons ici le mode de calibration 1 (paramètre `calib_mode`), en exploitant le polynôme tel quel, sans recalage du terme constant, d’où la valeur « `none` » donnée au paramètre `line_type`.

Vous reconnaissez sans doute les coefficients d’étalonnage calculés lors de la phase de calibration : ils ont simplement été copiés-collés depuis la console dans la ligne `calib_coef`.

On retrouve par ailleurs des paramètres déjà vus lors de la calibration, auxquels s’ajoutent quelques options permettant de réduire le bruit.

Il faut souligner que le paramètre `kernel_size` reçoit la valeur 0, ce qui désactive le filtrage médian (la valeur habituellement choisie est `-3` avec les capteurs CMOS). La raison est double : (1) la caméra Atik414EX est équipée d’un capteur CCD et non CMOS, le filtrage du bruit impulsif n’est donc pas vraiment nécessaire ici ; (2) le spectre est sous-échantillonné en raison de la grande taille des pixels, ce qui peut introduire des distorsions lors d’un filtrage non linéaire tel que l’opérateur médian.

En revanche, nous activons l’extraction optimale du profil spectral en donnant la valeur 1 au paramètre `extract_mode`. Enfin, nous n’appliquons pas de filtrage gaussien afin de préserver la résolution spectrale et parce que l’objet est brillant ; la valeur symbolique de 0,2 attribuée à `sigma_gauss` est sans effet sur l’image (il faut dépasser 0,5 pour commencer à percevoir l’effet du lissage).

Le point le plus important est que le paramètre `instrumental_response` est mis en commentaire (ou non présent), puisque nous ne disposons pas encore de la réponse instrumentale.

Lancez le traitement (bouton « Go ! »). La figure 124 montre le profil obtenu : il est étalonné en longueur d'onde, mais pas encore corrigé en réponse.

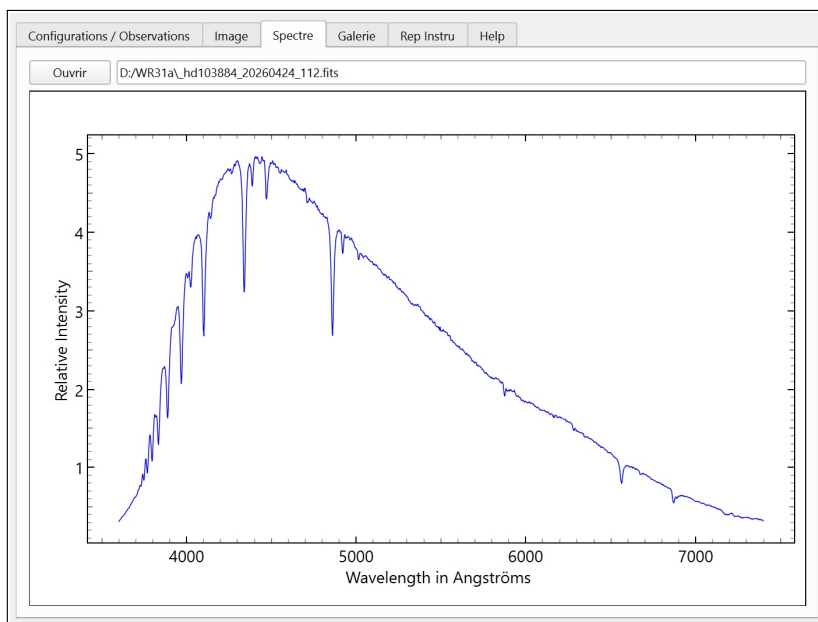


FIGURE 124 – Le spectre traité sans correction de la réponse instrumentale.

Nous allons à présent calculer la réponse instrumentale en ouvrant l'onglet « Rép. instru. » et en indiquant le nom du profil spectral qui vient d'être extrait (figure 125).

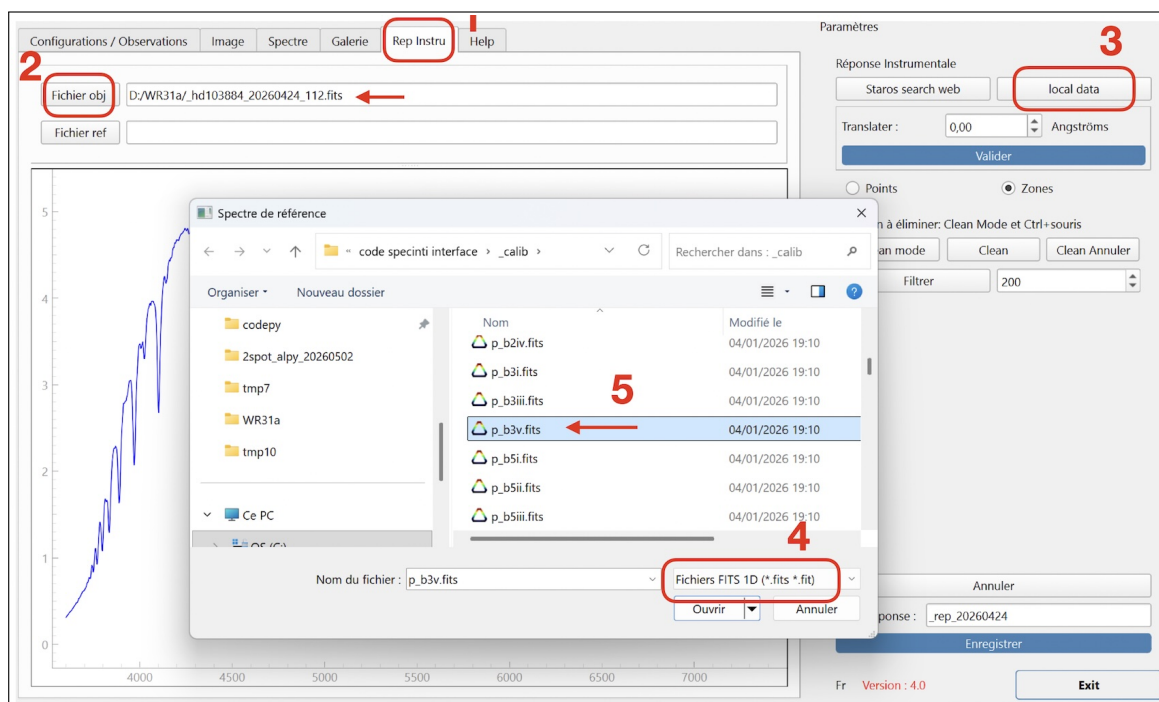


FIGURE 125 – Affichage dans l'outil interactif de calcul de la réponse : le profil de l'étoile observée et le fichier de référence.

Le profil de l'étoile s'affiche alors automatiquement en bleu. Il faut à présent charger le profil théorique d'une étoile de type B4V. Nous utilisons la bibliothèque de spectres Pickles, installée en même temps que le logiciel dans le dossier « _calib ». Utilisez le bouton « Local data » pour charger le fichier Pickles le plus proche du type B4V (le nom du fichier indique le type spectral). Celui retenu ici correspond au type spectral B3V (fichier « p_b3v.fits »).

Sélectionnez-le : **specINTI Editor** affiche immédiatement le rapport des deux profils, qui constitue déjà une très bonne approximation de la réponse instrumentale recherchée (figure 126).

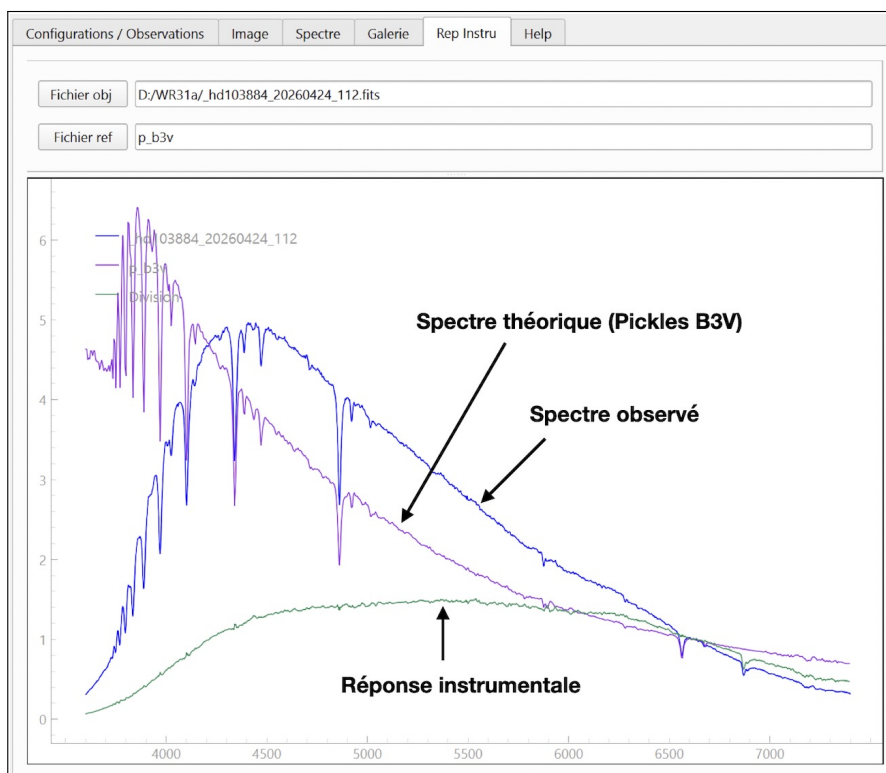


FIGURE 126 – Calcul automatique de la réponse instrumentale.

Validez le profil calculé en cliquant sur le bouton « Valider » (il n’y a pas de décalage spectral entre le spectre observé et le spectre théorique, donc cette action n’est pas nécessaire). Le profil de réponse provisoire s’affiche alors seul.

Ce profil est perturbé par la présence de raies telluriques qu’il convient de supprimer, ainsi que par du bruit qu’il est souhaitable de filtrer.

Pour effacer les raies (ou bandes moléculaires), activez le mode d’effacement en sélectionnant le mode « Zones » plutôt que « Points », puis en cliquant sur le bouton « Clean mode ». Positionnez ensuite la bande bleue avec la souris sur la région du spectre à effacer ; vous pouvez également modifier la largeur de cette zone en étirant ses bords. Lorsque vous êtes satisfait, cliquez sur « Clean ». L’opération peut être répétée autant de fois que nécessaire, y compris à petite échelle pour traiter un artefact localisé, un résidu de raie par exemple.

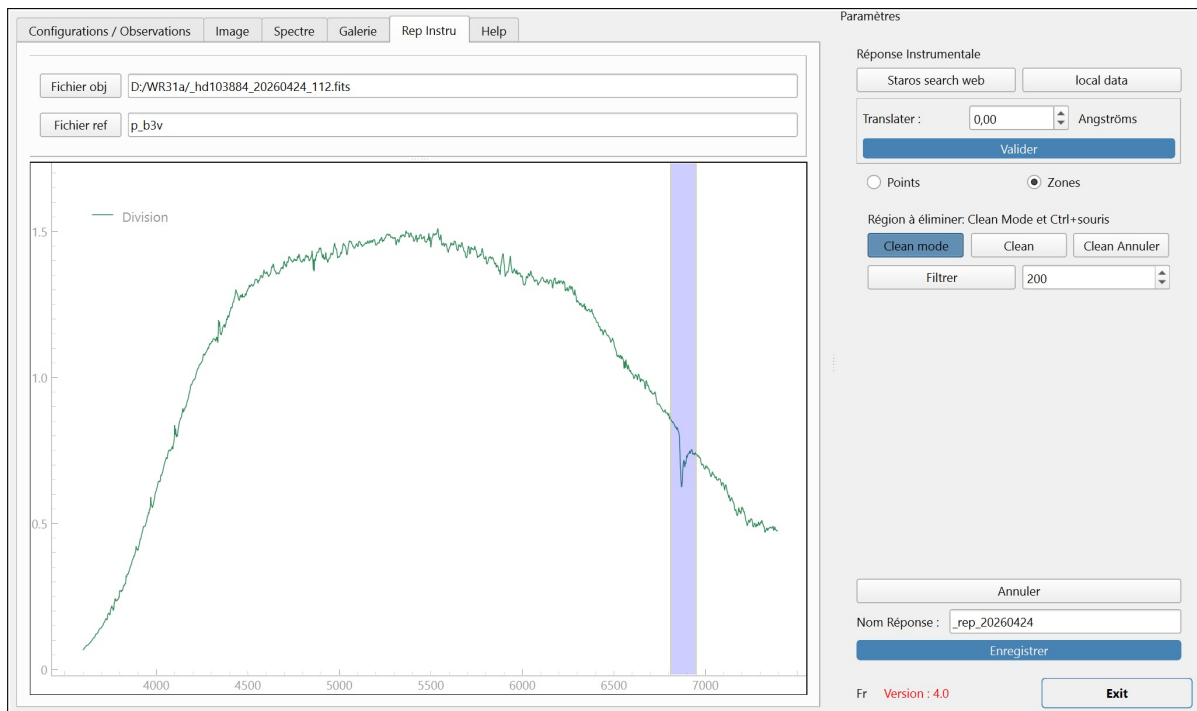


FIGURE 127 – Effacement des bandes moléculaires telluriques. L’observatoire étant situé en altitude dans le désert chilien, les bandes sont ici peu marquées; elles seront plus prononcées dans des sites d’observation plus humides.

Cliquez à présent sur le bouton « Filtrer », en conservant la valeur de lissage de 200 proposée par défaut, qui convient très bien dans la plupart des cas. La courbe rouge qui apparaît constitue votre profil de réponse spectrale final (figure 128). Il ne reste plus qu’à l’enregistrer dans le répertoire de travail sous le nom proposé, en cliquant sur « Enregistrer ».

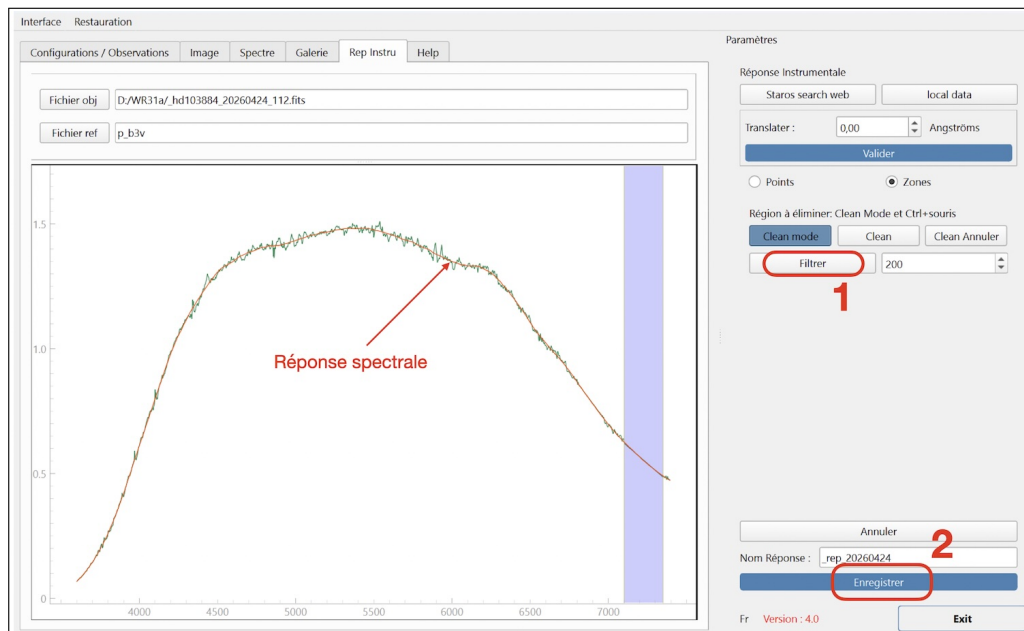


FIGURE 128 – Finalisation du calcul de la réponse instrumentale : filtrage du bruit et lissage des artefacts non représentatifs de la réponse réelle.

Revenez à l’onglet « Configurations/Observations » et éditez le fichier de configuration pour signifier que nous disposons désormais d’une réponse instrumentale, en rendant active la ligne : `instrumental_response: _rep_20260424.`

Relancez le traitement via le bouton « Go ! » sans autre modification : vous obtenez le spectre entièrement traité de l'étoile HD 103883, tel que le montre la figure 129 — un beau profil spectral d'étoile très chaude.

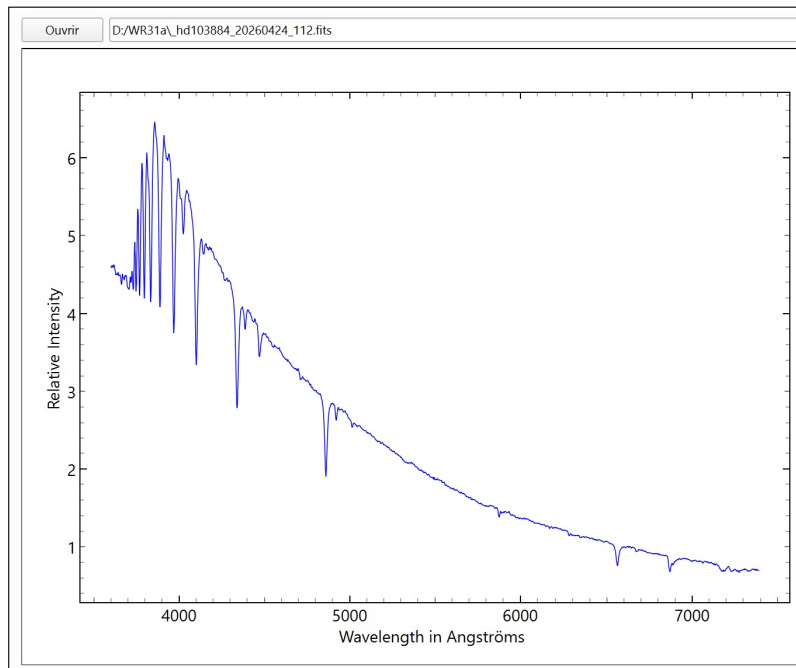


FIGURE 129 – Le spectre final de l'étoile HD 103883.

Tout devient désormais très simple. Nous allons par exemple traiter le spectre de l'étoile WR 31a en réutilisant les paramètres de calibration que nous venons de calculer — ils vous serviront sans doute longtemps.

Les données d'observation sont configurées comme indiqué sur la copie d'écran de la figure 130.

FIGURE 130 – Configuration d'observation pour l'étoile Wolf-Rayet WR 31a.

L'image du spectre de cet objet ainsi que son contexte sont présentés à la figure 131.

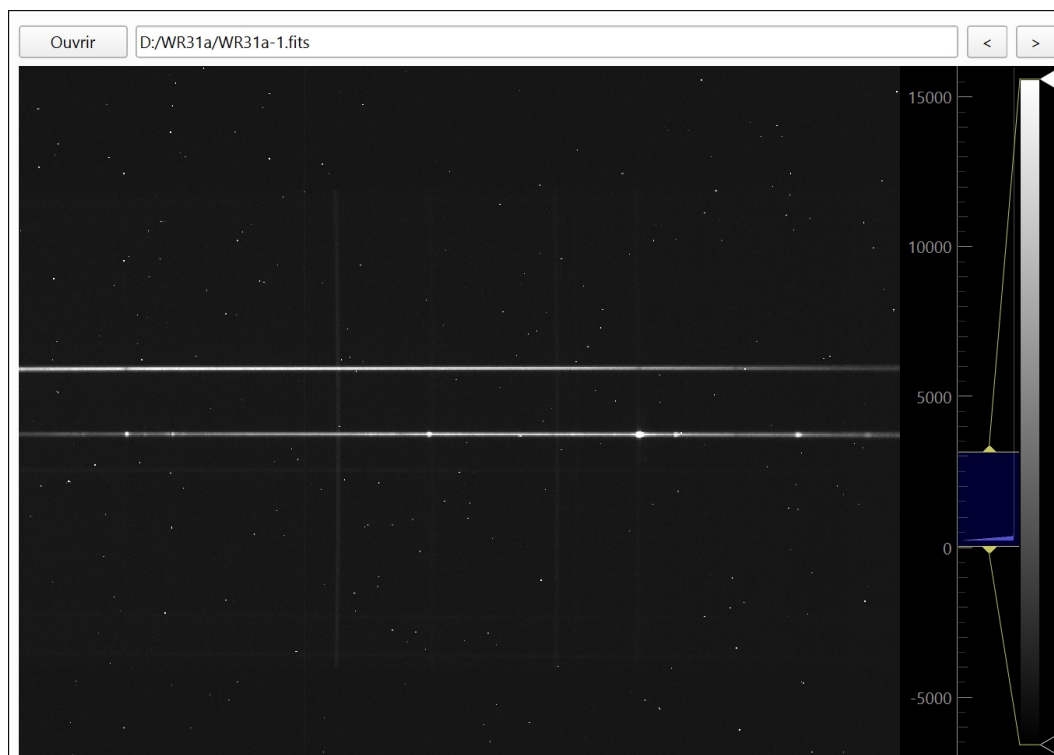


FIGURE 131 – Le spectre de l'étoile Wolf-Rayet WR31a est celui du bas (avec ses raies en émission caractéristiques). Le spectre du haut est le spectre parasite d'une étoile qui se trouvait simultanément sur la fente.

Une difficulté se présente ici : il ne faut pas que le logiciel confonde la trace de la Wolf-Rayet avec celle de l'étoile parasite, située au dessus, qui est par ailleurs plus intense.

Une stratégie pour s'en tirer est d'obliger **specINTI** à traiter la trace spectrale se situant à la hauteur y de l'étoile cible. En mesurant cette coordonnée avec la souris, on trouve $y = 533$. Pour traiter ce spectre en toute sécurité, il suffit d'ajouter dans le fichier de configuration le paramètre **posy**: 533, et rien d'autre⁸.

Nous allons cependant adopter une approche plus appropriée, en exploitant **posy_exclude**, un paramètre qui permet d'ignorer toute partie de l'image située en dehors des deux bornes fournies. En analysant la position de l'étoile parasite, on choisit $y_1 = 490$ et $y_2 = 580$, et on écrit dans le fichier de configuration : **posy_exclude**: [490, 580].

Un autre point mérite un examen attentif : la largeur de binning et le positionnement des zones de calcul du fond de ciel, qui ne doivent pas inclure la trace de l'étoile parasite. Le seul moyen de trouver les bons paramètres est de procéder par itération : on retouche les valeurs, puis on examine l'image « **_check_bin** »), créée automatiquement pour des contrôles. Cette image montre la zone de binning et les zones de fond de ciel superposées au spectre ; elle est souvent plus parlante que l'analyse d'une courbe.

Et ce n'est pas tout à fait fini ! L'examen des images « néon » révèle aisément une autre particularité des spectres issus de l'Alpy 600 : une distorsion de type *smile*, qui courbe les raies spectrales, avec un rayon de courbure d'environ +13 000 pixels⁹. Il est important de corriger ce défaut pour

8. Une solution moins radicale, utile lorsqu'on traite un spectre très faible dans un environnement encombré et bruyé, consiste à écrire **posy**: -533. Le signe moins indique à **specINTI** de se positionner autour de la coordonnée indiquée, tout en cherchant le meilleur centrage à l'intérieur de la zone de binning pour recalculer verticalement chaque image de la séquence. La zone de binning étant toujours étroite, il y a moins de risque que le logiciel accroche sur un artefact plutôt que la vraie trace de l'étoile.

9. Astuce : pour un diagnostic sur la rectitude des raies, affichez l'image « **_check_smile_sum.fits** », générée automatiquement dans le répertoire de travail.

soustraire correctement le signal du fond de ciel, d'où l'ajout du paramètre `smile_radius` dans le fichier de configuration.

Voici finalement la forme jugée satisfaisante pour traiter le spectre de WR 31a :

```
working_path: D:/WR31a
batch_name: obs_WR31a
calib_mode: 1
line_type: none
calib_coef: [-2.1001e-07, 2.7908e-04, 3.4795, 2981.2594]
bin_size: 40
sky: [160, 30, 30, 160]
xlimit: [300, 1050]
norm_wave: [6620, 6640]
crop_wave: [3600, 7400]
kernel_size: 0
extract_mode: 1
sigma_gauss: 0.2
instrumental_response: _rep_20260424
posy_exclude: [490, 580]
smile_radius: 13000
```

En lançant le calcul avec ces paramètres, on obtient le profil de la figure 132.

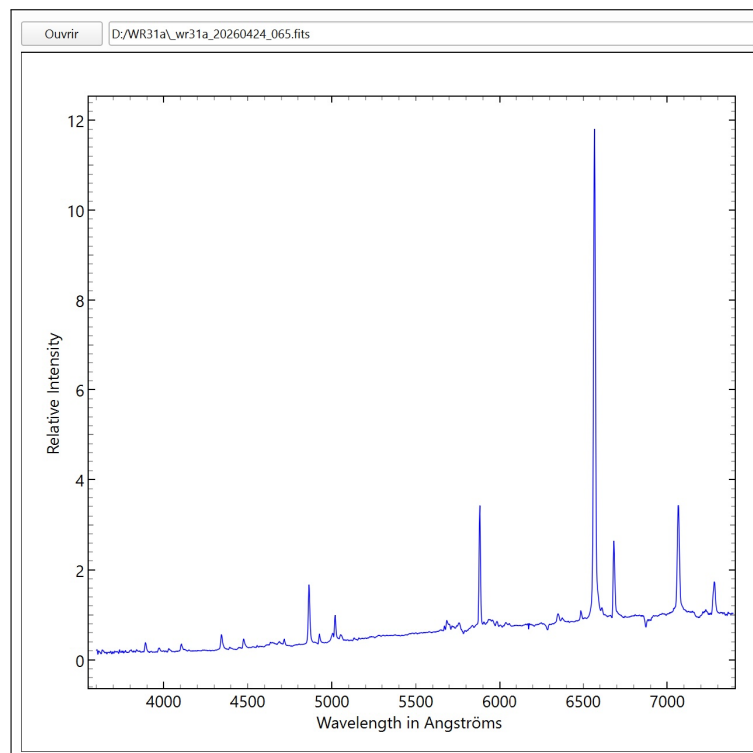


FIGURE 132 – Le spectre traité de l'étoile Wolf-Rayet WR 31a.

Dans un environnement aussi encombré que celui qui entoure WR 31a, il est toujours très utile d'examiner l'image « `_check_bin.fits` » (ou « `_step101.fits` », une image équivalente, produite lorsque `check_mode` prend la valeur 1 pour de réaliser une analyse plus fine du comportement du logiciel), voir figure 133.

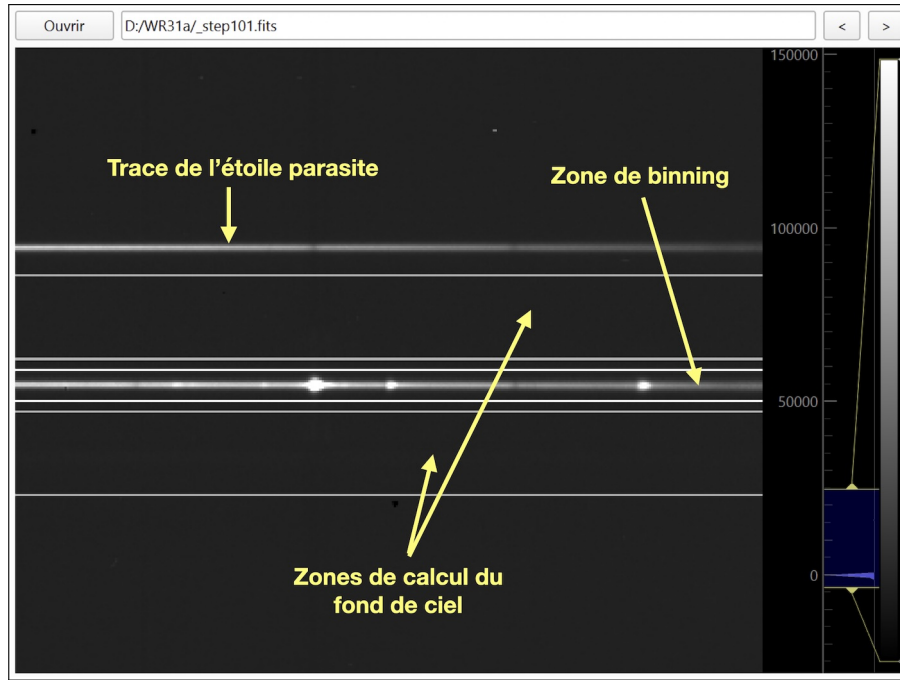


FIGURE 133 – Contenu des images « `_check_bin.fits` » et « `_step101.fits` ». On remarque que l'étoile parasite n'entre pas dans la zone de calcul du fond de ciel, grâce au bon choix des valeurs du paramètre `sky`. Par ailleurs, la largeur de binning est resserrée autour de la trace spectrale pour minimiser le bruit et la présence de rayons cosmiques ou de pixels chauds mal corrigés. Le fond de ciel est bien propre et les raies du fond de ciel correctement éliminées, grâce au bon choix du paramètre `smile_radius`, déterminé par la méthode des essais et erreurs.

Soulignons pour finir que nous faisons entièrement confiance à la calibration spectrale réalisée sur HD 103883 pour étalonner le spectre de WR 31a, en donnant la valeur « none » au paramètre `line_type`. L'Alpy 600 a la réputation d'être stable mécaniquement, et le faible intervalle de temps séparant les deux observations laisse présager que ce choix est judicieux.

Nous pouvons cependant tester d'autres scénarios d'étalonnage, plus dynamiques car agissant temporellement au plus près de l'observation de WR 31a. L'objectif est de recalibrer le terme constant du polynôme pour compenser une éventuelle déformation du spectrographe. Nous pouvons exploiter en premier l'image du néon réalisée juste après l'observation de la cible (le fichier « `WR31a_neon-1.fits` » dont nous avons signalé l'existence dans le fichier d'observation, voir la figure 130 et le champ « Image calib. »).

L'examen de l'image « `WR31a_neon-1.fits` » révèle de nombreuses raies d'émission¹⁰ ; nous n'en retiendrons que deux, brillantes et bien isolées : l'une à $x = 806$, correspondant à une raie du néon à 5852,49 Å, et l'autre à $x = 1010$, correspondant à la raie H α à 6562,81 Å de l'hydrogène (figure 134).

10. La plupart des Alpy 600 disposent d'un système d'étalonnage spectral intégré, sous la forme d'une petite ampoule servant de starter (modèle RELCO SC480 en général), utilisée dans les tubes « néon » d'éclairage domestique. Cette source produit une faible lumière dont le spectre, assez complexe à décoder (parfois variable avec le temps), est constitué de raies du gaz néon, du gaz argon et même de l'hydrogène dans certaines séries.

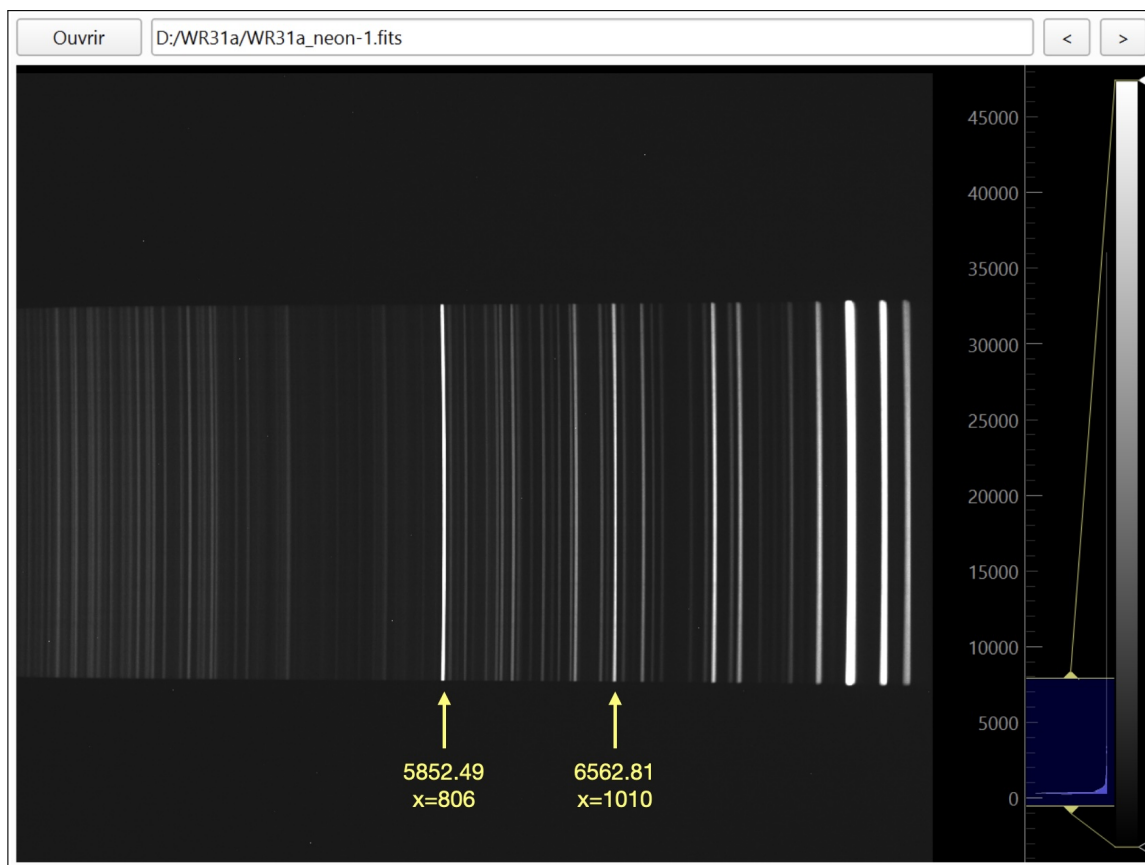


FIGURE 134 – Identification de deux raies d'étalonnage dans le spectre de la lampe « néon ».

Le fichier de configuration est facile à modifier. On précise via le paramètre `line_type` que l'on va utiliser une source d'étalonnage externe (la valeur est alors le mot « external », et on ajoute les paramètres `wavelength` et `line_pos` pour renseigner les longueurs d'onde et positions en pixels des raies correspondantes. Ci après, les modifications à apporter au fichier de configuration précédent :

```
...
line_type: external
wavelength: [5852.49, 6562.81]
line_pos: [806, 1010]
...
```

Lancez le traitement : vous constaterez que l'étalonnage spectral est quasi identique à celui obtenu sans recalcr le terme constant du polynôme, ce qui est bon signe.

Nous pouvons aussi exploiter des raies présentes dans le signal du fond de ciel pour actualiser le polynôme de dispersion. Il n'est pas question de pollution lumineuse artificielle dans le ciel limpide du désert chilien, mais de l'émission de [O I] de l'airglow, toujours présente dans la haute atmosphère terrestre, et qui constitue une excellente opportunité pour étalonner tous les spectrographes fonctionnant en basse résolution et lors de longues expositions (car les raies d'airglow sont relativement peu intenses). Ces raies deviennent visible dans les images brutes de WR 31a en augmentant le contraste d'affichage (figure 135).

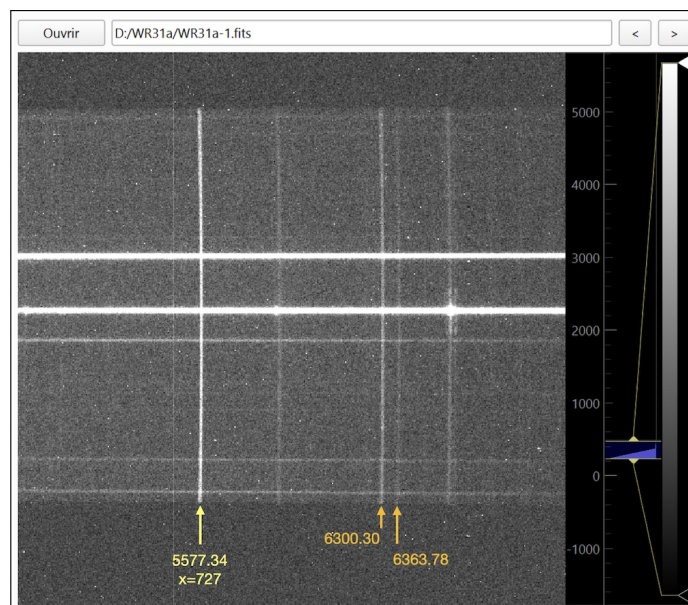


FIGURE 135 – Identification des raies [O I] de l’airglow, aux longueurs d’onde précises de 5577,339 Å, 6300,304 Å et 6363,776 Å. Seule la première est utilisée pour le présent étalonnage en mode latéral ; elle se situe à la coordonnée $x = 727$. Au passage, on remarque également la présence d’une faible nébuleuse émettant dans la raie rouge de l’hydrogène, autour de la Wolf-Rayet.

Nous appliquons ici le principe de l’étalonnage en mode latéral, c’est-à-dire en utilisant une ou plusieurs raies présentes dans l’image même de la cible. Le paramètre `line_type` prend alors la valeur « lateral », et le fichier de configuration est modifié comme suit (seules les lignes concernées sont indiquées) :

```
...
line_type: lateral
wavelength: [5577.34]
line_pos: [727]
slant: 0
...
```

L’ajout du paramètre `slant` mérite un commentaire. Le *slant* correspond à une inclinaison angulaire des raies par rapport à l’axe vertical. Il est important que cette inclinaison soit annulée au terme de la réduction. Il s’agit de fait de l’une des corrections géométriques des images spectrales réalisées automatiquement par `specINTI`. L’algorithme utilise les parties externes de la zone de calcul du fond de ciel pour déterminer l’angle de basculement des raies. Dans notre exemple, on s’appuie sur une seule raie (la raie verte de l’airglow), qui plus est de faible intensité, et avec un faible écart entre les extrema des zones de calcul du fond de ciel. Il est donc sage, ici, de ne pas laisser au logiciel l’initiative de calculer lui-même la valeur du *slant*. C’est la raison de la présence de ce paramètre, que l’on force par sécurité à la valeur 0.

Astuce : pour trouver la valeur précise de l’angle de *slant*, examinez l’image de contrôle « `_check_bin.fits` », que vous trouverez dans le répertoire de travail, et en resserrant bien le contraste lors de l’affichage. Si vous observez des raies du fond de ciel mal soustraites, avec un effet de bas-relief inversé entre le haut et le bas de la trace du spectre, il convient sans doute de retoucher la valeur de l’angle de *slant*. Après quelques itérations entre traitement et consultation de l’image de contrôle, vous constaterez que la valeur précise à adopter dans notre exemple est un angle de $+0,1^\circ$. On écrit alors `slant: 0.1`. Il faut en tirer deux enseignements : d’abord, que le spectrographe Alpy 600 utilisé par l’équipe 2SPOT est très bien réglé — notez aussi que l’angle de tilt (i.e. inclinaison de la trace du spectre par rapport à l’horizontale) est fort proche de 0° ; ensuite, que le logiciel permet de travailler avec une grande précision sur les données, tout le secret résidant dans l’examen attentif de celles-ci, ce qui s’acquiert avec l’expérience.

Au final, le traitement dans cette configuration « latérale » fournit un résultat identique aux précédents, tout en illustrant la souplesse qu'offre le mode avancé de **specINTI**.

10 Le cas de l'observation dans l'infrarouge

Le domaine de sensibilité spectrale d'un spectrographe ne se limite pas à la seule partie visible à l'œil nu. Au-delà de la partie rouge se trouve l'infrarouge. La plupart des capteurs CMOS sont sensibles à cette partie du spectre, jusqu'à une longueur d'onde de 1,1 micron environ, ce qui constitue un domaine d'exploration fort intéressant pour des spectrographes comme, par exemple, le **Lhires III** (en adaptant le réseau), le **Star'Ex** (dans sa version basse résolution) ou encore le **TinyStar'Ex**.

Il faut cependant apporter deux modifications à tout ce qui a été vu jusqu'alors, l'une concerne le matériel, l'autre le logiciel.

- Côté matériel, il est impératif d'ajouter un filtre rouge passe-haut (type OG580 ou même RG610), que l'on visse par exemple à l'avant du coulant (comme sur la figure 136) ou dans le logement d'un tiroir à filtre prévu à cet effet. La présence de ce filtre évite que la partie bleue du spectre de l'ordre 2 du réseau ne recouvre la partie infrarouge¹¹.



FIGURE 136 – Mise en place improvisée d'un filtre d'ordre à l'avant d'un spectrographe TSE en vue de prendre des images spectrales dans l'infrarouge.

- Côté logiciel, il ne faut plus compter sur les outils qui exploitent les raies de Balmer pour réaliser l'étalonnage en longueur d'onde. Vous pouvez oublier l'interface « standard ». Une source d'étalonnage externe est indispensable, idéalement une simple lampe néon (voir l'encadré « Fabrication d'une source d'étalonnage néon économique »). L'édition du fichier de configuration doit se faire à la main. Mais il n'y a rien de nouveau, la trame de ce fichier de configuration a déjà été décrite.

Nous disposons donc du spectre de l'étoile à traiter et du spectre infrarouge du néon, comme le montre l'exemple de la figure 137.

11. Rappel : un réseau par diffraction est responsable de la production de plusieurs spectres associés à des numéros d'ordre (d'interférence, pour être complet). La plupart des spectrographes exploitent seulement l'ordre 1.

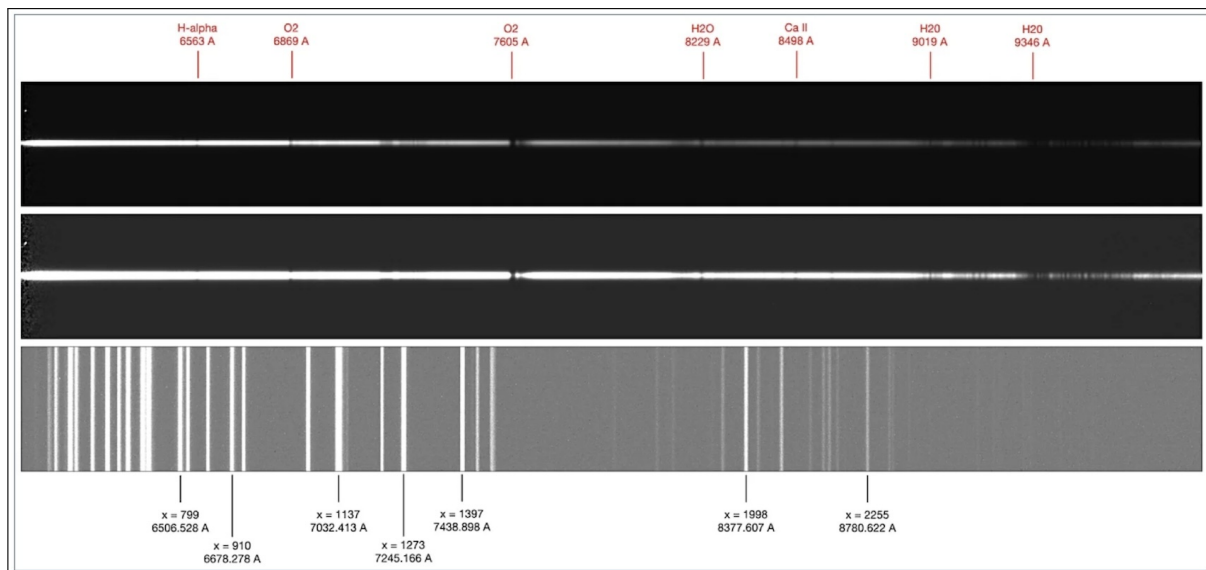


FIGURE 137 – Exemple du spectre infrarouge d’une étoile (HD 4915), avec deux contrastes, et de l’image d’étalonnage néon dans la partie inférieure.

Il importe de savoir identifier les raies du néon, sachant qu’il y a parfois la présence d’autres gaz, présents en très faible quantité, mais qui peuvent montrer leur signature spectrale, comme l’argon. Vous pouvez consulter à ce propos l’annexe 14.

Le listing suivant présente un exemple type de recherche des paramètres de calibration dans l’infrarouge.

```
working_path: D:/antibes_tse_20260709
batch_name: Vega
calib_mode: 0
line_type: external
poly_order: 2

wavelength: [6598.95, 6929.47, 7245.17, 7635.11, 8377.61, 8780.62, 9122.97, 9657.79]
line_pos: [1407, 1583, 1752, 1961, 2357, 2573, 2754, 3037]

# instrumental_response: _rep_vega_ir

bin_size: 40
sky: [210, 30, 30, 210]
posy_exclude: [890, 1080]
xlimit: [1490, 2650]
crop_wave: [6400, 11000]
norm_wave: [6640, 6660]
kernel_size: -3
extract_mode: 1
sky_mode: 0
sigma_gauss: 0.1
Longitude: 7.093
Latitude: 43.587
Altitude: 50
simbad: 1
corr_atmo: 0.13
Site: Antibes Saint-Jean
Inst: T150 + TSE + PL585
Observer: cbuil
```

Nous calibrons ici en mode 0, qui est le plus souvent exploité en haute résolution, mais qui peut aussi parfaitement être exploité en basse résolution spectrale. C’est le principal message de cette

section.

On procède en trois temps :

- d'abord le calcul du polynôme de dispersion, mais en considérant que l'on ne dispose pas de la réponse instrumentale. Dans ce listing ci-devant, la ligne `instrumental_response` est mise hors service. On note que les longueurs d'onde fournies aux paramètres sont bien situées dans l'infrarouge.
- le profil obtenu est soigneusement nettoyé depuis l'interface « Resp. Instru » grâce à l'outil « Zones ». Les raies telluriques O_2 et H_2O sont présentes dans notre spectre mais pas dans le spectre Pickles. Il importe de les gommer tout en veillant à conserver la forme caractéristique d'une réponse (relativement lisse et monotone).
- calcul du spectre final en appliquant la réponse instrumentale calculée précédemment. Le fichier de configuration devient alors un fichier de traitement à part entière dès lors de le paramètre « `instrumental_response` » est présent.

Lorsqu'on évalue la réponse instrumentale à des longueurs d'onde aussi lointaines que 1 micron, il n'est pas certain que l'on trouve aisément un spectre de référence couvrant cette région. Par exemple, les spectres Pickles s'arrêtent un peu avant, dans le rouge. Les spectres de la bibliothèque CALSPEC (STSci), très largement utilisés dans le milieu professionnel, permettent de résoudre cette difficulté¹². Vous trouverez les spectres de cette bibliothèque dans le dossier « `calspec` » du répertoire « `_calib` » installé avec le logiciel. Certains objets sont faibles, mais d'autres sont brillants, comme le spectre de l'étoile Vega, très pratique pour étalonner en large bande, depuis l'UV jusqu'à l'infrarouge.

12. Voir : <https://archive.stsci.edu/hlsp/reference-atlases>

Fabrication d'une source d'étalonnage néon économique

La principale difficulté pour faire briller une ampoule néon est de l'alimenter sous une tension de 220 V. Vous ne devez JAMAIS brancher une telle lampe sur le secteur (au travers d'une résistance de 10 k Ω indispensable), car l'opération est risquée pour cause d'électrocution.

La seule solution vraiment acceptable et commode consiste à utiliser un petit module de conversion 5 V–12 V vers 220 V (le coût n'étant que de 10 euros environ). Certes, il y a bien du 220 V sur la ligne en sortie, mais sous un faible courant : si vous mettez les doigts, vous allez avoir une sensation, mais vous restez en vie !

La figure 138 présente le montage typique, les éléments étant disponibles chez nombre de fournisseurs en ligne bien connus.

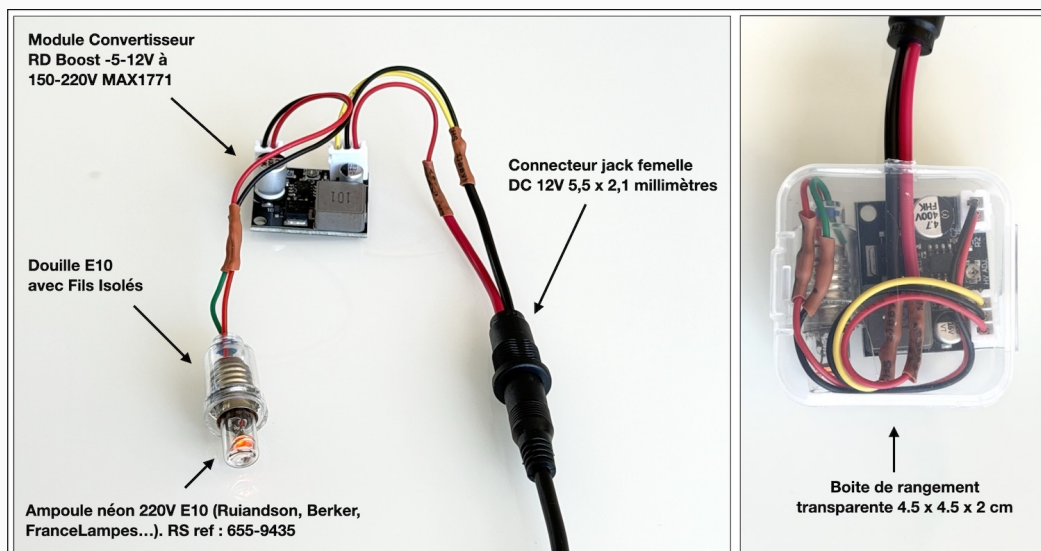


FIGURE 138 – Composants et montage d'un dispositif de mise en œuvre d'une lampe néon. Une alimentation miniature standard 220 V/12 V alimente l'ensemble. Quatres soudures sont nécessaires, et c'est tout

Le résultat tient dans une petite boîte translucide (figure 139) que vous pouvez par exemple exploiter pour éclairer l'entrée du télescope en la tenant à la main.



FIGURE 139 – La lampe d'étalonnage en longueur d'onde opérationnelle.

11 Annexe 1 : Modes utilitaires

specINTI propose un certain nombre de **modes utilitaires**, qui constituent autant d'outils facilitant l'exploitation des données dans diverses situations. Leur liste est donnée dans le tableau 2.

Nous avons déjà largement exploité le **mode** -1 (activé en écrivant la ligne `calib_mode: -1`

dans le fichier de configuration), qui constitue un moyen puissant de trouver simplement la loi de dispersion spectrale et la réponse instrumentale à partir d'une source naturelle.

Décrivons à présent les autres modes utilitaires disponibles.

11.1 Mode -2

Ce mode calcule le polynôme de dispersion à partir d'une série de raies d'**absorption** repérées dans le spectre d'une étoile, dont les longueurs d'onde sont connues. Remplissez comme à l'accoutumée le fichier d'observation (nom de l'étoile, nombre d'images, DOF, etc.), puis lancez le programme avec un fichier de configuration semblable à celui-ci :

```
working_path: D:/antibes_tse_20260405
batch_name: test
calib_mode: -2
wavelength: [3889.05, 3970.08, 4101.75, 4340.48, 4861.34, 6562.81]
line_pos: [1003, 1046, 1118, 1250, 1527, 2448]
shift_posx: 0
poly_order: 2
search_wide: 20
bin_size: 30
sky: [160, 20, 20, 120]
xlimit: [1300, 2500]
```

Le paramètre `wavelength` reçoit les longueurs d'onde des raies utilisées (ici des raies de la série de Balmer). Le paramètre `line_pos` reçoit leurs positions X approximatives en pixels : une précision à quelques pixels près suffit, `specINTI` se chargeant de déterminer le centre de chaque raie avec une précision subpixellaire. Le paramètre optionnel `search_wide` permet d'ajuster la tolérance de recherche, exprimée en pixels.

Le paramètre `shift_posx` est une option permettant d'ajouter un décalage, positif ou négatif, aux coordonnées X fournies. Il devient ainsi possible de réutiliser une liste de positions déjà établie, même si le spectre en cours de traitement est légèrement décalé.

N'oubliez pas de préciser le degré du polynôme via `poly_order`, puis cliquez sur « Go! ». Les coefficients du polynôme d'étalonnage et les statistiques d'ajustement s'affichent dans la console ; vous pouvez les copier-coller pour les utiliser dans un autre fichier de configuration.

La section 9 fournit un exemple concret d'exploitation du mode de calibration -2.

11.2 Mode -3

Ce mode est très proche du mode -2, à ceci près que les raies utilisées sont en **émission** (raies d'une nébuleuse gazeuse ou d'une lampe spectrale, par exemple).

L'exemple ci-après montre comment déterminer le polynôme de dispersion dans l'infrarouge à partir d'un ensemble de raies d'émission d'une lampe néon :

```
working_path: D:/antibes_tse_20260523
batch_name: obs_neon
calib_mode: -3
wavelength: [7032.413, 7245.17, 7438.898, 8300.325, 8377.607, 8495.359, 8780.622]
line_pos: [1447, 1565, 1665, 2127, 2168, 2231, 2384]
shift_posx: 0
poly_order: 2
posy: 1220
search_wide: 20
bin_size: 100
sky: [260, 20, 20, 220]
```



```
tilt: -0.585
posy_exclude: [1000, 1400]
sky_remove: 0
```

Le centre de la zone de binning est indiqué via le paramètre `posy` (ici $Y = 1220$). La largeur de cette zone est volontairement importante (`bin_size: 100`) afin d'améliorer le rapport signal sur bruit du profil spectral utilisé pour la détection des raies.

Dans cet exemple, l'angle de *slant* est déterminé automatiquement par le logiciel, tandis que l'angle de *tilt* est imposé à $-0,585^\circ$.

Le paramètre `sky_remove` joue ici un rôle essentiel. En lui attribuant la valeur 0, on demande à `specINTI` de ne pas soustraire le fond de l'image, précaution importante pour mesurer précisément la position des raies d'émission qui reposent sur ce fond. Par défaut, `sky_remove: 1` entraîne la soustraction du fond de ciel estimé de part et d'autre de la trace spectrale.

11.3 Mode -4

Ce mode réalise un ajustement polynomial, au sens des moindres carrés, d'une série de points définis par les coordonnées `line_pos` en fonction des valeurs fournies dans `wavelength`. Il s'agit d'un calcul purement numérique, qui ne nécessite aucun spectre d'entrée. Ce mode permet notamment de vérifier la cohérence d'un jeu de données ou d'évaluer les coefficients d'un polynôme d'ajustement à partir d'une liste de points connue.

Exemple :

```
working_path: D:/antibes_tse_20260405
batch_name: test
calib_mode: -4
poly_order: 2
wavelength: [3948.979, 4044.418, 4259.362, 5037.751, 5116.590, 5400.562]
line_pos: [307, 369, 508, 1009, 1061, 1244]
```

Après exécution, les coefficients du polynôme et les statistiques d'ajustement sont affichés dans la console.

11.4 Mode -5

Le mode -5 permet d'extraire le profil spectral brut d'une étoile, avec les intensités exprimées en ADU (*Analog-to-Digital Units*) et l'axe spectral gradué en pixels. Il s'agit d'une simple somme verticale des lignes de l'image.

Le profil est enregistré dans le répertoire de travail sous le nom :

`nom_etoile_raw.fits`

Dans l'exemple suivant, tous les paramètres géométriques sont déterminés automatiquement par le logiciel (zones de binning, soustraction du fond de ciel), ce qui conduit à un fichier de configuration particulièrement succinct :

```
working_path: D:/antibes_tse_20260405
batch_name: 4Aur
calib_mode: -5
```

12 Annexe 2 : Manuel de référence des paramètres

Cette section constitue le manuel de référence du fichier de configuration : l'ensemble des paramètres possibles y est décrit.

Sans que cela soit obligatoire, vous pouvez organiser (et écrire) le fichier de configuration en regroupant les paramètres en trois sections distinctes :

- une section consacrée aux paramètres que l'on modifie lorsqu'on passe d'une session d'observation à une autre (typiquement, le chemin du dossier de travail qui contient les données à traiter) ;
- une section liée à vos préférences sur la manière de traiter les spectres, préférences qui sont en général génériques d'une session d'observation à l'autre (mais qui peuvent aussi être propres au traitement d'un objet particulier au sein d'une même session, ce cas restant toutefois plutôt rare) ;
- une section de paramètres correspondant à la manière d'exploiter votre logiciel d'acquisition ou votre observatoire (extension des fichiers FITS, coordonnées géographiques). Ces renseignements peuvent être isolés, car ils n'impactent pas la qualité de vos traitements.

C'est cette organisation en trois sections que nous adoptons dans le présent manuel de référence pour décrire les paramètres.

12.1 Paramètres liés à la session d'observation

BATCH_NAME — Paramètre optionnel. Précise le nom du fichier d'observation (de type `.yaml`) présent dans le dossier de travail à traiter. Il est recommandé de définir ce paramètre dans le fichier de configuration ; en son absence, `specINTI` considère que le fichier d'observation a pour nom `object.yaml`. Exemple :

```
batch_name: obs_qrvul
```

WORKING_PATH — Paramètre obligatoire. Chemin d'accès au dossier contenant les images à traiter et le fichier d'observation (`.yaml`). Ce dossier est appelé « répertoire de travail ». Exemples :

```
working_path: /Volumes/Samsung_T5/specINTI_test/300/ (macOS)
```

```
working_path: c:\observations\nuit_051221\ (Windows)
```

12.2 Paramètres liés aux spectres

ATMO_BLUR — Paramètre optionnel. Si ce paramètre est défini, le fichier de transmission atmosphérique moléculaire transmis à `specINTI` (via le fichier d'observation) subit un filtrage gaussien (lissage) avec une largeur à mi-hauteur (FWHM) égale à la valeur de ce paramètre. Cette possibilité permet d'ajuster la résolution spectrale du modèle de transmission atmosphérique (un fichier de raies) à la résolution des spectres traités. Exemple :

```
atmo_blur: 25
```

AUTO_CALIB — Paramètre optionnel. Réalise une recherche automatique des raies d'étalonnage (uniquement pour le gaz néon) ainsi qu'un étalonnage spectral, lui aussi automatique. Cette fonction est adaptée aux spectres réalisés en haute résolution. Elle fonctionne très bien avec les spectres acquis en mode latéral ou les spectres accompagnés d'une image distincte de la source d'étalonnage (mode externe). La recherche des raies est bornée par les deux longueurs d'onde fournies dans la liste fournie au paramètre. Exemple :

```
auto_calib: [6450, 6750]
```

AUTO_CALIB_TH — Paramètre optionnel. Seuil de détection des raies d'étalonnage, en ADU, pour la fonction `auto_calib`. Seules les raies dont l'intensité au pic dépasse ce seuil sont alors utilisées. Il est normalement inutile d'ajouter ce paramètre, le seuil étant dans ce cas calculé automatiquement par le logiciel ; mais il peut, dans de rares circonstances, s'avérer utile de le définir manuellement pour que l'application n'accroche par sa recherche des raies sur du bruit.

BIN_FACTOR — Paramètre optionnel. Facteur de binning (agglomération) des points du spectre final. Par exemple, si la valeur de ce paramètre est 2, les points sont additionnés deux par deux (`specINTI` calcule une valeur moyenne). Le binning spectral permet d'accroître le rapport signal sur bruit lorsque celui-ci est bas dans le spectre initial, mais le pouvoir de résolution diminue corrélativement (dans une proportion déterminée par la valeur de l'échantillonnage par les pixels du détecteur relativement à la finesse spectrale — il n'y a pas nécessairement de relation directe entre le facteur de binning et la résolution spectrale au final). Exemple :

`bin_factor: 6`

BIN_SIZE — Paramètre optionnel. Largeur en pixels de la zone de binning (ou d'agglomération) du spectre 2D suivant l'axe spatial, pour construire le profil spectral. Il est recommandé que cette largeur permette d'englober l'essentiel du signal de l'objet suivant l'axe spatial (vertical), disons 99 % de ce signal, afin d'éviter les erreurs photométriques. Une largeur excessive de la zone de binning peut entraîner un ajout de bruit (dans une moindre mesure si la valeur du paramètre optionnel `extract_mode` est 1). Si le paramètre `bin_size` est homie du fichier de configuration, l'application calcule pour vous une valeur fiable et optimale à partir de l'analyse de votre trace spectrale, et c'est bien souvent la meilleure façon de procéder. Exemple :

`bin_size: 24`

CALIB_COEF — Paramètre obligatoire. Termes du polynôme de dispersion spectrale, sous la forme d'une liste commençant par le terme de degré le plus élevé, par exemple [A4, A3, A2, A1, A0]. `specINTI` évalue le degré du polynôme à partir du nombre de termes fournis. Exemple :

`calib_coef: [-4.82275e-10, 4.5412e-6, 0.96946, 3771.874]`

CALIB_MODE — Paramètre obligatoire. Adapte le principe d'étalonnage spectral en fonction de la résolution des spectres. La valeur est 0 pour les spectres à haute résolution spectrale et 1 pour les spectres à basse résolution spectrale. Exemple :

`calib_mode: 1`

CLEAN_WAVE — Paramètre optionnel. Liste de longueurs d'onde autour desquelles le logiciel réalise une interpolation linéaire, sur une largeur fournie par le paramètre `clean_wide` correspondant. Cette fonction permet de gommer certains artefacts, ou encore des raies telluriques identifiées par leur longueur d'onde, en angströms. Exemple :

`clean_wave: [6543.9, 6552.5]`

CLEAN_WIDE — Paramètre optionnel. Liste de largeurs spectrales, en angströms, aux extrémités desquelles le logiciel réalise une interpolation linéaire pour effacer un détail du profil spectral traité. Ce paramètre s'emploie en conjonction avec le paramètre `clean_wave`. Exemple :

`clean_wide: [2.0, 2.4]`

CORR_ATMO — Paramètre optionnel. Si ce paramètre est présent, le logiciel calcule la transmission atmosphérique non moléculaire et l'applique au spectre traité afin d'obtenir un profil hors atmosphère. La valeur du paramètre est celle de l'AOD (épaisseur optique aux aérosols, traduisant la transparence de l'atmosphère). Pour mémoire, un air très sec de montagne correspond à un AOD de 0,02, et un désert sec à un AOD de 0,04. En France, l'AOD vaut environ 0,07 en hiver, 0,21 en été, et 0,13 en moyenne annuelle. Par temps chaud et orageux, il peut atteindre 0,50.

Les coordonnées équatoriales de l'objet sont indispensables au calcul de sa hauteur angulaire

au-dessus de l'horizon. Normalement, ces coordonnées sont retrouvées dans l'en-tête des fichiers, via les clés **CRVAL1** et **CRVAL2**. Si ces clés ne sont pas définies, le calcul n'est pas poursuivi, à moins que la recherche de ces coordonnées soit implicitement demandée auprès de la base de données SIMBAD, via une requête Internet. Trois conditions doivent alors être réunies : (1) le paramètre **simbad** avec la valeur 1 est présent dans le fichier de configuration ; (2) une connexion Internet est disponible ; (3) le nom de l'objet est reconnu dans la base SIMBAD. La recherche des coordonnées équatoriales est alors automatique et transparente. On rappelle enfin qu'il est possible, en cas de force majeure, de définir manuellement les clés **CRVAL1** et **CRVAL2** grâce au mécanisme des fonctions du fichier de configuration (fonction **_img_add_item_float**). Exemple :

```
simbad: 1
corr_atmo: 0.13
```

CORR_ATMO2 — Paramètre optionnel. Fonction similaire à **corr_atmo**, mais avec deux arguments, dans l'ordre : la valeur de l'AOD, puis la hauteur angulaire de l'astre, en degrés. Il n'est alors plus nécessaire de fournir les coordonnées équatoriales de l'astre ni les coordonnées géographiques, mais l'élévation angulaire de l'objet doit avoir été établie par ailleurs. Exemple. :

```
corr_atmo2: [0.13, 42.7]
```

CORR_TOPO — Paramètre optionnel. Si ce paramètre est présent, le logiciel calcule la vitesse radiale topocentrique de l'observateur par rapport à l'objet. Le calcul tient compte des coordonnées géographiques de l'observateur à la surface de la Terre (les paramètres **longitude**, **latitude** et **altitude** deviennent alors obligatoires), ainsi que de la rotation de la Terre autour du Soleil. La précision interne du calcul est de l'ordre du centimètre par seconde, donc très précise.

La valeur du paramètre est par ailleurs la vitesse radiale propre de l'objet, en km/s (information disponible dans des bases de données comme SIMBAD, mais devant être fournie explicitement). Si cette vitesse n'est pas connue, entrez la valeur 0. Conformément à la convention SIMBAD, la vitesse radiale est positive si l'objet s'éloigne, et négative dans le cas inverse.

Dans notre définition, la vitesse radiale globale calculée (vitesse topocentrique additionnée à la vitesse radiale propre) est positive si l'objet s'éloigne de la Terre, et négative s'il s'en rapproche. Dans un second temps, le logiciel corrige les longueurs d'onde du spectre pour se ramener à un objet au repos (*rest wavelength*).

Les coordonnées équatoriales de l'objet sont indispensables au calcul de la vitesse topocentrique. Normalement, ces coordonnées sont retrouvées dans l'en-tête des fichiers, via les clés **CRVAL1** et **CRVAL2**. Si ces clés ne sont pas définies, le calcul n'est pas poursuivi, à moins que la recherche de ces coordonnées soit implicitement demandée auprès de la base de données SIMBAD, via une requête Internet. Trois conditions doivent alors être réunies : (1) le paramètre **simbad** avec la valeur 1 est présent dans le fichier de configuration ; (2) une connexion Internet est disponible ; (3) le nom de l'objet est reconnu dans la base SIMBAD. La recherche des coordonnées équatoriales est alors automatique et transparente. On rappelle enfin qu'il est possible, en cas de force majeure, de définir manuellement les clés **CRVAL1** et **CRVAL2** grâce au mécanisme des fonctions du fichier de configuration (fonction **_img_add_item_float**). Exemple :

```
simbad: 1
corr_topo: -12.45
```

CROP_WAVE — Paramètre optionnel. Isole une portion du spectre final calculé, délimitée par deux longueurs d'onde $[\lambda_1, \lambda_2]$. Ce paramètre permet par exemple d'extraire la partie jugée significative du spectre. Exemple :

```
crop_wave: [3800, 7500]
```

EXPAND — Paramètre optionnel. Si ce paramètre est défini, au terme du traitement, **specINTI** génère une nouvelle image 2D représentant le profil spectral élargi suivant l'axe vertical, sur le nombre de lignes passé en paramètre (le profil est ainsi dupliqué x fois). Deux images sont en

réalité produites, au format FITS et au format PNG. Exemple :
`expand: 800`

EXTRACT_MODE — Paramètre optionnel. Si la valeur est nulle (valeur par défaut), `specINTI` extrait le profil spectral brut des images 2D en effectuant une simple addition colonne après colonne, sur la largeur `bin_size`. C'est une méthode expéditive, qui convient pour les objets à l'origine d'une trace spectrale à fort ou intermédiaire rapport signal sur bruit. Si le signal du spectre est très peu intense par rapport au bruit, il est préférable d'employer une méthode d'extraction optimale, qui réduit significativement le bruit dans le profil en effectuant une addition pondérée. L'algorithme élimine également les rayons cosmiques présents dans la zone de binning, au moyen d'un processus itératif (Keith Horne, 1986, *An Optimal Extraction Algorithm for CCD Spectroscopy*, PASP vol. 98, p.609). On active l'extraction optimale en donnant la valeur 1 à ce paramètre. Exemple :

`extract_mode: 1`

HOT_PIXELS — Paramètre optionnel. Élimine les pixels chauds dans l'image du signal d'obscurité (dark). Un pixel est considéré comme chaud si son intensité dépasse la valeur fournie en paramètre, exprimée en ADU. L'intensité du pixel est alors remplacée par la moyenne de l'intensité de ses 8 voisins. Exemple :

`hot_pixels: 6500`

HOT_PIXELS2 — Paramètre optionnel. Élimine les pixels chauds dans chacune des images du spectre d'une séquence. Un pixel est considéré comme chaud si son intensité dépasse la valeur fournie en paramètre, exprimée en ADU. L'intensité du pixel est alors remplacée par la moyenne de l'intensité de ses 8 voisins. Exemple :

`hot_pixels2: 50000`

INSTRUMENTAL_RESPONSE — Paramètre optionnel. Nom d'un fichier FITS, de type profil spectral, contenant la réponse instrumentale de l'ensemble instrumental (télescope, spectrographe, détecteur). Ce fichier doit se trouver dans le répertoire de travail de la session traitée. Dès lors que ce paramètre est utilisé, le spectre extrait est corrigé de la réponse instrumentale. Exemple :
`instrumental_response: reponse_starex300`

KERNEL_SIZE — Paramètre optionnel. `specINTI` offre la possibilité d'appliquer un filtrage de type médian aux images 2D avant extraction du profil spectral. Ce filtre est particulièrement utile avec les capteurs CMOS, où un bruit impulsionnel est présent (dit bruit *télégraphe*, ou RTS, ou encore « sel et poivre »). La valeur du paramètre est la taille du noyau de convolution (*kernel*) ; elle doit être impaire. Par exemple, la valeur 3 correspond à un noyau de convolution de 3×3 pixels. Il n'est pas recommandé (ni utile) de dépasser la valeur 5.

Si vous fournissez une valeur négative, le logiciel réalise également un filtrage médian, mais avec un algorithme de pondération optimisé, à la fois efficace contre le bruit impulsionnel et plus respectueux des détails de l'image qu'un filtrage médian classique. Exemple :

`kernel_size: -3`

LINE_POS — Paramètre obligatoire pour certains modes d'étalonnage. Il précise les coordonnées en pixels, dans l'image du spectre suivant l'axe spectral, des raies dont les longueurs d'onde sont par ailleurs fournies par le paramètre `wavelength`. Si les raies d'étalonnage présentent un *slant* marqué (basculement), veillez à effectuer la mesure des positions au niveau de l'intersection avec la trace du spectre.

Ne vous souciez pas trop de la précision de ces relevés : par défaut, l'erreur tolérée est de ± 25 pixels. Vous pouvez modifier ce domaine d'incertitude à l'aide du paramètre `search_wide` (pour le réduire ou l'augmenter). Exemple :

`line_pos: [237, 450, 633]`

LINE_TYPE — Paramètre obligatoire. Indique au logiciel la nature du spectre de raies à utiliser pour réaliser l'étalonnage spectral. Suivant le contexte (valeur de `calib_mode`), les options possibles sont :

- **none** : aucun spectre d'étalonnage utilisé.
- **external** : utilisation d'un spectre d'étalonnage distinct des cibles science pour réaliser l'étalonnage.
- **lateral** : exploitation d'un spectre d'étalonnage incrusté dans le spectre science.
- **emission** : utilisation de raies en émission présentes dans le spectre science pour réaliser l'étalonnage en longueur d'onde.
- **absorption** : utilisation de raies en absorption présentes dans le spectre science pour réaliser l'étalonnage en longueur d'onde.

NORM_WAVE — Paramètre optionnel. Si ce paramètre est défini dans le fichier de configuration, le spectre final est normalisé à l'unité en utilisant la moyenne des intensités comprises dans une région spectrale déterminée par deux longueurs d'onde fournies en paramètre $[\lambda_1, \lambda_2]$. Exemple :
`norm_wave: [6600, 6620]`

PLANCK — Paramètre optionnel. Si ce paramètre est défini dans le fichier de configuration, le spectre final est multiplié par le profil de Planck calculé pour la température, en kelvins, fournie en paramètre. Exemple :
`planck: 2900`

POLY_ORDER — Paramètre obligatoire lors de la calibration en longueur d'onde de l'instrument. Fixe l'ordre du polynôme de dispersion déterminé à partir d'un ensemble de raies d'étalonnage. Si n est le nombre de raies utilisées, l'ordre du polynôme ne peut pas être supérieur à $n - 1$.
`poly_order: 3`

POSY — Paramètre optionnel. En temps normal, **specINTI** calcule automatiquement la coordonnée verticale (suivant l'axe Y) de la trace du spectre (une valeur spécifique à chaque image d'une séquence). C'est la situation si **posy** est absent du fichier de configuration, ce qui constitue une simplification pour l'utilisateur. Il peut néanmoins arriver que la trace soit quasi imperceptible, ou que l'on ne souhaite pas que le logiciel réalise ce calcul automatiquement (traitement du spectre de nébuleuses, par exemple). Dans ce cas, définissez le paramètre **posy** dans le fichier de configuration en précisant la coordonnée Y du spectre : **specINTI** prend alors cette coordonnée comme base pour toutes les images de la séquence.

Si la valeur de **posy** est négative, le logiciel considère que la trace du spectre se situe verticalement, approximativement, à la coordonnée Y indiquée (en valeur absolue), mais recentre en outre tous les spectres dans la limite de binning (paramètre `bin_size`). Exploiter le paramètre **posy** avec une valeur négative est une puissante option, permettant de se sortir de situations complexes, comme par exemple l'extraction du spectre d'un objet de faible éclat dont la trace se situe à proximité de celle d'un objet bien plus intense, tout en donnant la possibilité d'un recentrage vertical de toutes les traces d'une séquence (dans la limite `textttbin_size`).

Veillez à ne pas généraliser l'emploi de **posy** : son usage doit rester un cas de force majeure, le calcul réalisé automatiquement par **specINTI** étant toujours juste et précis dans l'écrasante majorité des situations. Vous pouvez donc omettre ce paramètre dans les situations normales de traitement. Exemple :

`posy: 376`

POSY_EXCLUDE — Paramètre optionnel. Définit une zone d'exclusion pour le calcul de la coordonnée verticale Y de la trace d'un spectre. L'argument de ce paramètre est un couple de coordonnées (Y1, Y2) délimitant une bande à l'intérieur de laquelle la recherche est effectuée ;

les zones de l'image situées hors de cette bande ne sont pas utilisées. Ce paramètre trouve son intérêt dans des applications particulières où certaines parties du spectre peuvent perturber la recherche de la trace, par exemple lorsqu'on exploite une fente photométrique dont la partie élargie peut être une source de difficulté. Exemple :

`posy_exclude: [250, 600]`

RATIO — Paramètre optionnel. Si la valeur de ce paramètre est 1, au terme du traitement, le rapport des spectres des deux premiers objets fournis dans la « liste objets » du fichier d'observation est calculé. Le résultat est un fichier profil écrit dans le répertoire de travail, portant le nom du profil du premier spectre auquel est ajouté le suffixe « `_ratio` ».

Ce calcul est ignoré s'il n'y a qu'un seul objet dans la « liste objets ». La valeur par défaut est 0 (le calcul du rapport n'est pas réalisé). Exemple :

`ratio: 1`

SEARCH_WIDE — Paramètre optionnel. Modifie la tolérance sur la valeur des coordonnées horizontales des raies indiquées avec le paramètre `line_pos`. Par défaut, l'incertitude est de ± 25 pixels, ce qui correspond à une valeur de 50 pour ce paramètre. Vous pouvez, au besoin, augmenter cette valeur si les raies d'étalonnage sont bien détachées les unes des autres, ou au contraire la réduire si les raies sont proches, avec un risque qu'elles soient confondues par le logiciel. Exemple :

`search_wide: 30`

SEQ_MODE — Paramètre optionnel. Si la ligne `seq_mode: 1` est ajoutée au fichier de configuration, lorsqu'on traite une séquence d'images du spectre d'un même objet, en plus de la production d'un profil spectral représentant la somme des spectres individuels, **specINTI** sauvegarde dans le répertoire de travail les spectres entièrement traités issus des images spectrales individuelles (donc, autant de spectres qu'il y a d'images). Les profils individuels se distinguent par le caractère @ accolé au début du nom du fichier. Cette fonctionnalité est extrêmement précieuse pour étudier des objets dont le spectre évolue rapidement dans le temps. On désactive cette fonction en n'incluant pas ce paramètre ou en écrivant : `seq_mode: 0` (la valeur par défaut). Exemple :

`seq_mode: 1`

SIGMA_GAUSS — Paramètre optionnel. Applique un filtrage gaussien aux images 2D du spectre si la valeur du paramètre n'est pas nulle. Plus la valeur est élevée, plus le filtrage est appuyé. Ce lissage réduit le bruit, mais peut conduire à une réduction du pouvoir de résolution final. Une valeur comprise entre 0,5 et 1,5 est typique ; elle doit être ajustée pour trouver le meilleur compromis entre réduction du bruit et préservation de la finesse spectrale. Exemple :

`sigma_gauss: 1.0`

SHIFT_POSX — Paramètre optionnel. Décale tous les éléments d'une liste `POSX` de la valeur donnée en argument. Exemple :

`shift_posx: -10`

SNR — Paramètre optionnel. Retourne, dans la console de sortie, le rapport signal sur bruit (RSB) obtenu au terme du traitement d'un spectre. La zone de calcul, dans le profil spectral traité, est comprise entre λ_1 et λ_2 (en angströms). Idéalement, cette zone doit se situer dans le continuum du spectre, dans une partie dépourvue de raies spectrales. Avant de calculer le bruit nécessaire à l'évaluation du rapport signal sur bruit, **specINTI** retire la meilleure droite passant par l'ensemble des points de la zone, de manière à réduire le biais induit par une variation lente du profil spectral dans cette zone. Exemple :

`snr: [6550, 6560]`

SKY — Paramètre optionnel. Jeu de coordonnées en pixels, suivant l'axe spatial (vertical), délimitant deux zones de calcul du signal du fond de ciel de part et d'autre de la trace du spectre. Ces coordonnées sont relatives à la coordonnée verticale de la trace du spectre. Le format du

paramètre est [y1, y2, y3, y4]. Les valeurs (y1, y2) sont associées à la partie inférieure de la trace, alors que les valeurs (y3, y4) concernent la partie supérieure. Exemple :

`sky: [180, 30, 30, 180]`

Les coordonnées indiquées peuvent parfaitement être asymétriques par rapport à la trace du spectre, par exemple :

`sky: [110, 25, 30, 180]`

Si le paramètre `sky` est absent du fichier de configuration, c'est le logiciel qui se charge de trouver des valeurs qui sont la plupart du temps satisfaisante.

Mais si vous êtes conduit à définir vous mêmes ces bandes de calcul du fond de ciel, faites le avec soin. La largeur de ces bandes est typiquement de 100 pixels au moins pour obtenir une excellente valeur du fond de ciel. Par ailleurs ces coordonnées sont utilisées à de nombreuses reprises dans `specINTI`, pas uniquement pour calculer le fond de ciel. Les coordonnées (y2, y3) définissent une zone dans laquelle un filtrage optimal est demandé (voir le paramètre `kernel_size`). Les coordonnées y1 et y4 sont par ailleurs employées pour évaluer l'angle de `slant` (basculement) des raies, un défaut géométrique (voir aussi le paramètre `slant`).

SKY_MODE — Paramètre optionnel. Choix de la méthode utilisée pour retirer le fond de ciel (voir aussi le paramètre `sky`). Si la valeur est 0 (valeur par défaut), pour chaque colonne, le logiciel calcule indépendamment l'intensité médiane dans les zones d'évaluation du fond de ciel et soustrait cette valeur à la colonne. Si la valeur est 1, le logiciel ajuste un polynôme de Legendre à l'intensité du fond de ciel dans les zones d'évaluation, puis soustrait la valeur interpolée à la trace du spectre le long de la colonne considérée. Cette dernière technique est généralement plus précise, mais aussi plus lente à l'exécution. Exemple :

`sky_mode: 1`

SKY_REMOVE — Paramètre optionnel. Si la valeur est 0, le fond de ciel n'est pas retiré des images (utile pour certaines observations de nébuleuses, par exemple). Si la valeur est 1 (valeur par défaut, quasiment toujours adoptée), le fond de ciel est retiré (voir le paramètre `sky_mode`). Exemple :

`sky_remove: 1`

SLANT — Paramètre optionnel. Normalement, l'angle de `slant` (basculement) des raies spectrales est déterminé automatiquement par `specINTI`, qui s'en sert pour redresser les raies afin qu'elles soient bien verticales. Vous pouvez cependant imposer la valeur de cet angle, en degrés, au travers du paramètre `slant`. Exemple :

`slant: -0.51`

SMILE_RADIUS — Paramètre optionnel. Le *smile* (sourire, en français) est une déformation géométrique des raies spectrales qui, au lieu d'être rectilignes, présentent une forme courbe, de rayon de courbure R en pixels — la valeur du paramètre. Lorsque le rayon de courbure des raies est défini au travers de `smile_radius`, `specINTI` corrige la distorsion dans les images 2D afin que les raies soient bien rectilignes au final.

Une astuce : si le paramètre `check_mode` vaut 1, le logiciel produit dans le répertoire de travail une image `_step5.fits` montrant la forme des raies d'étalonnage avant correction de l'effet de smile, et une image `_step71.fits` après correction. La confrontation de ces deux images permet d'ajuster la valeur du rayon de courbure, ainsi que son signe (courbure concave ou convexe suivant l'axe des longueurs d'onde). Exemple :

`smile_radius: -18500`

SPECTRAL_SHIFT_WAVE — Paramètre optionnel. Décale le profil spectral final d'une certaine quantité, en angströms. Peut par exemple corriger une erreur d'étalonnage systématique.

`spectral_shift_wave: 0.24`

SPECTRAL_SHIFT_VEL — Paramètre optionnel. Décale le profil spectral final d’une certaine quantité, en km/s. Peut par exemple corriger un décalage Doppler.

`spectral_shift_vel: -22.3`

TILT — Paramètre optionnel. Normalement, l’angle de *tilt* (inclinaison) de la trace du spectre est déterminé automatiquement par **specINTI**, qui s’en sert pour ramener la trace à l’horizontale (ce qui est de toute façon recommandé dès l’acquisition). Vous pouvez cependant imposer la valeur de cet angle, en degrés, au travers du paramètre `tilt`. Exemple :

`tilt: -1.32`

XLIMIT — Paramètre obligatoire. Jeu de deux valeurs en pixels délimitant une région de la trace dans laquelle le logiciel réalise un certain nombre de calculs pour extraire le profil spectral. Le format est `[x1, x2]`, `x1` et `x2` étant les bornes encadrant une partie de la trace jugée suffisamment intense pour que les calculs se déroulent correctement. Le choix est souple : la trace doit simplement y être perceptible, et relativement étroite. Typiquement, la valeur de $x_2 - x_1$ doit être supérieure à 200 pixels, mais peut très bien atteindre 2000 pixels. Exemple :

`xlimit: [452, 1966]`

WAVELENGTH — Paramètre obligatoire pour la calibration en longueur d’onde de l’instrument. Ensemble des longueurs d’onde des raies d’étalonnage, permettant à **specINTI** de calculer le polynôme de dispersion (relation entre le rang des pixels suivant l’axe spectral et la longueur d’onde). Ce paramètre est étroitement lié au paramètre `line_pos`, qui précise les positions approximatives des raies correspondantes dans les images 2D.

Vous pouvez indiquer une seule raie ou une liste de nombreuses raies. Exemples :

`wavelength: [6532.88]`

`wavelength: [6506.53, 6532.88, 6598.95, 6678.28]`

WIDE_SOURCE — Paramètre optionnel. Si la valeur de ce paramètre est 1, **specINTI** adopte un mode simplifié de calcul, adapté aux objets présentant une surface étendue (en particulier, les paramètres du fond de ciel ne sont alors pas requis). La valeur par défaut est 0. Exemple :

`wide_source: 1`

12.3 Paramètres d’exploitation

ALTITUDE — Paramètre optionnel. Altitude du lieu d’observation, en mètres. Cette information est inscrite dans l’en-tête du fichier FITS du spectre traité. Exemple :

`altitude: 105`

CHECK_MODE — Paramètre optionnel. Détermine la nature des informations affichées à l’écran (console) et écrites dans le répertoire de travail pendant le traitement. Avec la valeur 0 (par défaut), les informations délivrées se limitent au strict nécessaire. Avec la valeur 1, **specINTI** fournit un surplus d’informations sur chaque étape du traitement et écrit dans le répertoire de travail les fichiers image et spectre correspondants (noms réservés `_stepxxx` et `_profilexxx`). Cette option est particulièrement utile pour contrôler le bon déroulement du traitement, repérer d’éventuelles erreurs, ou dépanner un utilisateur en difficulté (une sorte de SAV!). Exemple :

`check_mode: 1`

FILE_EXTENSION — Paramètre optionnel. Choix de l’extension des fichiers FITS. Avec la valeur 0 (par défaut), l’extension est « .fits » ; avec la valeur 1, elle est « .fit ». Exemple :

`file_extension: 1`

INST — Paramètre optionnel. Intitulé du matériel d’observation. Cette information est inscrite dans l’en-tête du fichier FITS du spectre traité. Exemple :

inst: T250+Solex(300)+ASI183MM

LATITUDE — Paramètre optionnel. Latitude du lieu d’observation, en degrés. Cette information est inscrite dans l’en-tête du fichier FITS du spectre traité. Exemple :

latitude: 34.5701

LONGITUDE — Paramètre optionnel. Longitude du lieu d’observation, en degrés (positive à l’est de Greenwich). Cette information est inscrite dans l’en-tête du fichier FITS du spectre traité. Exemple :

longitude: -1.4677

MASTER_PATH — Paramètre optionnel. Indique le chemin d’un répertoire contenant des DOF dont le nom commence par « __ ». Les images qui s’y trouvent sont utilisées dès lors qu’elles sont désignées, dans **specINTI**, par ce même préfixe « __ ». Exemple :

master_path: d:/my_master_directory

NEAR_STAR — Paramètre optionnel. Nom d’un objet situé à proximité de la cible étudiée. Si ce paramètre est défini, **specINTI** utilise les coordonnées équatoriales de cet objet plutôt que celles associées au nom de catalogue de la cible elle-même. Cette possibilité est utile lorsque la cible porte un nom non reconnu par SIMBAD (astéroïde, nova, etc.) : elle permet malgré tout de corriger correctement la transmission atmosphérique et la vitesse topocentrique, l’objet de référence étant proche dans le ciel. Exemple :

near_star: SAO 16325

POWER_RES — Paramètre obligatoire en l’absence de raies monochromatiques en émission lors du pour évaluer la résolution de l’instrument. Renseigne le pouvoir de résolution spectral. Cette information est inscrite dans l’en-tête du fichier FITS du spectre traité. Exemple :

power_res: 15000

SEQ_MODE — Paramètre optionnel. Active l’écriture sur le disque, dans le répertoire de travail, des spectres individuels traités d’une séquence. Les fichiers sont nommés selon le format **@objet-xxx** si la valeur du paramètre est 1, et **@objet_AAAAMMJJ_FFFF** si elle est 2. Exemple :

seq_mode: 1

OBSERVER — Paramètre optionnel. Nom de l’observateur. Cette information est inscrite dans l’en-tête du fichier FITS du spectre traité. Exemple :

observer: C. Buil

SIMBAD — Paramètre optionnel. Avec la valeur 1, le logiciel interroge la base de données SIMBAD afin d’obtenir les coordonnées équatoriales de l’objet traité, si les mots-clés **CRVAL1** et **CRVAL2** ne sont pas définis dans l’en-tête des fichiers FITS. Ces coordonnées sont nécessaires dès lors que les paramètres **corr_atmo** et **corr_topo** sont activés. Exemple :

simbad: 1

SITE — Paramètre optionnel. Nom du site d’observation. Cette information est inscrite dans l’en-tête du fichier FITS du spectre traité. Exemple :

site: Antibes St Jean

VERSION — Paramètre optionnel. Avec la valeur 1, retourne la version du logiciel **specINTI** ; l’exécution du programme s’arrête ensuite, après l’affichage du numéro de version. Exemple :

version: 1

13 Annexe 3 : Manuel de référence des fonctions

Les fonctions sont des commandes en une ligne que l'on insère dans le fichier de configuration. Lorsqu'une telle fonction est présente (son intitulé débute par le caractère « `_` »), son code associé est exécuté, puis le programme s'arrête.

`_version:`

Retourne la version courante de `specINTI`.

`_img_add: [in1, in2, out]`

Additionne les images `in1` et `in2`. Le résultat est l'image `out`.

`_img_add_item_float: [in, item, value, out]`

Ajoute un item de type `float` dans l'en-tête d'une image FITS.

`_img_add_item_int: [in, item, value, out]`

Ajoute un item de type `int` dans l'en-tête d'une image FITS.

`_img_add_item_str: [in, item, value, out]`

Ajoute un item de type `string` dans l'en-tête d'une image FITS.

`_img_compute_smile: [x1, y1, x2, y2, x3, y3]`

Calcule le rayon de courbure et le centre d'un cercle à partir des coordonnées de trois points situés sur ce cercle. Cette fonction trouve son utilité pour déterminer le rayon de courbure d'une raie (dont la forme est assimilée à un cercle), de manière à corriger cette distorsion et rendre la raie droite (c'est-à-dire de rayon de courbure infini). Le résultat est fourni dans la console de sortie. Exemple : `_img_compute_smile: [1669, 23, 1666, 414, 1669, 678]`

`_img_fill: [in, x1, x2, out]`

Met à zéro les parties de l'image `in` situées entre $x = 0$ et $x = x1$ d'une part, et entre $x = x2$ et la largeur maximale de l'image d'autre part. Le résultat est l'image `out`.

`_img_make_offset: [in, out]`

Génère une image `out` dont l'intensité de chaque pixel est égale à l'intensité moyenne de l'image `in`. Cette fonction est particulièrement utile pour générer une image du signal d'offset uniforme et exempte de bruit à partir d'une seule image d'offset acquise (qui est elle-même très uniforme à l'exception du bruit avec les capteurs CMOS modernes).

`_img_merge: [in1, in2, threshold, out]`

Fusionne deux images, l'une exposée brièvement (`in1`) et l'autre longuement (`in2`), par la technique HDR. Le paramètre `threshold` définit le niveau de saturation dans l'image `in2`.

`_img_offset: [in, offset, out]`

Ajoute une constante `offset` à l'image `in`. Le résultat est l'image `out`.

`_img_sub: [in1, in2, out]`

Calcule la différence des images `in1` et `in2`. Le résultat est l'image `out`.

`_img_uniform: [in, value, out]`

Génère l'image **out**, de même format que l'image **in**, dont tous les pixels ont pour intensité la valeur **value**.

_img_smile: [in, radius, y0, out]

Applique une distorsion de type « smile » à une image, avec un rayon de courbure **radius** (en pixels) et **y0**, la hauteur du centre de courbure (en pixels).

_pro_blur: [in, coef, out]

Filtre un profil avec l'algorithme SAVGOL, dont la force de lissage est ajustée par la valeur **coef**.

_pro_clean: [in, w1, w2, out]

Effectue une interpolation linéaire entre les longueurs d'onde **w1** et **w2**. Cette fonction peut être appelée plusieurs fois en écrivant **_pro_clean1**, **_pro_clean2**, etc.

_pro_div: [in1, in2, out]

Divise le profil **in1** par le profil **in2**. Le résultat est le profil **out**.

_pro_fit: [in, w1, w2, w3, w4, out]

Lisse le profil **in** par une fonction parabolique passant au mieux par les longueurs d'onde **w1**, **w2**, **w3** et **w4** (en Å). Le résultat lissé est le profil **out**.

_pro_fit2: [in, w1, w2, w3, w4, w5, out]

Lisse le profil **in** par une fonction polynomiale de degré 3 passant au mieux par les 5 longueurs d'onde fournies. Le résultat lissé est le profil **out**.

_pro_fit3: [in, w1, w2, w3, w4, w5, w6, out]

Lisse le profil **in** par une fonction polynomiale de degré 3 passant au mieux par les 6 longueurs d'onde fournies. Le résultat lissé est le profil **out**.

_pro_gauss: [in, sigma, out]

Convolue le profil **in** par une fonction gaussienne de largeur **sigma** (en Å). Le résultat est le profil **out**.

_pro_norm: [in, w1, w2, out]

Normalise à l'unité le profil d'entrée **in** en utilisant la moyenne calculée entre les longueurs d'onde **w1** et **w2**. Le résultat est le profil **out**.

_pro_offset: [in, offset, out]

Ajoute une constante **offset** au profil **in**. Le résultat est le profil **out**.

_pro_shift_vel: [in, v, out]

Applique un décalage spectral en vitesse **v** (en km/s) à tous les points du profil **in** pour produire le profil **out**.

_pro_shift_wave: [in, w, out]

Applique un décalage spectral en longueur d'onde **w** (en Å) à tous les points du profil **in** pour produire le profil **out**.

`_pro_snr: [in, lamb1, lamb2]`

Retourne dans la console de sortie le rapport signal sur bruit (RSB) du profil spectral `in`, calculé entre les bornes `lamb1` et `lamb2` (en Å).

`_pro_telluric: [atmo, in, out]`

Retire les raies telluriques d'un spectre. `atmo` est le nom d'un fichier FITS du spectre moléculaire de l'atmosphère terrestre — un spectre synthétique, parmi ceux contenus dans l'archive `atmo_molecular` (section 7.3), dont les données proviennent d'une mise en forme du *Sky Model Calculator* de l'ESO (<https://www.eso.org/observing/etc/bin/gen/form?INS.MODE=swspectr+INS.NAME=SKYCALC>). L'argument `in` est le nom du profil spectral de départ, et `out` ce même profil après retrait des raies telluriques. Cette fonction enregistre par ailleurs, dans le répertoire de travail, le spectre `@atmo` de l'atmosphère ajusté au sens des moindres carrés au spectre observé. Voir aussi la section 6.6.

Astuce : il est possible de lancer l'exécution de plusieurs fonctions à la suite en les encadrant des mots-clés `_begin:` et `_end:`. Voici par exemple un fichier de configuration qui lance trois fonctions successivement afin d'évaluer la réponse instrumentale en haute résolution spectrale sans avoir à passer par une interface graphique (mais avec bien sûr quelques limitations). Dans l'ordre : lissage d'un spectre de référence (« `_ref_epscas` »), puis division d'un spectre observé par ce spectre de référence, puis enfin ajustement de la réponse obtenue par une fonction polynomiale de degré 3 (lissage de la réponse, avec des longueurs d'onde qui évitent celles des raies spectrales). On notera l'usage d'images intermédiaires (« `tmp1` », « `tmp2` »), pour aboutir au résultat recherché, l'image nommée ici « `_resp412` »).

```
# -----
# Working directory
# -----
working_path: D:/starex412

# -----
# Computing the instrumental response
# -----
_begin:

_pro_gauss: [_ref_epscas, 70, tmp1]
_pro_div: [_epscas_20240902_993, tmp1, tmp2]
_pro_fit3: [tmp2, 6505, 6530, 6540, 6584, 6625, 6690, _rep412]

_end:
```

14 Annexe 4 : Spectres de référence

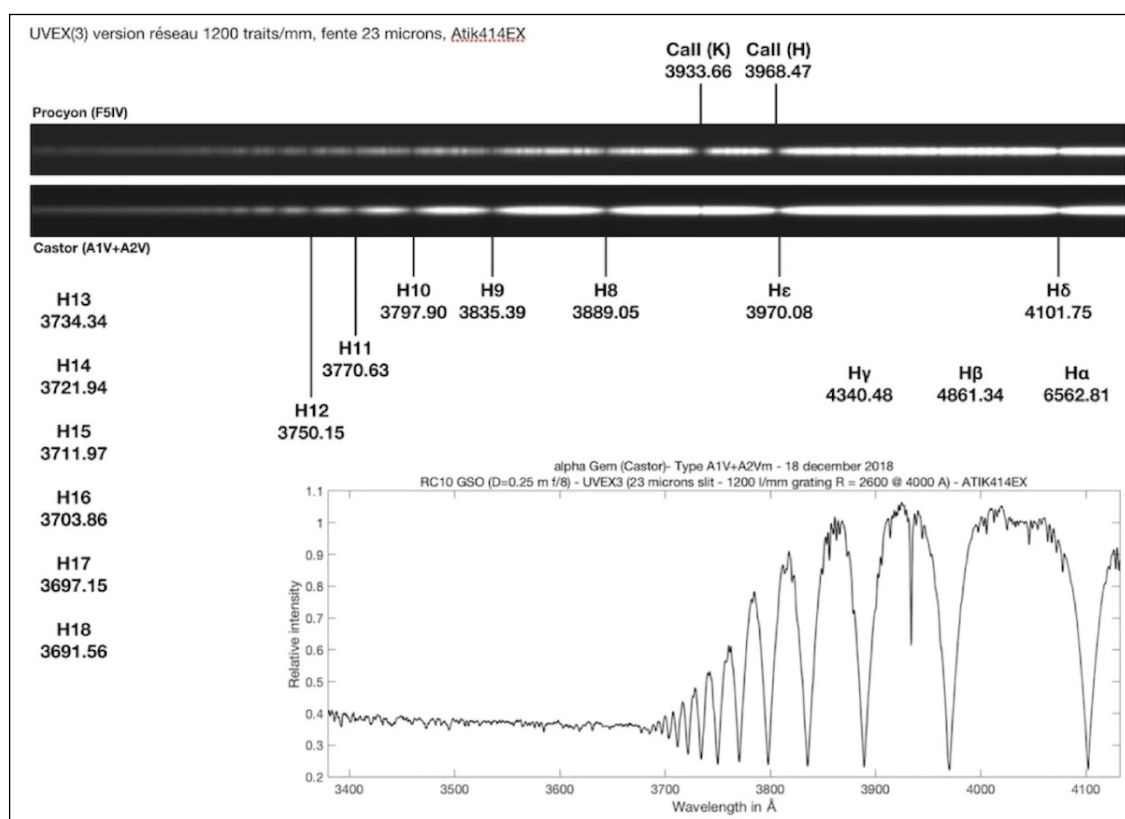


FIGURE 140 – La série de Balmer de l'hydrogène.

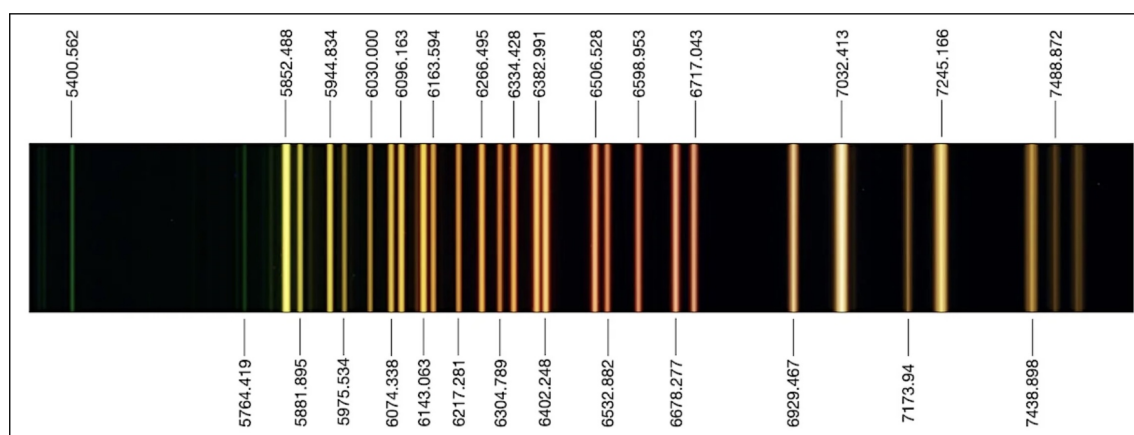


FIGURE 141 – Le spectre du néon (partie visible).

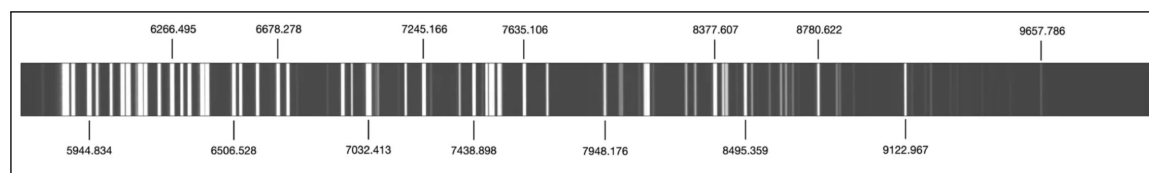


FIGURE 142 – Le spectre du néon/argon (partie infrarouge). Les raies situées aux longueurs d'onde 7635 Å, 8781 Å et 9123 Å sont associées à l'argon. Noter encore la présence d'une raie argon à 10470.054 Å pouvant être utile pour étalonner la partie infrarouge profond. L'argon est ici sous forme de trace et donc bien pratique pour étalonner la partie infrarouge du spectre (certaines ampoules sont dénuées d'argon, un gaz jugé comme un polluant par le fabricant, et c'est dommage.)

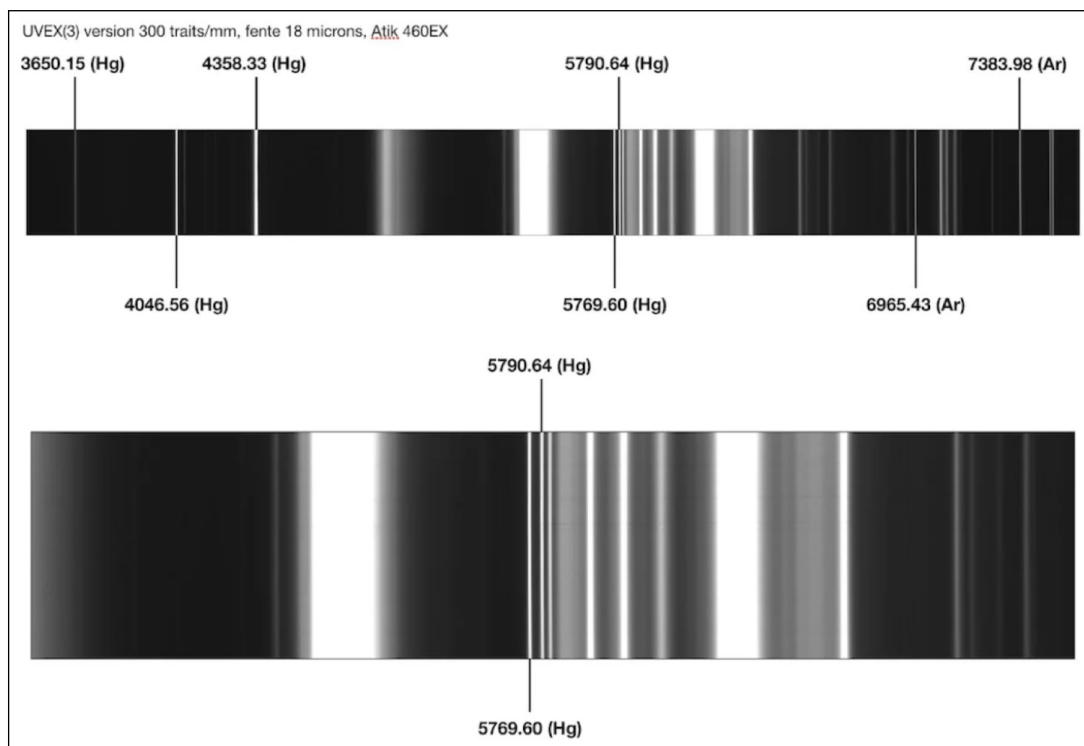


FIGURE 143 – Spectre d'une lampe fluo-compacte (raies du mercure).

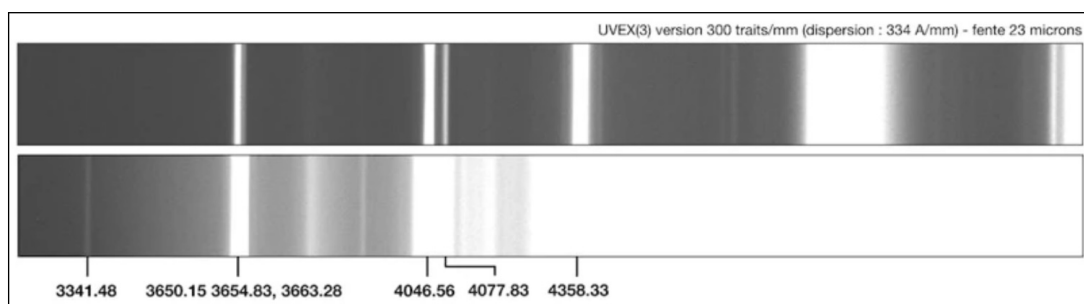


FIGURE 144 – Spectre d'une lampe fluo-compacte, région ultraviolette (raies du mercure).

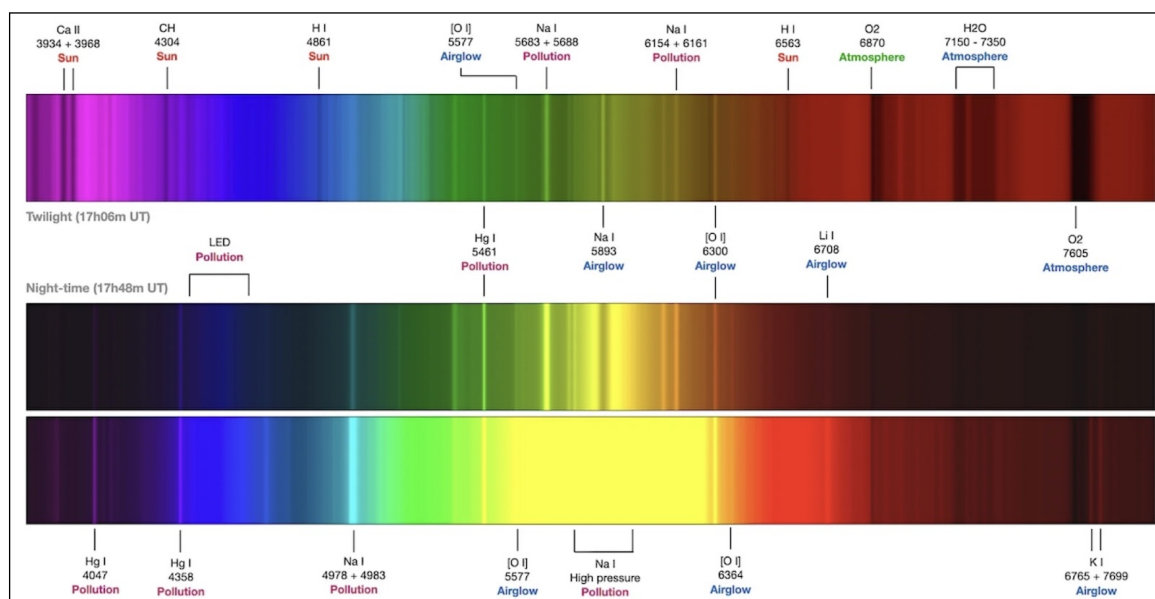


FIGURE 145 – Spectre solaire au crépuscule et de la pollution lumineuse.

