



RAPPORT DE STAGE : OBSERVATION EN SPECTROIMAGERIE D'ARCS GRAVITATIONNELS AVEC LE JWST

26 juin 2023

Serre Marina
Supervisé par : Richard Johan

Abstract

L'objectif de ce stage était d'étudier la formation stellaire dans une galaxie distante en utilisant des données publiques d'archives provenant du télescope spatial James Webb Space Telescope (JWST) ([Gardner et al. 2006](#)). Le travail a impliqué la réduction et la calibration des données de la galaxie, ainsi que leur mise en format approprié, en utilisant le pipeline dédié ([Greenfield & Miller 2016](#)). Dans une approche novatrice, des outils d'analyse de données spectrales issus de l'instrument MUSE ([Weilbacher, Peter M. et al. 2020](#)) (utilisé avec le Very Large Telescope - VLT) ont été adaptés et appliqués à l'instrument NIRSpec (conçu pour observer des objets célestes dans le proche infrarouge et embarqué à bord du JWST) afin de mesurer et analyser le flux des raies d'émission prépondérantes. Cette approche a fourni des informations précises sur la composition chimique de la galaxie étudiée, ainsi que sur les processus physiques qui s'y déroulent.

1 Introduction

L'étude de la formation stellaire dans des galaxies distantes revêt une grande importance pour notre compréhension de l'évolution de ces objets. Le télescope spatial James Webb (JWST) représente une avancée majeure dans l'exploration de ces régions, grâce à sa sensibilité accrue dans le proche infrarouge et à ses capacités d'imagerie et de spectroscopie de pointe.

Dans ce contexte, l'objectif principal était d'étudier la galaxie SGAS1226 ([Wuyts et al. 2011](#)) grâce aux données obtenues avec le spectrographe à intégral de champ (IFU ¹) de NIRSpec du JWST. Située à une distance cosmologique qui nécessite l'utilisation d'observations dans le proche infrarouge, cette galaxie présente un redshift (décalage vers le rouge) de $z = 2.92$, résultant de l'expansion de l'espace.

L'univers est principalement composé d'atomes d'hydrogène et d'autres éléments tels que le sodium et l'oxygène. Lorsque nous étudions le spectre

d'émission d'une galaxie, nous pouvons obtenir des informations sur sa composition en examinant les raies d'émission présentes. Ces raies correspondent à des bandes de lumière spécifiques résultant des transitions électroniques des atomes constituant la galaxie. Lorsque les atomes d'hydrogène ou d'autres éléments sont excités, par exemple, par l'interaction avec des photons énergétiques ou des collisions avec d'autres particules, ils émettent de la lumière lorsqu'ils reviennent à leur état fondamental. Ces émissions lumineuses se manifestent sous forme de raies d'émission caractéristiques propres à chaque élément. Par conséquent, l'analyse du spectre permet d'identifier et de quantifier la présence d'éléments.

Avant de pouvoir étudier ces raies, il est essentiel de réaliser un processus de réduction de données, permettant de passer des données brutes à un spectre exploitable. La réduction de données implique l'application d'une série de corrections et de traitements pour obtenir des images et des spectres de qualité. Dans mon cas, j'ai adapté des outils d'analyse initialement conçus pour le spectrographe à intégrale

¹Pour l'anglais Integral Field Unit

de champs MUSE afin de les appliquer aux données provenant des détecteurs NIRSpec du JWST.

2 Production de données

L'instrument NIRSpec est composé de deux détecteurs qui sont utilisés pour collecter des données spectrales dans différentes gammes de longueur d'onde. De plus, NIRSpec est capable d'observer des spectres sur une région complète du ciel, couvrant 3.4 arcsec par 3.6 arcsec. Dans la configuration des données utilisées, la longueur d'onde capturée s'étend de 1.7 micron à 3.2 micron.

Le premier détecteur étant NRS1, il permet d'observer les émissions de l'objet que nous étudions. le second (NRS2), observe la même région, mais dans une longueur d'onde différente. Il peut également être utile d'observer une région à proximité de l'objet afin de soustraire le bruit de fond et d'autres sources indésirables de l'image principale, améliorant ainsi la qualité des données.

Pour réduire les données spectroscopiques acquises par NIRSpec, trois étapes principales de réduction des données ont été suivies `calwebb_detector1`, `calwebb_spec2` et `calwebb_spec3`. L'étape de réduction nommée `calwebb_detector1` est la première étape de traitement des données brutes du NIRSpec. Elle vise à corriger les défauts du détecteur et à effectuer une calibration initiale des images détectées. L'étape `calwebb_spec2` se concentre sur la rectification des spectres, la calibration en longueur d'onde et la création d'un cube de données spectroscopiques.

L'étape `calwebb_spec3` vise à effectuer une calibration finale des données, à extraire les informations scientifiques pertinentes et à créer des produits de données prêts à être analysés. Pendant cette étape, les spectres rectifiés et calibrés en longueur d'onde sont combinés pour créer des cubes de données tridimensionnels contenant des informations spatiales et spectrales.

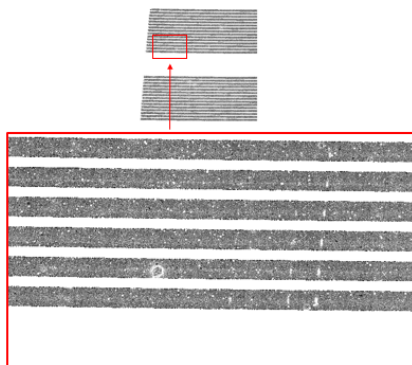


Figure 1: Image en sortie de l'étape `calwebb_spec2`

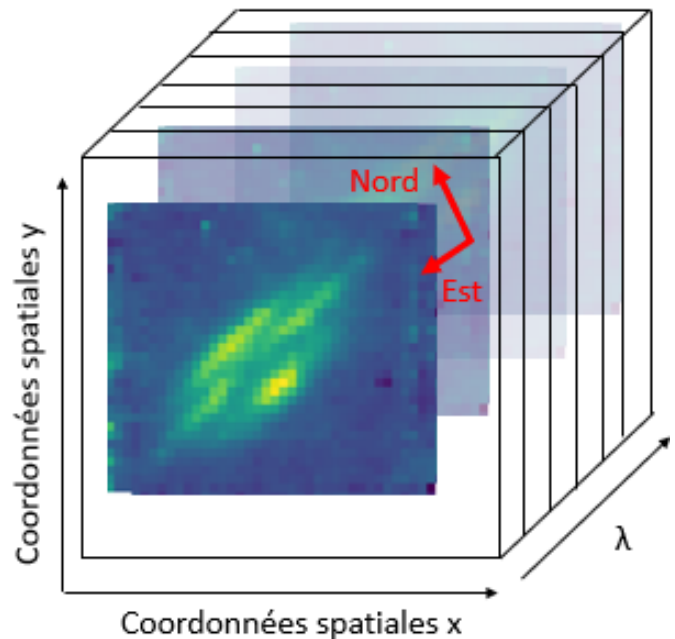


Figure 2: Cube créé lors de la dernière étape "`calwebb_spec3`" de la réduction de données

L'image calibrée obtenue en sortie de `calwebb_spec2`, en Figure (1), présente des tranches correspondantes aux différentes bandes spectrales capturées par le spectrographe NIRSpec. Dans l'image (1), nous pouvons observer des défauts du détecteur sous forme de pixels défectueux, tels que ceux formant un cercle sur l'image. Ces défauts peuvent être causés par divers facteurs, tels que des imperfections matérielles ou des problèmes de calibration. Il est important de prendre en compte ces défauts lors de l'analyse ultérieure des données. En outre, sur chaque tranche de l'image, nous pouvons voir des raies spectrales qui se répètent à chaque abscisse. Ces raies sont bien connues. En particulier, pour cette image, nous avons la raie H_{α} .

Sur la seconde Figure (2) nous observons le cube en sortie de la dernière étape de la réduction de données. Le cube de données est une représentation tridimensionnelle de l'observation spectroscopique, où deux dimensions correspondent aux coordonnées spatiales et la troisième dimension correspond aux coordonnées en longueur d'onde. Chaque pixel du cube représente une position spatiale spécifique à une longueur d'onde donnée. À savoir que lors de cette réduction, nous pouvons changer plusieurs paramètres en fonction de nos préférences. Il est possible, par exemple, de réduire la taille des pixels afin d'avoir un échantillonnage plus adapté à la résolution. Il est tout aussi possible de régler l'alignement de notre image. En effet, par défaut, l'image est alignée sur le ciel. Cependant, nous pouvons choisir de l'aligner

sur l'IFU afin d'obtenir une image rectangulaire et non plus tournée.

L'étape de réduction de données est donc cruciale pour passer de données brutes à un format d'image analysable.

3 Extraction de données

L'extraction de données nous permet de passer du cube en sortie de l'étape "calwebb_spec3" à un spectre sur lequel on peut observer les raies d'émission et d'absorption créées par l'objet que nous observons. Pour cela, nous définissons une zone rectangulaire sur notre cube, appelée région d'intérêt, afin de sélectionner les pixels qui appartiennent principalement à l'objet d'étude et minimiser les pixels provenant du ciel environnant. Ainsi, en extrayant le spectre de cette région d'intérêt, nous obtenons une représentation plus claire des signaux émis en réduisant les influences des sources indésirables et du bruit de fond, ce qui facilite l'étude de ses propriétés physiques.

Pour définir cette zone, nous examinons l'image cubique créée en utilisant la longueur d'onde d'émission de la raie H_α . Nous choisissons spécifiquement cette raie, car l'hydrogène est l'élément le plus abondant dans l'Univers, ce qui fait ressortir cette raie de manière plus intense. Une fois que nous avons identifié la région d'intérêt sur le cube tridimensionnel, nous procédons à une opération de moyenne, sur tous les pixels qui appartiennent à ce contour défini. Cette approche nous permet d'extraire la valeur moyenne de chaque pixel pour chaque longueur d'onde, correspondant aux différentes tranches du spectre. Ainsi, nous obtenons un spectre représentant les variations d'intensité lumineuse en fonction de la longueur d'onde.

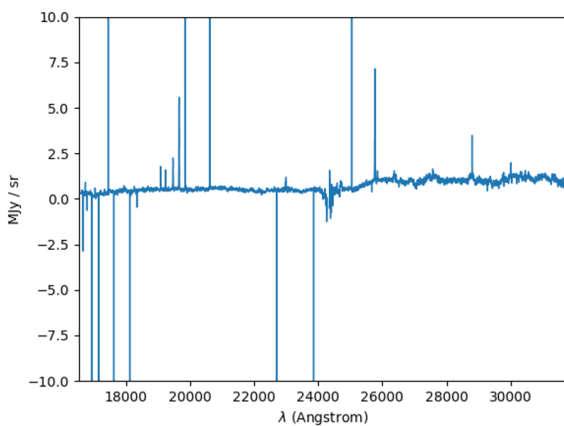


Figure 3: *spectre obtenu à la suite de l'étape de réduction de données*

Dans le spectre obtenu en Figure (3), les longueurs d'onde sont représentées sur l'axe des abscisses en unité de longueur (10^{-10} m), tandis que le flux lumineux est représenté sur l'axe des ordonnées en unité de MJy/sr (méga-Jansky par stéradians). Le MJy est une unité de mesure utilisée en astronomie pour quantifier le flux énergétique monochromatique reçu d'une source céleste.

4 Détections

Nous obtenons ainsi un spectre en Figure (3) à partir des images produites par le télescope spatial JWST en infrarouge. L'étude des spectres revêt une importance capitale, car elle nous permet d'observer les caractéristiques et les anomalies des objets observés, ce qui nous aide à les corriger et à reconstituer une image précise de ces objets. Le spectre obtenu (3) est défini sur l'axe des abscisses, qui s'étend de 17 000 Å à 32 000 Å. Cette plage de longueurs d'onde est déterminée par les capacités des détecteurs utilisés. Toutefois, il est important de noter que nous avons effectué un décalage vers le rouge en raison d'un redshift de 2.92. Ce décalage affecte les raies spectrales, qui sont normalement définies dans une plage différente. En effet, sans redshift, la plage de données est d'environ 4337 Å à 8163 Å. Pour calculer les longueurs d'onde corrigées en redshift, nous utilisons la formule :

$$\lambda = \lambda_0 * (z + 1)$$

avec z le redshift, λ_0 la longueur d'onde de la raie au repos et λ la longueur d'onde de la raie pour le redshift considéré.

Ce spectre obtenu présente quelques défauts. Tout d'abord, nous avons remarqué qu'il manque des valeurs dans la plage de données allant de 24 287 Å à 24 347 Å. Cette dernière correspond à la jonction entre les deux détecteurs NRS1 et NRS2 ce qui peut entraîner des irrégularités, ce qui se traduit par une plage où les données ne sont pas collectées de manière optimale.

De plus, nous avons observé des valeurs aberrantes caractérisées par des pics ayant des valeurs très élevées atteignant des valeurs supérieures à 10 MJy/sr. Pour résoudre ce problème, nous avons remplacé ces valeurs par des NaN (Not a Number) afin de les exclure du traitement ultérieur pour la création de l'image. Ainsi, ces valeurs aberrantes, caractérisées par des pixels ayant des valeurs très différentes de celles des pixels environnants, qui généralement apparaissent plus lumineux même en l'absence de source

réelle, ont été remplacées par des pixels sans valeur.

En zoomant sur la plage de données comportant la raie d'émission de H_α , voir image ci-après (4), nous pouvons observer une courbe en cloche comportant une structure en escalier (courbe bleue). Cette caractéristique est liée au fait que les données spectrales sont prises à des intervalles réguliers d'environ 4 Å. La forme du spectre autour des raies caractéristiques nous permet d'ajuster des courbes gaussiennes à ces raies. Pour mener à bien cette opération, nous avons utilisé la bibliothèque MPDAF²(Piqueras et al. 2019), spécialement conçue pour l'analyse des données provenant de l'instrument MUSE. Grâce à ses nombreuses fonctionnalités et outils étendus pour la lecture, le traitement et l'analyse des données, nous avons pu facilement manipuler les données et analyser les spectres obtenus.

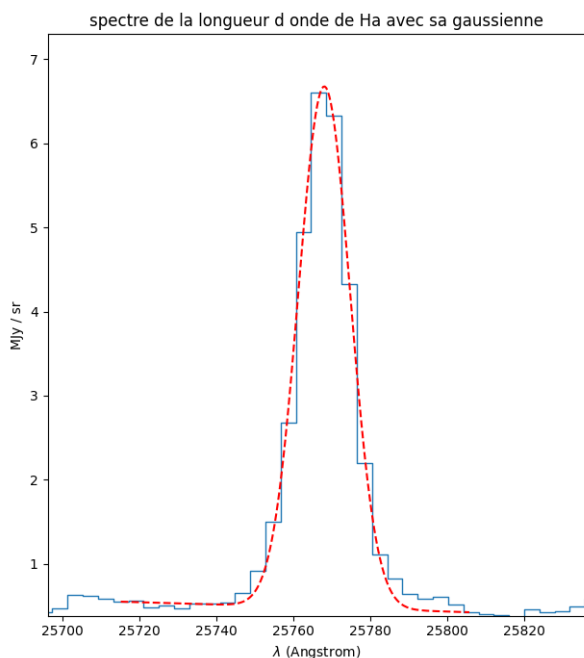


Figure 4: spectre obtenu à la suite de l'étape de réduction de données et zoomé sur la raie d'émission H_α

L'ajustement gaussien résultant est représenté en courbe rouge sur le spectre (4). L'ajustement de courbes gaussiennes aux raies spectrales nous permet d'obtenir un spectre de meilleure qualité. Il nous permet également d'extraire plusieurs caractéristiques importantes, telles que la largeur à mi-hauteur (FWHM³) et le flux correspondant à l'intégrale sous la courbe gaussienne.

En outre, pour chaque courbe gaussienne ajustée, nous avons appliqué un lissage du continuum. Le continuum correspond au bruit de fond présent dans

le spectre, mais aussi aux contributions non négligeables des étoiles de la galaxie. En lissant ce continuum, nous réduisons le bruit et améliorons ainsi la qualité de l'image obtenue.

Ces techniques d'ajustement gaussien et de lissage du continuum contribuent à une meilleure analyse et interprétation des spectres obtenus, en permettant une extraction plus précise des caractéristiques spectrales et en améliorant la qualité générale des données.

5 Images en bandes étroites

Lorsque nous étudions un spectre, nous pouvons observer des raies caractéristiques. Pour mettre en évidence ces caractéristiques, il est utile de créer une image en bande étroite.

En sélectionnant une bande étroite autour d'une raie particulière, nous pouvons isoler la signature de cette raie et réduire les confusions avec d'autres émissions présentes dans le spectre. Un exemple de bande étroite est présenté pour l'oxygène en Figure (5).

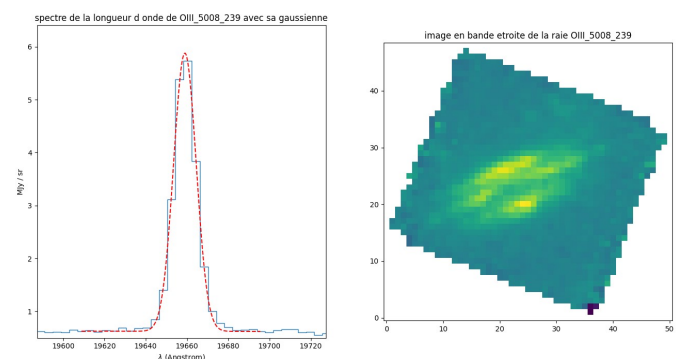


Figure 5: Spectre ainsi que la gaussienne ajustée (à gauche) et image en bande étroite associée à la raie $[OIII]$ (à droite)

Ce processus a été effectué sur une dizaine de raies caractéristiques, ce qui a permis d'étudier des processus physiques associés à l'objet étudié. Par exemple, la raie H_α est souvent utilisée comme un indicateur de la formation stellaire active. En se focalisant sur cette raie dans une image en bande étroite, nous pouvons examiner les régions où la formation d'étoiles est intense.

Grâce à ces nouvelles images, j'ai pu affiner la région d'intérêt, qui était initialement rectangulaire. Cette étape d'amélioration consistait à créer un con-

²Pour l'anglais : Muse Python Data Analysis Framework

³Pour l'anglais : Full Width at Half Maximum

tour personnalisé qui épouse désormais la forme de la source. Pour cela, j'ai appliqué un flou à la raie H_α , ce qui atténue les variations brusques d'intensité lumineuse autour de la raie, rendant ainsi le contour plus lisse et mieux adapté à la forme de la source. Ensuite, j'ai pu définir précisément un contour personnalisé en suivant la forme apparente de la source dans l'image, délimitant ainsi avec précision la région de la source. Ce contour est visible en rouge sur la Figure (6) ci-dessous.

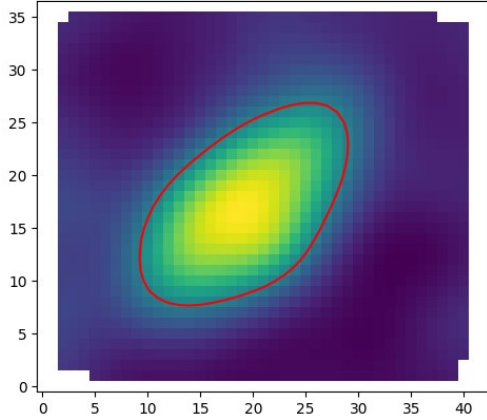


Figure 6: Image de la raie H_α floutée dans le but de créer un contour sur l'objet (en rouge)

Cette nouvelle région d'intérêt a été appliquée à l'image tridimensionnelle d'origine obtenue à la fin de l'étape calwebb_spec3 (2) afin d'en extraire de nouveau un spectre avec moins de bruit que lorsque nous avons un contour carré. Cela permet de restreindre l'analyse et le traitement ultérieurs aux pixels situés à l'intérieur du contour, en excluant ceux qui ne font pas partie de la source. Cette étape garantit une analyse plus ciblée et spécifique à la région d'intérêt.

6 Propriétés physiques des raies

Des raies d'émission spécifiques, telles que celles de l'hydrogène, peuvent être utilisées pour estimer le taux de formation stellaire dans la galaxie. Ainsi, grâce aux courbes gaussiennes, nous pouvons extraire le flux correspondant aux raies caractéristiques. Ce flux représente l'intégrale sous la courbe de la gaussienne, exprimée en unité d'abscisses multipliée par l'unité des ordonnées.

Lorsque de nouvelles étoiles se forment, elles émettent une grande quantité de rayonnement ionisant. Dans le cas de la raie H_α , cette raie est principalement produite lors de la recombinaison de l'hydrogène ionisé dans les régions de formation stellaire. Ainsi, plus il y a de formation d'étoiles actives, plus le flux de la

raie H_α sera élevé.

En mesurant le flux de la raie H_α , nous obtenons une estimation directe de la quantité d'hydrogène ionisé et donc du taux de formation stellaire dans une région donnée. Il est ainsi possible de convertir le flux de la raie H_α en une estimation du taux de formation stellaire en masse solaire par an. Le flux de la raie H_α est de $\Gamma = 106.264 \text{ MJy/sr } \text{\AA}$. En utilisant les conversions suivantes : $1 \text{ MJy} = 10^{-20} \text{ W/m}^2/\text{Hz}$ et $1 \text{ \AA} = 10^{-10} \text{ m}$, nous obtenons $\Gamma = 106.264 \times 10^{-20} \text{ W/m}^2/\text{Hz/sr} \times 10^{-10} \text{ m}$.

Nous souhaitons convertir cette unité en unité de flux énergétique W/m^2 . Pour cela, nous devons, tout d'abord, multiplier le taux de formation stellaire par une unité de fréquence. Nous utilisons la formule $\nu = \frac{c}{\lambda}$, où c est la vitesse de la lumière et λ la longueur d'onde de la raie H_α exprimée en mètre ($25\,768.4 \times 10^{-10} \text{ m}$), nous avons ainsi ν qui correspond bien à une fréquence. Ainsi, nous avons $\Gamma = 106.264 \times 10^{-30} \times \frac{c}{\lambda} [\text{W}/(\text{m} \cdot \text{sr})]$.

Toujours dans l'objectif d'avoir une valeur en W/m^2 , nous devons convertir l'unité de longueur d'onde ($1/\text{m}$) en unité de surface ($1/\text{m}^2$). Nous multiplions donc le tout par $\frac{1}{\lambda}$, ce qui correspond à une unité de longueur. De plus, pour convertir l'unité de stéradians (sr), nous pouvons multiplier le tout par la taille du contour, sachant que nous connaissons la taille d'un pixel ($2.35 \times 10^{-13} \text{ sr}$) que nous multiplions par le nombre de pixels (16×16 pixels). Ainsi, le flux en W/m^2 vaut : $\Gamma = 106.264 \times 10^{-30} \times 2.35 \times 10^{-13} \times 16 \times 16 \times \frac{c}{\lambda^2} [\text{W/m}^2]$. Or $1 \text{ W/m}^2 = 10^3 \text{ erg/s/cm}^2$. Soit :

$$\Gamma = 106.264 \text{ MJy/sr } \text{\AA} = 2.88 \times 10^{-19} \text{ erg/s/cm}^2$$

Pour passer du flux à une luminosité, il faut remonter à la source qui a répandu son flux sur une sphère de $4\pi D^2$ avec D la distance luminosité liée au redshift. Grâce aux tables de valeurs, nous savons qu'un redshift de 2.92 correspond à une distance lumineuse de $25\,143.6 \text{ Mpc}$ avec $1 \text{ Mpc} = 3.085\,68 \times 10^{24} \text{ cm}$. Ainsi, $\text{Lum} = \Gamma \times 4\pi \times (25\,143.6 \times 3.085\,68 \times 10^{24} \text{ cm})^2$. Grâce à la relation de Kennicutt (Kennicutt 1998) nous avons le taux de formation stellaire : $\text{SFRate} = \text{Lum} \times 7.9 \times 10^{-42} \text{ M}_\odot/\text{year} = 172.62 \text{ M}_\odot/\text{year}$. Le facteur de conversion $7.9 \times 10^{-42} \text{ M}_\odot/\text{year}$ représente la relation entre la luminosité émise par les étoiles jeunes et massives et leur taux de formation stellaire en masse solaire par an. C'est une valeur empirique basée sur des observations et des modèles théoriques. Cependant, il est important de noter que l'objet en

question est une galaxie déformée comme un arc gravitationnel, ce qui entraîne une amplification de l'émission lumineuse. Grâce à un programme spécifique, il est possible de calculer cette amplification, qui dans ce cas est de 74. Il y a donc un taux de formation de 2.33 masses solaire par an.

Nous pouvons aussi avoir des informations sur la poussière que contient cet objet. Pour une galaxie exempte de poussière, le rapport de flux entre la raie H_α et la raie H_β est généralement d'environ 2.86. Cependant, en présence de poussière interstellaire, le flux de la raie H_β est plus fortement atténué que celui de la raie H_α en raison des propriétés d'extinction de la poussière. Dans notre cas, le rapport de flux mesuré est de 6.67, ce qui est significativement supérieur à la valeur attendue de 2.86 pour une galaxie sans poussière. Ce résultat indique clairement la présence de poussière dans la région étudiée.

La dispersion de vitesse peut être calculée en utilisant la formule suivante (effet Doppler) :

$$\sigma = \frac{c \times FWHM}{\lambda \times 2\sqrt{2\ln(2)}} \quad (1)$$

avec c la vitesse de la lumière et $FWHM$ la largeur à mi-hauteur de la raie H_α , issue du spectre de l'objet SGAS1226, qui mesure 14 \AA . la valeur de λ correspond à la longueur d'onde associée au pic d'émission, soit $25\,768 \text{ \AA}$. En utilisant ces valeurs, nous obtenons $\sigma = 69.36 \text{ km s}^{-1}$. Cependant, ce résultat est valable uniquement si l'instrument est considéré comme parfait et ne provoque aucun élargissement de la raie. Dans notre cas, la résolution spectrale de l'instrument est de 2800, ce qui engendre un léger élargissement des raies observées. Par conséquent, nous devons calculer la $FWHM$ réelle de la source en utilisant la formule suivante : $FWHM_{source} = \sqrt{FWHM^2 - (\frac{\lambda}{R})^2} = 10.55 \text{ \AA}$. En appliquant cette valeur dans la formule (1), nous obtenons une dispersion de vitesse pour l'ensemble de la galaxie de 52.27 km s^{-1} .

Toute autre étude du spectre peut nous donner de diverses informations sur la galaxie observée telles que la densité électronique, le paramètre d'ionisation et la métallicité des galaxies.

7 Conclusion

L'analyse des données spectroscopiques acquises par l'instrument NIRSpec du JWST a permis d'obtenir

des informations précises sur la galaxie étudiée.

La réduction de données a été réalisée en suivant les étapes `calwebb_detector1`, `calwebb_spec2` et `calwebb_spec3`, permettant ainsi d'obtenir des images et des spectres de qualité. L'extraction des données à partir du cube de données tridimensionnel a permis d'obtenir un spectre représentant les variations d'intensité lumineuse en fonction de la longueur d'onde. En adaptant des outils d'analyse de données spectrales issus de l'instrument MUSE, il a été possible de mesurer et d'analyser le flux des raies d'émission prépondérantes. L'analyse de ce spectre a révélé des caractéristiques concernant l'objet SGAS1226.

Pour l'objet étudié, tous les scripts Python que j'ai écrits pour analyser les spectres ainsi que pour créer les images en bandes étroites à partir des gaussiennes sont automatisés, afin de faciliter leur application sur d'autres objets.

8 Remerciements

Je tiens à exprimer ma profonde gratitude envers mon encadrant, Johan Richard, pour sa précieuse contribution à mon stage. Son dévouement et sa patience ont été essentiels pour ma réussite et ma compréhension de ce stage. Je tiens également à remercier l'ensemble de l'équipe du CRAL pour son accueil chaleureux et son partage d'expertise tout au long de cette période.

References

- Gardner J. P., et al., 2006, [Space Science Reviews](#), 123, 485
- Greenfield P., Miller T., 2016, [Astronomy and Computing](#), 16, 41
- Kennicutt Robert C. J., 1998, [ApJ](#), 498, 541
- Piqueras L., Conseil S., Shepherd M., Bacon R., Leclercq F., Richard J., 2019, in Molinaro M., Shortridge K., Pasian F., eds, Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 521, Astronomical Data Analysis Software and Systems XXVI. p. 545
- Weilbacher, Peter M. et al., 2020, [A&A](#), 641, A28
- Wuyts E., Rigby J., Gladders M., Gilbank D., Sharon K., Gralla M., Bayliss M., 2011, [The Astrophysical Journal](#), 745