



Université Claude Bernard



Lyon 1

THÈSE de DOCTORAT DE L'UNIVERSITÉ DE LYON
Opérée au sein de
l'Université Claude Bernard Lyon 1

École Doctorale ED52
École Doctorale de Physique et Astrophysique

Spécialité de doctorat : Physique
Discipline : Cosmologie Observationnelle

Soutenue publiquement le jj/mm/aaaa, par :

Jérémy LEZMY

**Extraction de spectres de Supernovae
par modélisation HyperSpectrale des galaxies hôtes
pour la SEDm**

Devant le jury composé de :

M./Mme. XXX XXX	Président-e
M./Mme. XXX XXX	Rapporteur-e
M./Mme. XXX XXX	Rapporteur
M./Mme. XXX XXX	Examinateur-ice
M./Mme. XXX XXX	Directeur de thèse
M./Mme. XXX XXX	Co-Directeur de thèse
M./Mme. XXX XXX	Invitæ

Remerciements

Résumé

Abstract

Table des matières

Introduction générale	15
I Contexte Scientifique	19
1 Contexte cosmologique	21
1.1 Bases de relativité générale	23
1.1.1 Concepts initiaux	23
1.1.2 Métrique et équations de conservation	23
1.1.3 Définition de la constante cosmologique	23
1.2 Introduction du modèle standard de la cosmologie	23
1.2.1 Univers plat, homogène et isotrope	23
1.2.2 Métrique de Friedmann-Lemaître-Robertson-Walker	23
1.2.3 Le modèle Λ CDM	23
1.3 Mesures cosmologiques et distance	23
1.3.1 Âge de l'Univers	23
1.3.2 Distance de luminosité	23
1.3.3 De la télémétrie aux Supernovae : Calibration	23
1.4 Supernovae et Cosmologie	23
1.4.1 Chandelles Standards	23
1.4.2 Physique de l'explosion	23
1.4.3 Spectre et classification	23
2 Zwicky Transient Facility	25
2.1 Présentation de la collaboration	26
2.2 La caméra de ZTF	29
2.3 Observation des Supernovae Ia avec ZTF	30
3 Un spectrographe 3D : La Spectral Energy Distribution machine	33
3.1 Présentation de l'instrument	34
3.1.1 Principe d'un IFS	34
3.1.2 La SEDm	35
3.2 Extraction des spectres du CCD et création des cubes de données	36
3.2.1 Identification des traces	37
3.2.2 Solution en longueur d'onde	38
3.2.3 Identification spatiale	39
3.2.4 Construction du cube 3D	39
3.3 Actuelle méthode d'extraction de source ponctuelle	40
3.3.1 Localisation de la cible	40
3.3.2 Extraction de la source ponctuelle	41

3.3.3	Calibration en flux	42
3.4	Classification	43
3.5	Contamination par la galaxie hôte	44
II	Extraction de spectre de Supernovae	47
4	HyperGal : Modéliseur de scène pour l'extraction de sources ponctuelles	49
4.1	Idée générale	50
4.1.1	Problématique	50
4.1.2	La composante galactique	50
4.2	SED Fitting	51
4.2.1	SED d'une galaxie	51
4.2.2	SED Fitter	52
4.3	Présentation du Pipeline	53
4.3.1	Cube intrinsèque	54
4.3.2	Modélisation de scène 2D	54
4.3.3	Modélisation chromatique et projection 3D	54
4.4	Cas pédagogique de présentation	55
5	Modélisation hyperspectrale	57
5.1	Source photométrique	58
5.1.1	Relevé astronomique Pan-STARRS1	58
5.1.2	Utilisation des images PS1	60
5.2	CIGALE et SEDFitting	61
5.2.1	Présentation de CIGALE	62
5.2.2	Préparation des images photométriques	62
5.2.3	Configuration de CIGALE	65
5.2.3.1	Histoire de formation stellaire	65
5.2.3.2	Population stellaire	66
5.2.3.3	Émission nébulaire	66
5.2.3.4	Loi d'atténuation	66
5.2.3.5	Émission de la poussière	67
5.2.3.6	Noyau galactique actif	67
5.3	Construction du cube intrinsèque	67
5.3.1	Échantillonage des spectres dans l'espace SEDm	67
5.3.2	Construction du cube	67
6	Réponse impulsionale de la SEDm	69
6.1	Réponse impulsionale spectrale : LSF	70
6.1.1	Lampe à arc	70
6.1.2	Détermination de la LSF	70
6.2	Réponse impulsionale spatiale : PSF	70
6.2.1	Modèle de profil radial	70
6.2.2	Entrainement du modèle	70
6.2.3	Chromatique et ADR	70
6.3	Validation	70

6.3.1	Calibration photométrique	70
6.3.2	Résultats	70
7	Modélisation de Scène et Extraction de Source	71
7.1	Projection du cube intrinsèque	72
7.1.1	Seeing relatif Panstarrs/SEDm	72
7.1.2	Projection spatiale dans l'espace SEDm	72
7.2	Modélisation de Scène	72
7.2.1	Composante du fond : ciel et artefacts	72
7.2.2	Composante du point source : Supernova	72
7.2.3	Fitting de la scene	72
7.3	Extraction du point source	72
7.3.1	Outputs de contrôle du pipeline	72
7.3.2	Isolation de la galaxie hôte	72
7.3.3	Isolation de la Supernova	72
7.4	Classification : SNID	72
III	Simulations et Résultats	73
8	Simulations de cubes de données et application d'HyperGal	75
8.1	Génération des simulations	76
8.1.1	Cube de galaxies isolées	76
8.1.2	Modèles de Supernovae	76
8.1.3	Marginalisations	76
8.1.4	Paramètres libres d'étude : Distance et contraste	76
8.2	Résultats et Précision	76
8.2.1	Précision spectrophotométrique	76
8.2.2	Précision avec correction de continuum	76
8.2.3	Efficacité de classification	76
9	Data Release 2 de ZTF	77
9.1	Présentation de la DR2 de ZTF	78
9.2	Production d'HYPERGAL et résultats	78
9.2.1	Classification et détermination de l'échantillon DR2-Cosmo	78
9.2.2	Premiers résultats	78
9.2.3	Des SNeIa à la cosmologie : H_0 , w et $f\sigma_8$	79
	Conclusions & perspectives	79

Table des figures

2.1	Télescope Samuel Oshin P48 au Mont Palomar	26
2.2	Observatoire de Palomar	28
2.3	Système d'imagerie ZTF et caméra	29
2.4	Champ de vue de la caméra ZTF comparé à celui d'autres relevés astronomiques	30
2.5	Filtres et performances associées de la caméra ZTF	31
2.6	Nombre cumulé de SNIa observés par ZTF (phase 1)	32
3.1	Fonctionnement d'un IFS	35
3.2	Vue d'ensemble de la SEDm	36
3.3	Schéma d'application d'images de calibration Bias, Dark et Flat	38
3.4	Extraction de traces et solution en longueur d'onde pour la SEDm	39
3.5	Exemple d'extraction de source ponctuelle avec PYSEDM	45
3.6	Distribution cumulée du décalage angulaire entre les supernovae BTS et leur galaxie hôte	46
3.7	Exemple de situation extrême de contamination de supernova par la galaxie hôte	46
4.1	Exemple de spectres de galaxies	51
4.2	Présentation du pipeline HYPERCAL	53
4.3	Cube 3D SEDm de ZTF18accrorf	55
4.4	Extraction de ZTF18accrorf avec PYSEDM	56
5.1	Plan focal de la Gigapixel Camera (PS1)	58
5.2	Transmission des filtres Pan-STARRS1	59
5.3	Image RGB de PS1 centrée sur ZTF18accrorf	61
5.4	Illustration binning 2×2 sur les images PS1.	63
5.5	Image RGB de PS1 avec coupure SNR	64
9.1	Paramètres SALT2 de stretch et couleur pour la DR2 de ZTF	78
9.2	Correlation entre les paramètres SALT2 de stretch et couleur (ZTF-DR2) .	79

Liste des tableaux

5.1	Caractéristiques des filtres <i>grizy</i> de PAN-STARRS1 et du relevé 3π Stéradian.	60
5.2	Exemple de tableau d'entrée pour CIGALE	65
5.3	Paramètres CIGALE	68

Introduction générale

Première partie

Contexte Scientifique

Contexte cosmologique

Et la scène disparaît pour devenir
l'actrice

Person NAME, *Doctor Who S13E08*

Bien que la cosmologie ne s'en tienne pas aux concepts récents tels qu'on les connaît et les vulgarise, c'est avec les travaux d'EINSTEIN au début du XX^e siècle que notre compréhension du monde cosmique prend son essor.

Sommaire

1.1	Bases de relativité générale	23
1.1.1	Concepts initiaux	23
1.1.2	Métrique et équations de conservation	23
1.1.3	Définition de la constante cosmologique	23
1.2	Introduction du modèle standard de la cosmologie	23
1.2.1	Univers plat, homogène et isotrope	23
1.2.2	Métrique de Friedmann-Lemaître-Robertson-Walker	23
1.2.3	Le modèle Λ CDM	23
1.3	Mesures cosmologiques et distance	23
1.3.1	Âge de l'Univers	23
1.3.2	Distance de luminosité	23
1.3.3	De la télémétrie aux Supernovae : Calibration	23
1.4	Supernovae et Cosmologie	23
1.4.1	Chandelles Standards	23
1.4.2	Physique de l'explosion	23
1.4.3	Spectre et classification	23

- 1) RG
- 2) Métrique
- 3) Constante cosmo
- 4) Univers Homogène et isotrope
- 5) Courbure
- 6) Expansion

- 7) Paramètres cosmologiques
- 8) Modèle standard
- 9) Distance de luminosité
- 10) Intérêt SNe

1.1 Bases de relativité générale

1.1.1 Concepts initiaux

1.1.2 Métrique et équations de conservation

1.1.3 Définition de la constante cosmologique

1.2 Introduction du modèle standard de la cosmologie

1.2.1 Univers plat, homogène et isotrope

Univers plat Lorem ipsum dolor sit amet, consectetuer adipiscing elit. Ut purus elit, vestibulum ut, placerat ac, adipiscing vitae, felis. Curabitur dictum gravida mauris. Nam arcu libero, nonummy eget, consectetuer id, vulputate a, magna. Donec vehicula augue eu neque. Pellentesque habitant morbi tristique senectus et netus et malesuada fames ac turpis egestas. Mauris ut leo. Cras viverra metus rhoncus sem. Nulla et lectus vestibulum urna fringilla ultrices. Phasellus eu tellus sit amet tortor gravida placerat. Integer sapien est, iaculis in, pretium quis, viverra ac, nunc. Praesent eget sem vel leo ultrices bibendum. Aenean faucibus. Morbi dolor nulla, malesuada eu, pulvinar at, mollis ac, nulla. Curabitur auctor semper nulla. Donec varius orci eget risus. Duis nibh mi, congue eu, accumsan eleifend, sagittis quis, diam. Duis eget orci sit amet orci dignissim rutrum.

1.2.2 Métrique de Friedmann-Lemaître-Robertson-Walker

1.2.3 Le modèle Λ CDM

1.3 Mesures cosmologiques et distance

1.3.1 Âge de l'Univers

1.3.2 Distance de luminosité

1.3.3 De la télémétrie aux Supernovae : Calibration

1.4 Supernovae et Cosmologie

1.4.1 Chandelles Standards

1.4.2 Physique de l'explosion

1.4.3 Spectre et classification

Nam dui ligula, fringilla a, euismod sodales, sollicitudin vel, wisi. Morbi auctor lorem non justo. Nam lacus libero, pretium at, lobortis vitae, ultricies et, tellus. Donec aliquet, tortor sed accumsan bibendum, erat ligula aliquet magna, vitae ornare odio metus a mi. Morbi ac orci et nisl hendrerit mollis. Suspendisse ut massa. Cras nec ante. Pellentesque a

nulla. Cum sociis natoque penatibus et magnis dis parturient montes, nascetur ridiculus mus. Aliquam tincidunt urna. Nulla ullamcorper vestibulum turpis. Pellentesque cursus luctus mauris.

Nulla malesuada porttitor diam. Donec felis erat, congue non, volutpat at, tincidunt tristique, libero. Vivamus viverra fermentum felis. Donec nonummy pellentesque ante. Phasellus adipiscing semper elit. Proin fermentum massa ac quam. Sed diam turpis, molestie vitae, placerat a, molestie nec, leo. Maecenas lacinia. Nam ipsum ligula, eleifend at, accumsan nec, suscipit a, ipsum. Morbi blandit ligula feugiat magna. Nunc eleifend consequat lorem. Sed lacinia nulla vitae enim. Pellentesque tincidunt purus vel magna. Integer non enim. Praesent euismod nunc eu purus. Donec bibendum quam in tellus. Nullam cursus pulvinar lectus. Donec et mi. Nam vulputate metus eu enim. Vestibulum pellentesque felis eu massa.

Quisque ullamcorper placerat ipsum. Cras nibh. Morbi vel justo vitae lacus tincidunt ultrices. Lorem ipsum dolor sit amet, consectetuer adipiscing elit. In hac habitasse platea dictumst. Integer tempus convallis augue. Etiam facilisis. Nunc elementum fermentum wisi. Aenean placerat. Ut imperdiet, enim sed gravida sollicitudin, felis odio placerat quam, ac pulvinar elit purus eget enim. Nunc vitae tortor. Proin tempus nibh sit amet nisl. Vivamus quis tortor vitae risus porta vehicula.

Zwicky Transient Facility

Sommaire

2.1	Présentation de la collaboration	26
2.2	La caméra de ZTF	29
2.3	Observation des Supernovae Ia avec ZTF	30

Nous avons vu dans le chapitre précédent les propriétés de sonde cosmologique dont sont dotées les Supernovae de type Ia. Par ailleurs, nous avons également mis en évidence l'importance de la classification de ces objets notamment par le biais d'une acquisition spectrale. Afin d'arriver à cet objectif, la première étape est de détecter ces événements transitoires. Dans ce chapitre nous présenterons la collaboration Zwicky Transient Facility (ZTF par la suite), où la recherche et l'étude de tels objets sont au centre des activités. Nous nous focaliserons particulièrement ici sur la section photométrique de ZTF. Nous commencerons par présenter la collaboration et les raisons de sa mise en place, puis nous rentrerons dans plus de technicité en présentant la caméra principale de ZTF et ses capacités photométriques. Enfin nous parlerons des enjeux cosmologiques et finirons avec quelques résultats depuis la mise en place de ce grand relevé astronomique.

2.1 Presentation de la collaboration

ZTF ([GRAHAM et al. \(2019\)](#) and [BELLM et al. \(2019\)](#)) est un grand relevé astronomique dont la première lumière fut obtenue en Novembre 2017, et réellement actif depuis Mars 2018. Ayant achevé la phase 1 en Novembre 2020, ZTF est actuellement à mi-chemin de sa phase 2 qui s'étend de Décembre 2020 à Décembre 2023. Il succède au relevé Intermediate Palomar Transient Factory (IPTF, 2012-2017), lui-même prédecesseur de Palomar Transient Facility (PTF, 2009-2012) ([RAU et al. \(2009\)](#) et [LAW et al. \(2009\)](#)). Ces trois relevés grand champs utilisent le télescope Samuel Oschin (48 pouces $\approx 1m22$) à l'Observatoire de Palomar en Californie (Fig. 2.1). D'une caméra avec un champ de vue de 7.9deg^2 pour PTF, ZTF utilise à présent pleinement le plan focal du télescope et bénéficie d'une nouvelle caméra offrant un champ de vue de 47deg^2 , équipé de 3 filtres *g*, *r* et *i*. La collaboration est également doté d'un spectrographe 3D basse résolution ($R \approx 100$) monté sur le P48 à Palomar, qui est utilisé pour suivre et classifier les transients détectés par la caméra principale.

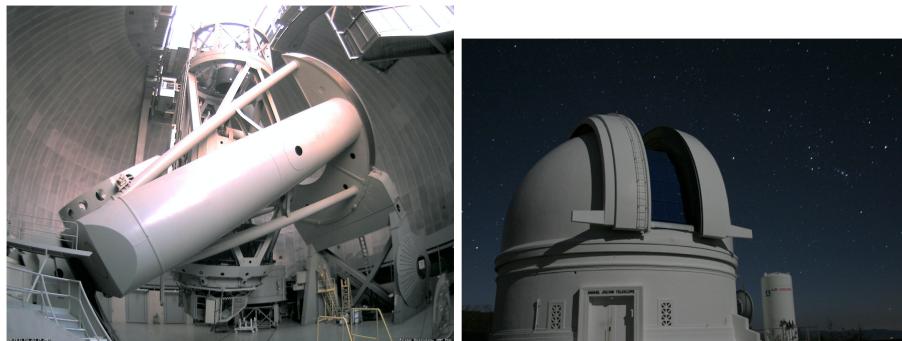


FIGURE 2.1 – Télescope Samuel Oshin P48 au Mont Palomar

ZTF est une collaboration internationale financée entre la US National Science Foundation (NSF) à travers le programme Mid-scale Innovations Program (MSIP), et un grand nombre de consortium internationaux d'Universités et institutions :

- | | |
|--|---|
| <ul style="list-style-type: none"> • IN2P3 ¹. • TANGO University System of Taiwan • Weizmann Institute of Science, Israel • Oskar Klein Center, University of Stockholm, Sweden • DESY/Humboldt University of Berlin, Germany • Ruhr University Bochum, Germany | <ul style="list-style-type: none"> • University of Warwick, UK • Trinity College Dublin, Ireland • University of Maryland, College Park • Northwestern University • University of Wisconsin, Milwaukee • Lawrence Livermore National Laboratory • Caltech/IPAC |
|--|---|

ZTF est ainsi un partenariat privé-public, où son temps d'observation est divisé pour chaque phase du projet entre trois niveaux :

Lors de la phase 1, le temps d'allocation public (NSF) était de 40%, pour les partenariats privés de 40% également, et les 20 derniers % dédiée aux programmes de Caltech qui possèdent l'Observatoire du Mont Palomar.

¹. Institut national de physique nucléaire et de physique des particules

L'IN2P3 étant devenu un partenaire majeur de la collaboration, la phase 2 de ZTF a vu un rééquilibrage avec 50% du temps d'observation attribué au programme MSIP, et 30% aux partenaires privés.

Durant le temps d'observation public, ZTF effectue deux sondages distincts : le ciel Nord d'une part qui est entièrement scanné tous les trois jours dans les filtres g et r , et le plan Galactique d'autre part, qui lui est entièrement observé chaque nuit également dans les filtres g et r .

Ces deux sondages combinés mènent à la détection et la génération d'alertes automatiques de plus d'un million d'événements par nuit. Ces événements sont des phénomènes astrophysiques transitoires ou variables, dont la magnitude de détection est inférieure à $r \approx 20.5$.

Les sections de recherches scientifiques au sein de ZTF sont nombreuses :

- L'étude des AGN & TDEs :

Les AGN sont les Active Galactic Nuclei, des trous noirs supermassifs qui accrètent de la matière du reste de la galaxie. Les TDEs, ou Tidal Disruption Events, correspondent à des phénomènes extrêmement lumineux résultants de cette accrétion de matière.

- L'étude des Supernovae comme sonde cosmologique

Utiliser leur caractéristique de chandelle standardisable pour effectuer des mesures précises de distance dans l'Univers proche. Avant 2018, seulement ≈ 500 de ces événements ont été observés dans l'Univers proche. En 3 ans ZTF a déterminé près de 3000 distances de ces événements.

- Physique des Supernovae

Indépendamment de leur type, de nombreux mystères demeurent sur la physique même de l'explosion des Supernovae. ZTF permet d'obtenir un échantillon unique de plusieurs milliers de Supernovae tout type confondu qui permet à l'équipe Bright Transient Survey (BTS) d'obtenir des mesures non-biaisées de taux de Supernovae, de fonctions de luminosité, de propriétés de galaxies hôte etc.

- Voie Lactée et M31

Avec l'observation de plusieurs millions d'étoiles chaque nuit, tout un pôle d'étude s'est formé autour des objets internes à notre galaxie, mais également dans la galaxie voisine M31, aka Andromède. Cet échantillon gigantesque est utilisé pour étudier les naines blanches dont la luminosité varie périodiquement, d'autres avec des débris transitoires, les systèmes binaires avec émission de rayons-X, et de nombreux autres objets stellaires.

- L'Astrophysique Multimessager

Cette toute nouvelle branche a vu le jour notamment grâce aux premières détections d'ondes gravitationnelles ou de neutrinos. De tels phénomènes sont habituellement grossièrement localisés avec la détection de ce type de signal, ce qui rend difficile l'identification de la source. Avec son champ de vue extrêmement large et sa haute

cadence, ZTF est capable de compléter la détection primaire avec une observation photométrique aux prémisses de l'évènement, si une contrepartie électromagnétique existe.

- Corps au sein du système Solaire

Ce groupe se concentre sur la découverte et la caractérisation des petits corps au sein de notre système solaire, à savoir des astéroïdes, des comètes etc.

La répartition du temps d'observation pour ces différents champs de recherches est adaptée de la façon suivante :

- ◊ L'étude des corps au sein du système solaire se fait principalement durant l'aube et l'aurore (3.5% du ciel pour chaque et principalement en bande r).
- ◊ L'étude de la physique des Supernovae bénéficie d'une observation haute cadence de $\approx 1800\text{deg}^2$, ce qui correspond à une allocation de 15% du temps d'observation.
- ◊ $\approx 8\%$ sont attribués à la Cosmologie dans le ciel extra-galactique.
- ◊ Le groupe Galaxie Science observe la Voie Lactée principalement en été ($\approx 5\%$, toutes bandes confondus).
- ◊ Le groupe Astrophysique multi-messager peut observer et étudier de potentiels sources pour $\approx 5\%$ du temps (toutes bandes confondus)

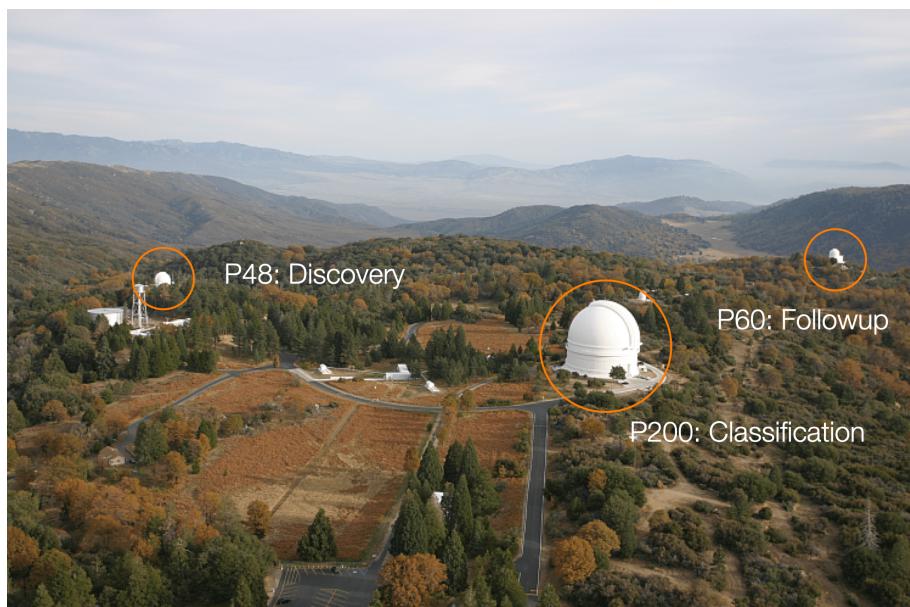
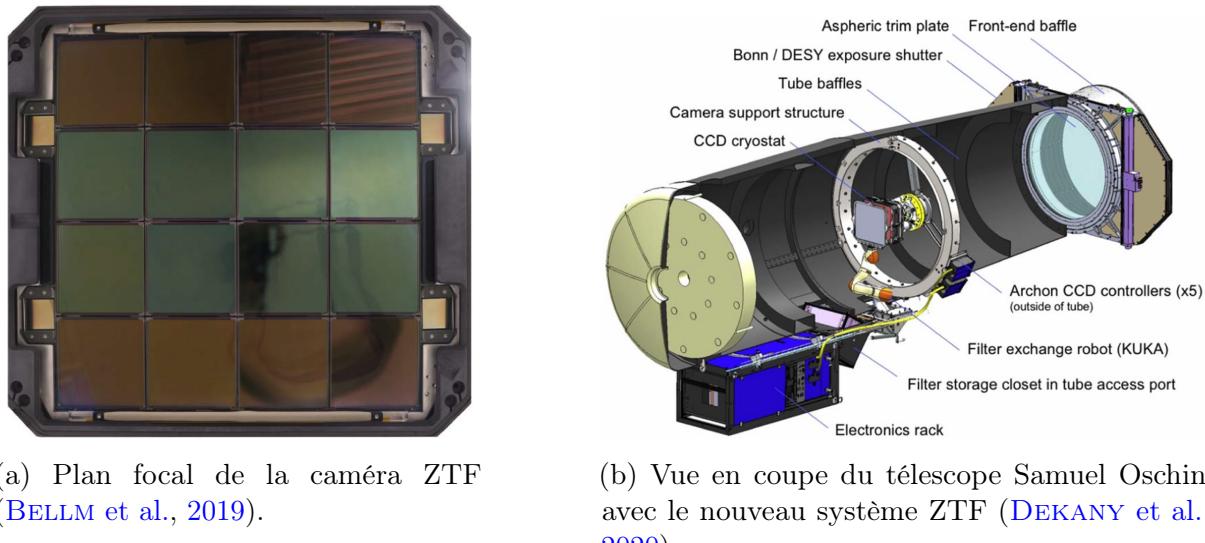


FIGURE 2.2 – Observatoire de Palomar, en Californie. Sur la gauche est située la caméra principale de ZTF, attachée au télescope P48 Samuel Oschi. En haut à droite nous avons le P60, sur lequel est monté le spectrographe 3D SEDm appartenant également à la collaboration ZTF. Le P200 est quant à lui utiliser par de nombreuses collaborations, et est utilisé occasionnellement par ZTF.

2.2 La caméra de ZTF

La nouvelle configuration de ZTF vis à vis de ses prédecesseurs PTF/iPTF est principalement due à sa nouvelle caméra de 47deg^2 , profitant de l'intégralité du plan focal du télescope Schmidt P48.

Comme illustré dans la Fig. 2.3a de [BELLM et al. \(2019\)](#), la caméra est constituée d'une mosaïque de 16 CCD (Charge Coupled Device) composés de pixels carrés de $15\text{ }\mu\text{m}$ de côté, à une échelle de $1'01\text{ pixel}^{-1}$. Chaque CCD est composé de 6144×6160 pixels, et la caméra dans son ensemble a donc 573 Mpx. La FWHM mediane de la fonction d'étalement du point (PSF) résultant de cette configuration est de $2'1$ dans les bandes *g* et *i*, et de $2'0$ dans la bande *r*. En ce qui concerne la limite en magnitude, la bande *g* montre un seuil median à 5σ de 20.8mag, la bande *r* de 20.6mag et la bande *i* 19.9mag.



(a) Plan focal de la caméra ZTF ([BELLM et al., 2019](#)).

(b) Vue en coupe du télescope Samuel Oschin avec le nouveau système ZTF ([DEKANY et al., 2020](#)).

FIGURE 2.3 – Description du système d'imagerie de ZTF (*à droite*) et présentation du plan focal de la caméra et ses 16 CCD (*à gauche*).

Le temps de pose utilisé avec cette caméra est de 30s, et la vitesse de lecture de seulement 8s. Entre le champ de vue de 47deg^2 et cette haute cadence d'acquisition, ZTF est capable de scanner près de 3750deg^2 par heure. Sachant que tout au long de l'année il y a en moyenne 6h de ciel noir par nuit au Mont Palomar, ZTF est ainsi capable d'observer l'entièreté du ciel visible plus d'une fois par nuit. Pour donner un autre ordre d'idée, ZTF serait ainsi capable de reproduire le relevé POSS ([MINKOWSKI et ABELL, 1963](#)) en 2 nuits.

Bien évidemment, un tel flux de données nécessite une infrastructure de traitement adéquate. Celle ci, appelée ZTF Science Data System (ZSDS) est hébergée à l'IPAC¹ ([MASCI et al., 2019](#)). Ce système comprend le traitement des données, l'infrastructure d'émission d'alertes, le système d'interface utilisateur pour l'accès et l'analyse des résultats. Ce pipeline (exécuté en temps réel) utilise un algorithme de différentiation d'image, optimisé pour la détection de point source variable ou transitoire. Une fois l'évènement confirmé, une alerte est générée et en générale déployée dans le quart d'heure qui suit. La

1. Infrared Processing & Analysis Center : <https://www.ipac.caltech.edu>

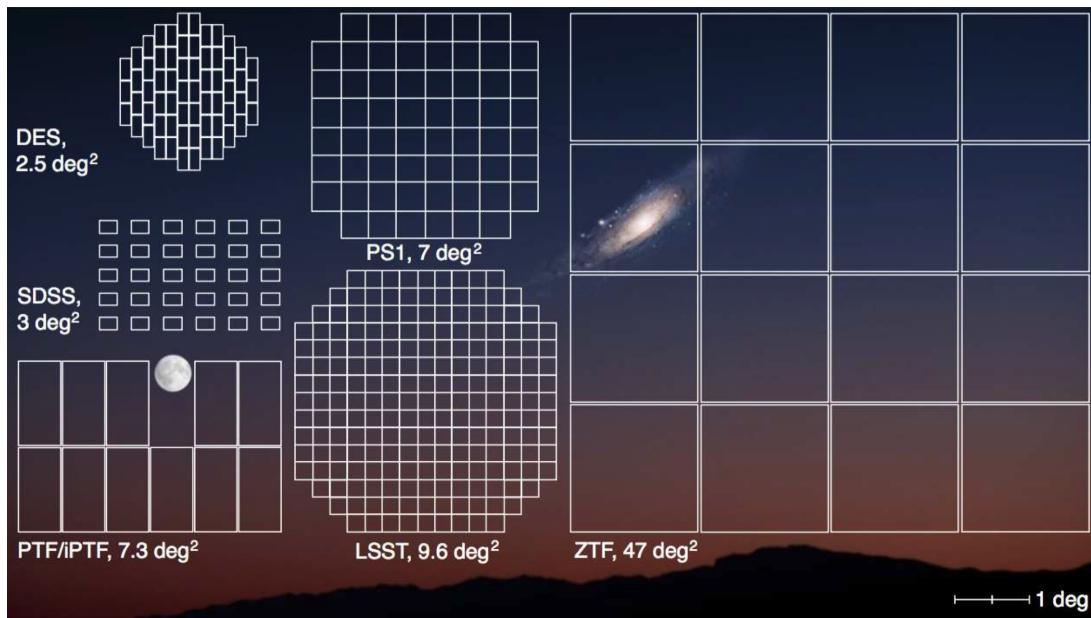


FIGURE 2.4 – Champ de vue de la caméra ZTF comparé à celui d’autres relevés astronomiques

distribution de ce flux d’alertes utilise des technologies dont le code source est public et qui sont développées en industries : Apache Kafka¹ qui fourni un système unifié en temps réel à latence faible pour la manipulation de flux de données, et Avro² qui est un framework de sérialisation de données. Les ordres de grandeurs de la quantité de données à manipuler sont impressionnantes : Ce système gère avec succès un flux d’environ 1,2 millions d’alertes ($\sim 70 \text{ GB}$ de données) par nuit. La vitesse de transfert est d’environ 80,000 alertes/minute. Plus de détails sur le système de distribution d’alertes sont apportés dans Patterson et al. (2019). On notera que le framework Avro sera celui utilisé pour LSST.

Seules les alertes provenant des observations liées au programme MSIP sont rendues public immédiatement. Les images en revanches (brut, calibrées et produits de données associés) deviennent disponibles 6 à 12 mois après l’observation pour la Phase 1 de ZTF, et entre 3 et 6 mois pour la Phase 2. Les données d’observation ayant pour origine les programmes privés et de Caltech sont disponibles après environ 12 à 18 mois. Lors de l’écriture de ces lignes en Avril 2022, la DataRelease³ 10 est public, ce qui correspond à toutes les observations MSIP de Mars 2018 au 5 Novembre 2021, et celles privées et de Caltech jusqu’au 5 Juillet 2020.

2.3 Observation des Supernovae Ia avec ZTF

Nous allons à présent nous focaliser sur l’observation des Supernovae de type Ia avec ZTF.

Les événements transitoires nécessitant d’être filtrés parmi toutes les alertes reportées

1. <https://kafka.apache.org>

2. <https://avro.apache.org>

3. <https://www.ztf.caltech.edu/ztf-public-releases.html>

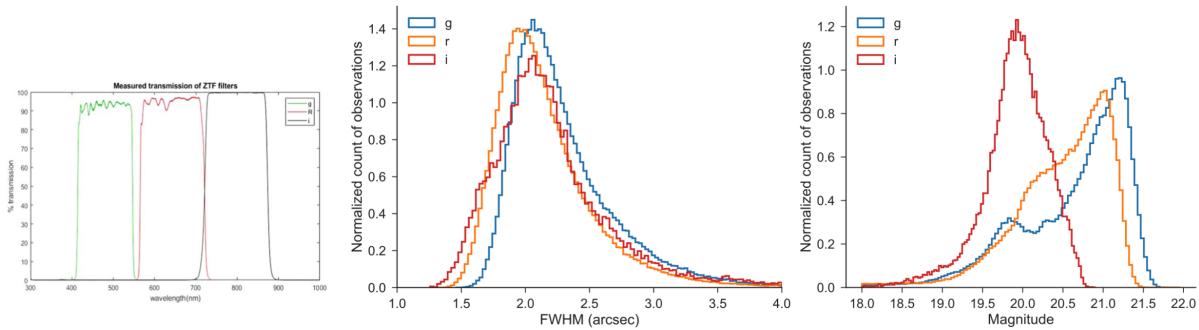


FIGURE 2.5 – Transmission des filtres g , r et i de la caméra de ZTF (DEKANY et al., 2020) à gauche. Au centre histogramme normalisé de la largeur à mi-hauteur (FWHM) de la fonction d'étalement de point (PSF) pour chaque filtre durant le mois de Juin 2018 (BELLM et al., 2019). Enfin à droite est représenté l'histogramme à 5σ des magnitudes limites avec un temps de pose de 30s pour chaque filtre sur une période d'une lunaison.

par ZTF, NORDIN et al. (2019) a élaboré le système AMPEL¹ afin d'automatiquement filtrer les détections de ZTF et établir les courbes de luminosité associés aux événements retenus.

Sur les $\sim 10^5$ alertes par nuit (ce qui correspond environ à 10% de ce qui est attendu pour LSST), la majorité ($\sim 90\%$) d'entre elles sont filtrées comme étant des artefacts, des étoiles variables, des satellites ou encore des objets du système solaire. In fine, "seulement" $\mathcal{O}(10)$ sont de nouvelles Supernovae qui doivent être identifiées et classifiées. Entre 70 et 80% d'entre elles s'avèrent être de type Ia, dont la moitié atteignent le seuil de magnitude de ZTF permettant d'établir une courbe de lumière exploitable.

La 1^{re} data release dédiée au sondage des Supernovae de type Ia avec ZTF a été publiée et décrite par DHAWAN et al. (2022) très récemment. Au stade de cette DR1, ce qui correspond à un peu plus de 2 ans et demi d'observations (Mars 2018-Novembre 2020), ZTF a déjà répertorié plus de 3000 SNIa. La profondeur en magnitude atteind 20.8, 20.6, 20.3 mag dans les bandes g r , et i respectivement, ce qui correspond à un redshift $z \lesssim 0.1$. L'échantillon est complet à 100% en terme de classification en deça de $m_{peak} = 16.5$ mag, à 93.6% en deça de $m_{peak} = 18.5$ mag et 88.8% à $m_{peak} = 19.0$ mag (FREMLING et al., 2020). Cette classification est rendue possible grâce à la combinaison de la caméra de ZTF et du spectrographe 3D monté sur le P60, la Spectral Energy Distribution machine (SEDm), qui est optimisé pour la classification des SNe jusqu'à $m \approx 19$ mag. Nous détaillerons cet instrument dans le chapitre suivant. La DR1 présente ainsi un échantillon de 761 Supernovae classifiées spectralement avec un redshift median de $\bar{z} = 0.057$, incluant 547 SNeIa, 155 SNeII, 40 SNeIb/c et 19 SLSNe. La Figure 2.6 (Rigault et al DR2 in prep) met en évidence la croissance de l'échantillon de SNeIa observées durant la phase 1 de ZTF, qui constituera la 2^e Data Release de ZTF-Cosmo consacrée aux Supernovae de type Ia. Sur les ≈ 3700 SNeIa classifiées spectralement, près de 3000 entrent dans la catégorie *échantillon dorée*, ce qui signifie qu'elles remplissent les critères dit de qualité cosmologiques pour leur courbe de luminosité vis à vis de l'algorithme SALT2 qui en dérive les paramètres de couleur et de stretch. Ces critères, basés sur l'intervalle de phase $[-15, 30]$ jours où SALT2 est le mieux défini, sont les suivants :

- ◊ Seulement les détections photométriques à 5σ sont considérées

1. <https://github.com/AmpelProject/Ampel-contrib-sample>

- ◊ Au moins 7 points avec le maximum dans au moins 2 bandes
- ◊ Au moins 7 points après le maximum dans au moins 2 bandes

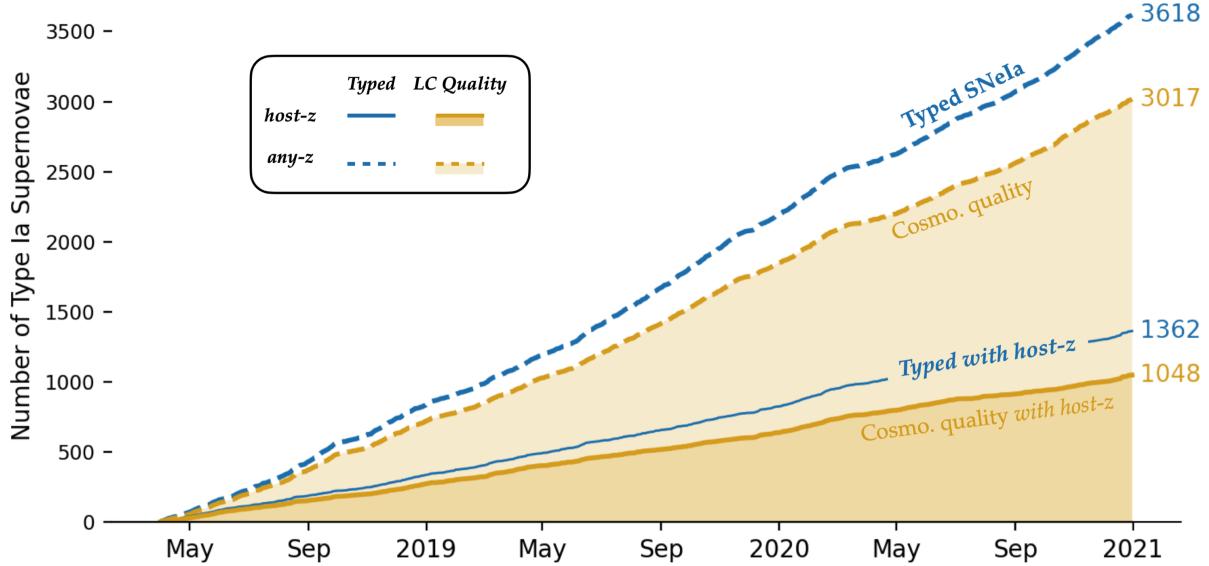


FIGURE 2.6 – Nombre cumulé de SNIa observés par ZTF (phase 1). Les contours dorés correspondent à l'échantillon passant les critères de coupure pour une qualité cosmologique. Le trait plein montre les SN avec un redshift spectroscopique de leur galaxie hôte. À titre de comparaison, le set de données le plus récent dans la littérature cosmologique comptabilise moins de 500 SNIa à un redshift de $z < 0.1$

Environ 40% de ces Supernovae possèdent un redshift spectral de leur galaxie hôte (majoritairement des relevés SDSS). 50% proviennent des caractéristiques des spectres des supernovae elles mêmes, et 10% de raies d'émissions de la galaxie hôte ayant contaminées le spectre de la SNIa. Il est à noté que pour les 2 derniers points, la précision n'est que de l'ordre de 5%, insuffisant pour la cosmologie. Cependant, plus de 95% des galaxies hôtes ont une magnitude supérieure à 20 mag, ce qui signifie que d'autres relevés (comme par exemple DESI) pourraient à posteriori mesurer et fournir les redshift manquant.

ZTF a donc montré sa capacité à débusquer et classifier pas moins de 1000 Supernovae de type Ia par an, très loin devant l'actuel (ancien) leader à bas redshift Pantheon ([SCOLNICK et al., 2018](#)) avec 1048 SNeIa sur les 20 dernières années, dont seulement 210 à un redshift $z < 0.1$. Leur plus récente publication (Pantheon+ [SCOLNICK et al. \(2021\)](#)) fait état de 1550 SNeIa, dont 389 à $z < 0.1$.

Nous parlerons dans le dernier chapitre de ce manuscrit de la nouvelle Data Release 2 en cours d'étude, des premiers résultats obtenus sur les courbes de lumières ainsi que des ouvertures sur la dérivation de paramètres cosmologiques. Rappelons que tout cela se base sur la capacité, certes, à détecter les Supernovae grâce à la caméra ZTF, mais également à leur classification. Cette étape a été peu détaillée dans ce chapitre mais est cruciale pour éviter toute contamination des échantillons de SNeIa, induisant des biais dans la dérivation des paramètres cosmologiques ([JONES et al., 2017](#)). Comme nous l'avons mentionné au tout début de la Section 2.1, cette classification se fait grâce à un spectrographe 3D monté sur le télescope P60. Le chapitre suivant est tout naturellement dédiée à la présentation de cet instrument.

Un spectrographe 3D : La Spectral Energy Distribution machine

Sommaire

3.1	Présentation de l'instrument	34
3.1.1	Principe d'un IFS	34
3.1.2	La SEDm	35
3.2	Extraction des spectres du CCD et création des cubes de données	36
3.2.1	Identification des traces	37
3.2.2	Solution en longueur d'onde	38
3.2.3	Identification spatiale	39
3.2.4	Construction du cube 3D	39
3.3	Actuelle méthode d'extraction de source ponctuelle	40
3.3.1	Localisation de la cible	40
3.3.2	Extraction de la source ponctuelle	41
3.3.3	Calibration en flux	42
3.4	Classification	43
3.5	Contamination par la galaxie hôte	44

Dans le chapitre précédent, nous avons présenté la collaboration Zwicky Transient Facility et nous nous sommes focalisés sur la caméra principale de 47deg^2 montée sur le P48 au Mont Palomar. Cette caméra permet à ZTF de détecter 10^5 événements transitoires ou variables, en scannant l'entièreté du ciel Nord visible chaque nuit, à la vitesse vertigineuse de $3760\text{deg}^2/\text{heure}$. Parmi ces événements, $\mathcal{O}(10)$ correspondent à de nouveaux événements transitoires non répertoriés : Les Supernovae. Comme expliqué dans le Chapitre 1.4, seules les Supernovae de type Ia sont d'intérêts dans la cosmologie, de part leur propriété de chandelle standardisable. Il faut donc les classifier. Pour cela, on utilise leur spectre, dont les raies d'absorbtion/émission sont caractéristiques d'un type à l'autre de SN. Ainsi, ZTF possède également un spectrographe 3D monté sur le télescope P60 au Mont Palomar (Figure 2.2) spécialement conçu à cet effet. Nous présentons dans ce chapitre ce spectrographe, la Spectral Energy Distribution machine (SEDm).

3.1 Présentation de l'instrument

3.1.1 Principe d'un IFS

Le spectrographe 3D SEDm est ce qu'on appelle un IFS pour Integral Field Spectrograph. Sans surprise, c'est un instrument qui permet de recueillir le spectre du ciel sur un champ de vue bidimensionnel. Ainsi et indépendamment de la méthode utilisée, le produit final avec cet instrument correspond à un cube de données ayant 2 dimensions spatiales ((x, y) ou (RA, Dec)) et une dimension spectrale (longueur d'onde λ ou une vitesse). Dans tout le manuscrit, cette notion de 3D/cube 3D fera systématiquement référence aux dimensions " x, y, λ ".

Un IFS est composé de 2 parties : le spectrographe qui va disperser la lumière incidente, et l'IFU (Integrated Field Unit). Le rôle de l'IFU est de diviser le plan spatial 2D du champ de vue en un réseau continu et concentré de lumière. Ce réseau est ensuite donné en entrée au spectrographe qui va se charger de le disperser sur le détecteur.

Il existe 3 types principaux d'IFU, schématisés dans la Figure 3.1.

- **Le réseau de micro-lentilles** conceptualisé par [BACON et al. \(1995\)](#) (qui s'apparente aux yeux composites de certains insectes) : C'est le système utilisé par la SEDm, mais également par l'IFS SAURON ([BACON et al., 2001](#)) dans le projet ATLAS3D ([CAPPELLARI et al., 2011](#)) ou encore SNIFS ([LANTZ et al., 2004](#)). Dans ce système, l'image bi-dimensionnelle est fractionnée par un réseau de micro-lentilles (le MLA, microlens array). Chaque élément est ensuite concentré et dispersé par le spectrographe (voir Figure 3.1). Pour éviter au maximum le chevauchement des spectres sur le détecteur, le réseau de lentille est légèrement incliné. Le désavantage principal de cette technique est le court intervalle de longueur d'onde dispersable sans induire de chevauchement.
- **Le paquet de fibre** comme avec l'IFS du relevé MaNGA d'SDSS ([YAN et al., 2016](#)) qui peut être utilisé en combinaison ([BARDEM et WADE, 1988](#)) ou non ([ALLINGTON-SMITH et al., 1997](#)) de réseau de micro-lentilles. Ici la lumière n'est pas concentrée par des lentilles mais acheminée par un paquet de fibres optiques "à la chaîne" jusqu'à la fente du spectrographe. Le premier avantage est bien évidemment la flexibilité des fibres. Mais en contrepartie l'échantillon du ciel disperé devient non contigu, à cause de la forme circulaire des fibres. Il est possible de pallier à cet effet en ajoutant un réseau de micro-lentilles (lui contigu) entre le plan focal et le paquet de fibres.
- **Le "trancheur d'image"** qui est la méthode la plus ancienne ([BOWEN \(1938\)](#), [CONTENT \(1997\)](#)) utilisée par exemple avec le NIFS (near-infrared integral field spectrograph, [MCGREGOR et al. \(2003\)](#)). Cette méthode utilise un miroir segmenté en fines sections horizontales. Chacune de ces sections va diriger la lumière incidente dans des directions légèrement différentes jusqu'à un second miroir segmenté. Ce dernier va réarranger les tranches incidentes non pas l'une au dessus de l'autre, mais de façon étalées, "à la chaîne" comme avec la méthode fibrée. L'agencement est ensuite dispersé par la fente du spectrographe. Cette méthode permet de conserver la contiguïté du champ de vue, mais est en contrepartie couteuse et difficile à concevoir.

Les données brutes obtenues à partir d'un IFS sont ainsi sous la forme de multiples spectres (de plusieurs dizaines à plusieurs milliers) étalés (la trace) sur le détecteur, chacun

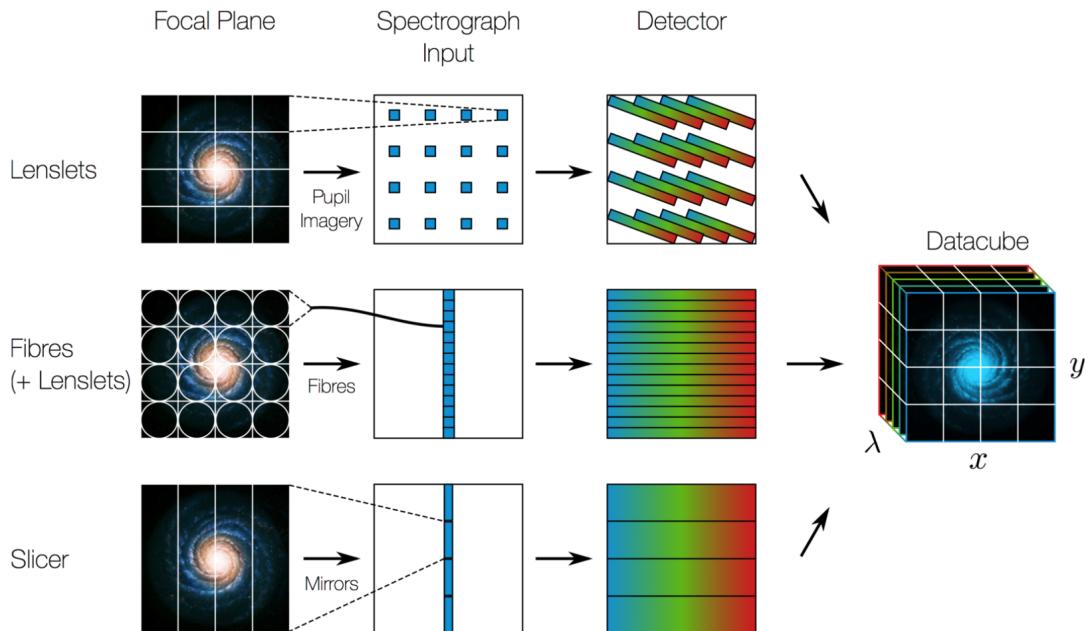


FIGURE 3.1 – Fonctionnement d'un IFS pour différents types d'IFU. La SEDm utilise un système d'agencement de micro-lentilles (cas du haut) (*Crédit M. Westmoquette, adaptée de ALLINGTON-SMITH et CONTENT (1998)*)

ayant pour origine un élément individuel de l'IFU. Ces éléments sont en quelques sortes des pixels spatiaux, que l'on contracte communément par le terme de spaxels. La reconstruction du cube de données se fait en extrayant chaque spectre du détecteur, et en les réarrangeant dans le même espace géométrique que le plan focal du télescope (nous détaillerons ce processus dans la section suivante).

3.1.2 La SEDm

Focalisons nous maintenant sur notre instrument, la Spectral Energy Distribution machine, présenté par [BLAGORODNOVA et al. \(2018\)](#). Comme mentionné plusieurs fois, celui ci est monté sur le télescope P60 (Cassegrain) au Mont Palomar depuis Août 2016. Une vue d'ensemble de l'instrument est présenté dans la Figure 3.2, où l'on peut voir qu'il est composé de deux canaux : l'IFU et la “Rainbow Camera” (RC), montés sur un agencement en forme de T. Cette caméra d'acquisition multi-bande est accompagnée de 4 filtres photométriques u' , g' , r' et i' .

Les 2 caméras de la SEDm sont des Princeton Instruments identiques : une PIXIS 2048B et une PIXIS 2048B_Excelon chacun avec 2048×2048 pixels de taille $13,5 \mu\text{m}$.

La Rainbow Camera est utilisée pour le guidage, la calibration, l'acquisition de cible ou encore l'imagerie scientifique. Le champ de vue de $13' \times 13'$ est divisé en 4 quadrants, un pour chacun des filtres $u'g'r'i'$.

L'IFU de la SEDm fonctionne sur la méthode du réseau de micro-lentilles, le MLA. Celui ci couvre un champ de vue de $28 \times 28''$, avec 45×52 lentilles hexagonales. Le faisceau de lumière projeté par ces lentilles passe dans un triple prisme avec une résolution spectrale achromatique de $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \sim 100$. Comme illustré dans la Figure 3.2, c'est la RC qui est alignée avec la lumière directe en provenance du Cassegrain. Il faut donc en

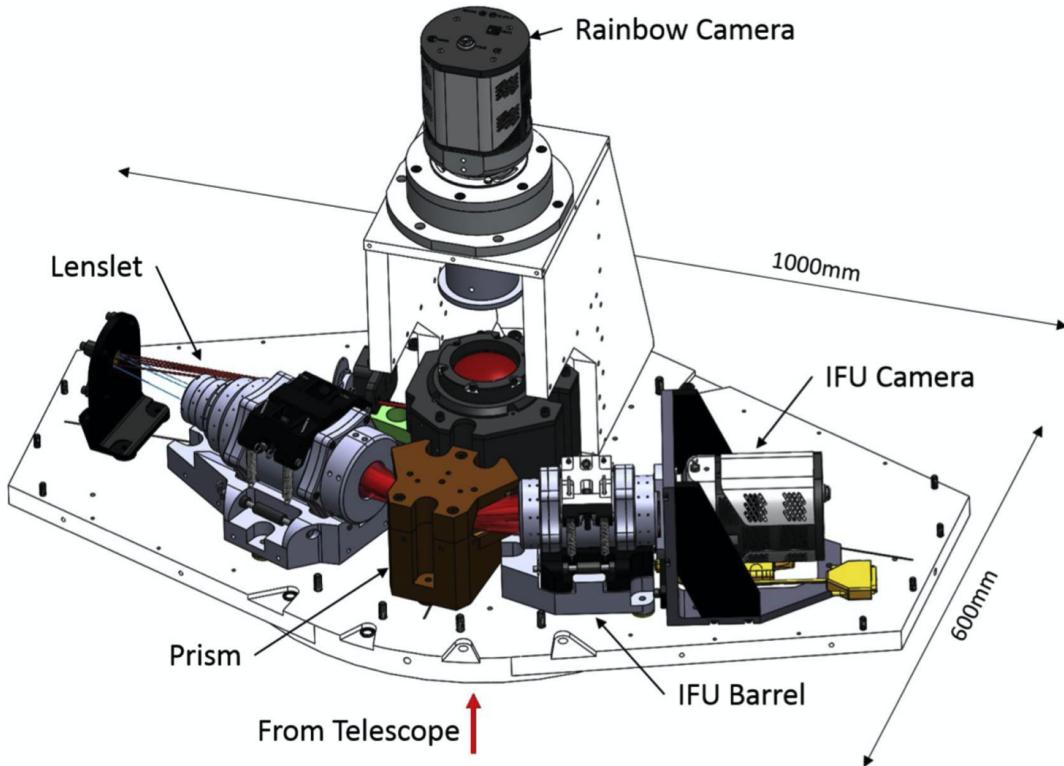


FIGURE 3.2 – Vue d’ensemble de la SEDm ([BLAGORODNOVA et al., 2018](#)). La source de lumière du Cassegrain est indiqué par la lumière rouge. L’instrument photométrique, la RC, est situé en haut au centre et récolte directement la lumière. Pour l’IFU, la lumière est redirigée jusqu’à un miroir que l’on peut voir tout à gauche de la représentation. Elle est ensuite réfléchie dans le MLA (Lenslet). La lumière de chaque micro-lentille du MLA passe ensuite dans le prisme (en marron au centre) pour y être dispersé et focalisé par l’optique (IFU Barrel) sur le détecteur (IFU Camera).

dévier une partie qui sera transmise à la caméra de l’IFU : cela est effectué avec un prisme d’interception centré sur le faisceau incident, qui va rediriger le champ de $28 \times 28''$ vers un miroir. Les images photométriques de la RC ont donc en leur centre un masque qui correspond au champ de vue de l’IFU. Ainsi pour faire l’acquisition d’une cible avec l’IFU, il faut d’abord effectuer une acquisition avec la RC sur laquelle un fitter d’astrométrie est appliquée. Cette étape fournit une information précise sur le pointage du télescope, et permet donc d’appliquer l’offset nécessaire pour positionner la cible au centre du champ de vue de l’IFU.

3.2 Extraction des spectres du CCD et création des cubes de données

Dans cette section nous allons détailler la procédure et le pipeline associé permettant de reconstruire les cubes de données à partir des images brutes 2D obtenues sur le CCD de l’IFU. Ce passage 2D → 3D nécessite d’identifier 3 éléments :

- ◊ La localisation de la lumière des spaxels sur le CCD : la trace.
- ◊ La correspondance entre la localisation de la trace sur le CCD et la position du spaxel dans le plan focal.
- ◊ La cartographie de la dispersion spectral qui permet de convertir chaque pixel du CCD en longueur d'onde (et vice versa).

Ces trois étapes de calibration sont effectuées durant l'après-midi afin d'optimiser le temps d'observation. Durant les acquisitions scientifiques, certaines corrections que nous aborderons plus loin sont effectuées en temps réels.

Toute cette démarche a été implémenté dans le pipeline public **PYSEDM**¹, conçu par **RIGAULT et al. (2019)** et la suite de cette section résumera une grande partie de cette publication.

3.2.1 Identification des traces

Commençons par l'identification des traces sur le CCD. Pour cette étape on effectue une exposition du dome qui sera l'équivalent d'un flat 3D pour la calibration de l'IFU (les dark et les bias sont directement corrigés sur les images du CCD).

Rappel des images de calibrations.

- **Le flat** correspond à une acquisition d'une lumière uniforme, ce qui permet de mesurer la réponse relative de chaque pixel d'un détecteur. En divisant les images de science par ce flat, on uniformise alors la réponse de chaque pixel, ce qui permet de corriger d'éventuels effets de vignettage (habituellement dominant sur les bords du détecteur). Pour le mesurer, il faut illuminer le détecteur avec une lumière uniforme.
- **Le dark** lui permet de corriger le bruit dû aux longues expositions. Une caméra CCD (ou un capteur CMOS comme dans les Reflex) génère un bruit thermique, dont l'intensité dépend de la température, du temps de pose et des ISO. Pour diminuer ce bruit, on soustrait le dark aux images de science. On crée les dark dans les mêmes conditions que les observations (temps d'exposition, température, ISO etc). Ces images sont prises dans le noir, avec un couvercle devant l'objectif ou un obturateur devant la caméra par exemple.
- **Le bias** va quant à lui corriger le bruit inhérent à la caméra : le bruit de lecture. Tout comme le dark, il se soustrait aux images de science. Tout comme le dark, ces images ce fond dans le noir, mais avec le temps d'exposition minimal atteignable par la caméra.
- **Le dark-flat** est comme le dark, mais pour les images flat.

Pour chaque type d'image, on procède à l'acquisition d'un certain nombre que l'on combine pour former les Master images (Master bias, Master dark etc).

1. <https://github.com/MickaelRigault/pysedm>

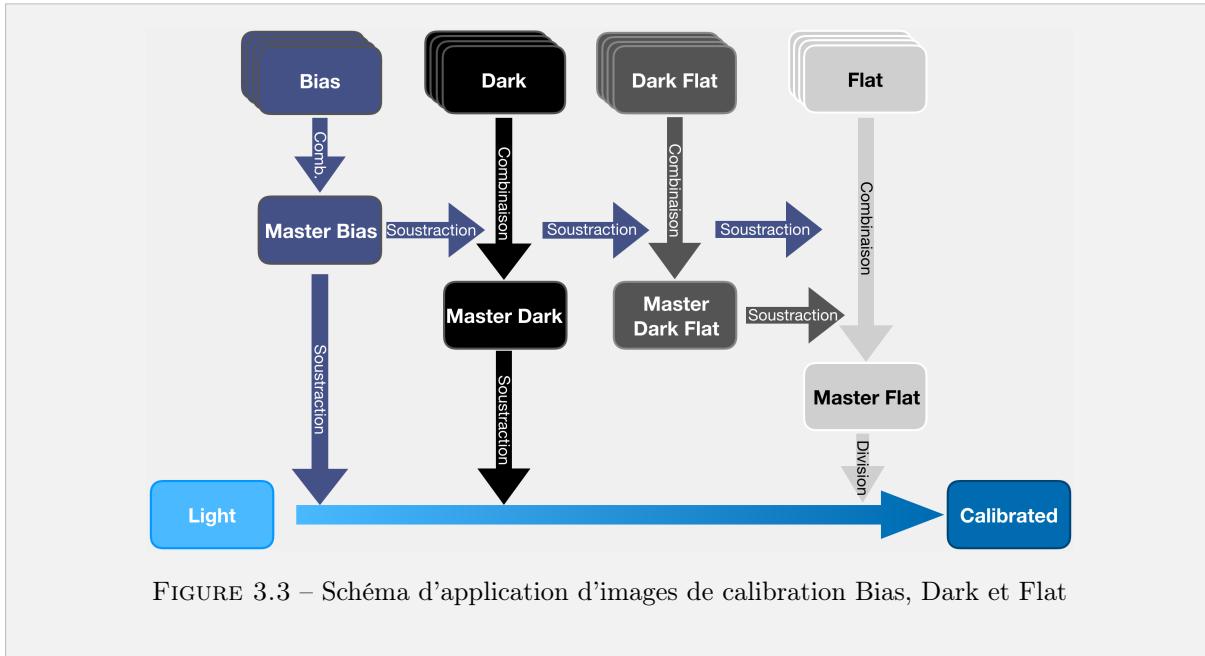


FIGURE 3.3 – Schéma d’application d’images de calibration Bias, Dark et Flat

Une exposition CCD du dome est représentée dans la Figure 3.4a. L’isolation de la lumière dispersée par chaque spaxel se fait en définissant une ellipse via la méthode EXTRACT de SEP¹ (BARRY, 2016) (implémentation python de SExtractor BERTIN et ARNOULTS (1996)). La trace des spaxels est ensuite isolée en considérant un rectangle à partir des informations de l’ellipse, de sorte que 95.5% de la lumière soit encapsulée. L’intervalle de longueur d’onde ainsi isolé va de 3500 à 9500 Å, respectivement de droite vers la gauche. Un masque 2D pondéré est ensuite créé prenant en compte la fraction de l’aire de chaque pixel présent dans le contour défini de la trace. Un spectre pour chaque spaxel est ainsi extrait en unité de “count” par pixel.

3.2.2 Solution en longueur d’onde

On passe maintenant à l’étape qui va permettre d’associer pour chaque pixel une longueur d’onde, et ce pour chaque spaxel indépendamment. Pour cette calibration, on utilise 3 lampes à arc qui émettent de fortes raies d’émissions à des longueurs d’onde connues :

Hg Lampe à mercure avec 4 raies d’émission.

Cd Lampe à cadmium avec 4 raies d’émission.

Xe Lampe à xenon avec 6 raies d’émission.

La procédure est la suivante (et illustré dans la Figure 3.4b) :

- (a) Exposition du CCD pour chaque lampe à arc.
- (b) Extraction du spectre de chaque spaxel (en unité de pixel) pour chaque exposition.

1. <http://github.com/kbarbary/sep>

- (c) Fit indépendant pour chaque spaxel et pour chaque lampe. Pour cela un continuum polynomial de 3^e ordre est utilisé associé à une combinaison de Gaussiennes (autant qu'il y a de raies d'émission).
- (d) Fit conjoint des 14 centroids des raies d'émission en fonction de leur longueur d'onde attendue. Un polynôme de degré 5 est utilisé pour cette étape.

La précision atteinte pour la solution en longueur d'onde est de l'ordre de 3Å au centre de l'IFU, mais peut monter à $\sim 10\text{\AA}$ sur les bords.

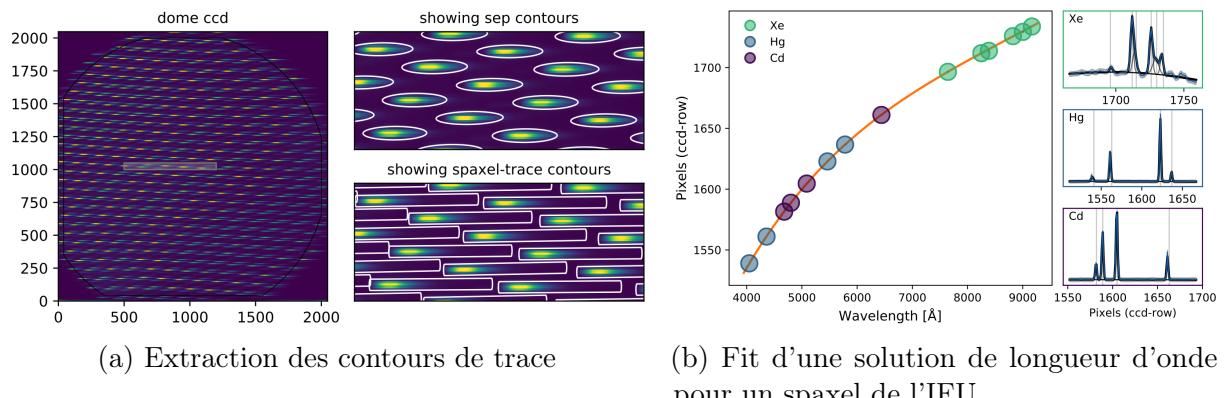


FIGURE 3.4 – Extraction de traces (*à gauche*) et fit de solution en longueur d'onde (*à droite*) pour la SEDm (de [RIGAULT et al. \(2019\)](#))

3.2.3 Identification spatiale

La dernière étape avant la construction du cube est l'identification spatiale, afin de récupérer la structure hexagonale du réseau de micro lentilles. Cette procédure est purement géométrique et est détaillée en 8 étapes dans la section 2.1.3 de [RIGAULT et al. \(2019\)](#). Le résultat final est une grille hexagonale, avec pour chaque hexagone un identifiant associé au spaxel correspondant ainsi que les coordonnées de chaque vertex. Combinés aux spectres extraits de chaque spaxel, cela permet de cartographier la position de chaque spaxel, et ainsi reconstruire le MLA.

3.2.4 Construction du cube 3D

Vient enfin la reconstruction d'un cube après une acquisition scientifique. Comme expliqué au début de ce chapitre, toutes les observations d'une nuit sont calibrées à partir des informations de calibrations faites durant l'après-midi (bias, dark, flat, solution en longueur d'onde, localisation de trace etc). Cependant certains de ces paramètres peuvent varier au cours de la nuit, c'est pourquoi 2 étapes de corrections sont appliquées à chaque nouvelle exposition : Une pour la localisation des traces, l'autre pour la solution en longueur d'onde. Voici les étapes principales de reconstruction d'un cube 3D à partir d'une image 2D du CCD (on ne détaillera pas ici chacune des étapes mais nous invitons le lecteur à consulter [RIGAULT et al. \(2019\)](#) pour plus d'information technique) :

- (a) Optimisation de la localisation des traces en effectuant une correction verticale de l'ensemble du réseau.
- (b) Soustraction du background du CCD, construit à partir des pixels qui sont en dehors des traces.
- (c) Extraction des spectres en unité de count par pixel, projection dans l'espace des longueur d'onde grâce à la solution en longueur d'onde, puis création du cube grâce à la l'identification spatiale des spaxels.
- (d) Estimation de la déviation en longueur d'onde en mesurant les raies telluriques et du ciel (connues). Cette correction $\Delta\lambda$ est ensuite convertie en une correction horizontale Δi de pixel.
- (e) Répétition de l'étape (c) en corrigeant de la déviation Δi mesurée dans (d) lors du passage de l'espace des pixels vers l'espace des longueur d'onde.
- (f) Application du cube Flat (exposition du dome) pour corriger la réponse relative des spaxels.

3.3 Actuelle méthode d'extraction de source ponctuelle

3.3.1 Localisation de la cible

Avant d'extraire la source ponctuelle ciblée avec l'IFU, encore faut-il pouvoir la localiser dans le MLA.

Le faible champ de vue de l'IFU de la SEDm ne permet habituellement pas d'observer simultanément de nombreuses sources. En générale, seule la cible et sa galaxie hôte sont visibles dans la MLA, ce qui ne permet pas d'en résoudre la solution astrométrique.

Une première option triviale est de la localiser manuellement. Mais l'automatisation de cette étape est bien entendue privilégiée. Dans le cas de l'observation d'une étoile standard isolée (pour la calibration photométrique), il est suffisant d'estimer sa position à partir des spaxels les plus brillants (ou la médiane de la position de N spaxels pour éviter un outlier comme un rayon cosmique).

Mais dans le cas de l'observation d'un transient, c'est un peu plus subtil. Cette dernière peut en effet être accompagnée de sa galaxie hôte dans le champ de vue, et la méthode des spaxels brillants ne marche en générale plus.

Nous avons mentionné dans la section 3.1.2 que la SEDm était, en plus de l'IFU, équipée d'une Rainbow Camera, un canal photométrique avec un champ de vue bien plus important de $13' \times 13'$. Le prisme d'interception pour l'IFU étant fixé, il est possible de déterminer une solution WCS (World Coordinate System) à partir des images de guidage, et de les projeter dans le MLA à une longueur d'onde de référence arbitraire. La solution WCS permet ainsi de passer de l'espace des pixels/spaxels à l'espace des coordonnées célestes *et vice versa*. Connaissant la position céleste de la cible (par détection photométrique avec la caméra ZTF), on peut ainsi déterminer sa position dans le MLA. Cette méthode est précise à environ $1 - 2''$ près.

3.3.2 Extraction de la source ponctuelle

Une fois la position de la cible connue, on peut à présent en extraire le spectre du cube de données. La première étape est de modéliser la source ponctuelle, qui est entièrement définie par sa position, sa fonction d'étalement de point (PSF), et son amplitude. Il faut à cela rajouter une composante de fond, le background, qui doit modéliser le ciel (constante) mais également la lumière de la galaxie hôte, considéré ici comme un background structuré.

Le processus d'extraction est la scission du cube 3D en $N \times 2D$ meta-tranches indépendantes (1 meta-tranche étant un empilement de n tranches pour un meilleur ratio signal/bruit), l'extraction de la source ponctuelle dans chacune d'elles, et enfin l'extrapolation à tout le cube en modélisant la chromaticité. Dans un premier temps le pipeline `PYSEDM` considère un disque de rayon 10 spaxels autour de la position de la cible estimée avec les images de guidage (section 3.3.1). Cette position est une condition initiale, et permet de se limiter à un sous-cube (un cylindre de rayon 10 spaxels).

Raisonnons en 2D. Dans chaque meta-tranche nous avons à déterminer :

- **Le background**, qui est structuré à cause de la présence potentielle de la galaxie hôte dans le champ de vue, est modélisé par un polynôme d'ordre 2, et a ainsi 3 paramètres libres.
- **L'amplitude** de la source ponctuelle, 1 paramètre libre.
- **La position** (x, y) de la source ponctuelle, 2 paramètres libres.
- **La PSF** de la source ponctuelle, modélisée par une combinaison linéaire Gaussienne + Moffat ([BUTON \(2009\)](#), [BUTON et al. \(2013\)](#)). Ce modèle est paramétré avec 3 paramètres libres dans [RIGAULT et al. \(2019\)](#) : le rayon de la Moffat, celui de la Gaussienne et le poids entre les deux distributions. Il faut également rajouter 2 paramètres libres d'ellipticité (un pour l'angle, l'autre pour l'excentricité).

Tous ces paramètres sont fittés pour chaque meta-tranches prises indépendamment les unes des autres.

Le set de paramètres ainsi obtenu est utilisé pour déterminer la chromaticité de la position et de la PSF. L'amplitude et le background sont des paramètres de nuisance à ce stade. Dans `PYSEDM`, la chromaticité de l'ellipticité, du rayon de la Moffat et du poids entre la Gaussienne et la Moffat sont modélisés par une constante. La chromaticité du rayon de la Gaussienne est modélisé par une loi de puissance. Quant à la position, sa chromaticité est due à la réfraction de la lumière par l'atmosphère. C'est ce qu'on appelle l'ADR (Atmospheric Differential Refraction). Nous détaillerons en détail cet effet et sa modélisation dans la Partie II de ce manuscrit (Section 6.2.3). Ainsi, les paramètres des modèles de chromaticités sont à leur tour fittés à partir du set de paramètres obtenu avec les $N \times 2D$ meta-tranches.

Une fois cela effectué, la PSF et la position de la cible sont fixées pour chaque longueur d'onde, et un dernier fit linéaire sur l'ensemble du cube est effectué pour les paramètres du background et de l'amplitude de la PSF. L'extraction de cette amplitude à chaque longueur d'onde du cube de données fournit ainsi le spectre de la source ponctuelle.

3.3.3 Calibration en flux

Le spectre extrait dans la section 3.3.2 étant en unité de pseudo-ADU (Analog to Digital Units), il faut à présent procéder à sa calibration afin de pouvoir l'exprimer en unité de flux physique. Le spectre d'une source astronomique observée peut être exprimé suivant le formalisme suivant (BUTTON et al., 2013) :

$$S(\lambda, t, z) = S^*(\lambda, t) \times \mathcal{C}(\lambda, t) \times T_{atm}(\lambda, t, z) \quad (3.1)$$

Avec $S^*(\lambda, t)$ le spectre instrinsèque de la source en unités physiques ($erg/cm^2/s/\text{\AA}$), $\mathcal{C}(\lambda, t)$ la réponse instrumentale, et $T_{atm}(\lambda, t, z)$ la transmission atmosphérique, qui dépend de la masse d'air le long de la ligne de visée. Calibrer un spectre revient donc à déterminer \mathcal{C} et T_{atm} pour isoler S^* .

En toute rigueur, la transmission atmosphérique devrait être décomposée en composantes physiques bien connues comme la diffusion de Rayleigh, la diffusion aérosol, l'absorption de l'ozone et l'absoption telluriques (HAYES et LATHAM (1975), WADE et HORNE (1988), STUBBS et al. (2007)).

Dans le cadre de la SEDm, le but n'étant pas de faire une étude spectrophotométrique des sources observées, ce formalisme a été fortement simplifié et est exprimé tel que :

$$S(\lambda, t, z) = S^*(\lambda, t) \times [\mathcal{C}(\lambda, t) + \mathcal{T}(\lambda, t, z)] \quad (3.2)$$

Où \mathcal{T} représente l'absoption tellurique. Les spectres telluriques utilisées sont ceux du Kitt Peak National Observatory¹, scindés en deux catégories de longueur d'onde : l' O_2 et l' H_2O . L'absoption tellurique est alors exprimée suivant :

$$\mathcal{T}(z) = \mathcal{T}_{\text{O}_2} \times (c_{\text{O}_2} + z^{\rho_{\text{O}_2}}) + \mathcal{T}_{\text{H}_2\text{O}} \times (c_{\text{H}_2\text{O}} + z^{\rho_{\text{H}_2\text{O}}}) \quad (3.3)$$

Où les amplitudes relatives c_i et les dépendances en masse d'air ρ_i sont des paramètres libres. Quant à la réponse instrumentale \mathcal{C} , elle est modélisée par un polynome de Legendre d'ordre 20.

La détermination des composantes \mathcal{C} et \mathcal{T} est alors la suivante :

- (a) On observe des étoiles standard du catalogue Calspec (BOHLIN et al., 2014) avec la SEDm.
- (b) On en extrait le spectre en pseudo-ADU avec la méthode d'extraction de source ponctuelle (Section 3.3.2).
- (c) On récupère dans les archives calspec² le spectre spectrophotométrique correspondant à l'étoile standard observée.
- (d) Les composantes de réponse instrumentale \mathcal{C} et d'absoption telluriques \mathcal{T} sont fittées simultanément en minimisant la quantité $(S_{ADU}/S_{ref}) - (\mathcal{C} + \mathcal{T})$.

Au moins une étoile standard est observée chaque nuit. La calibration d'une observation scientifique se fait en considérant la masse d'air associée (l'absoption tellurique est airmass-dépendante). On obtient alors le spectre calibré simplement en effectuant l'opération :

$$S^*(\lambda, t, z) = \frac{S_{ADU}(\lambda, t)}{\mathcal{C}(\lambda, t) + \mathcal{T}(\lambda, t, z)}$$

¹. <http://www.noao.edu/kpno/>

². https://archive.stsci.edu/hlsp/references-atlases/cdbs/current_calspec/

On appelle la quantité $(\mathcal{C} + \mathcal{T})$ la courbe de sensibilité inverse. La précision de la calibration en flux des spectres de science acquis avec la SEDm en utilisant le pipeline **PYSEDM** est de l'ordre de quelques pourcents.

3.4 Classification

Rappelons que le rôle premier de la SEDm au sein de la collaboration ZTF est la classification des événements transitoires.

Les deux classificateurs spectraux principaux existants sont **SUPERFIT** (HOWELL et al., 2005) et **SNID** (BLONDIN et TONRY, 2007). **SUPERFIT** est un software écrit en IDL utilisant une méthode de minimisation de χ^2 , et **SNID** est quant à lui écrit en **FORTRAN** et utilise l'algorithme de corrélation croisée de TONRY et DAVIS (1979). Nous pouvons également mentionner le plus récent classificateur de supernovae **DASH** (MUTHUKRISHNA et al., 2019), utilisant une approche de deep learning.

Dans le pipeline de réduction de données de la SEDm, c'est le classificateur **SNID** qui est utilisé. Ce dernier est disponible publiquement¹ et régulièrement mis à jour. Pour effectuer l'analyse des corrélations entre le spectre d'entrée et la base de données, un pré-traitement est effectué (section 2.3 de BLONDIN et TONRY (2007)). Celui-ci consiste en (1) Binner le spectre d'entrée en coordonnées $\ln(\lambda)$, (2) Diviser par le continuum du spectre estimé à partir d'une spline d'ordre 13 et enfin (3) Appliquer un filtre passe-bande d'ordre 4.

La fiabilité de la classification est quantifiée par 2 paramètres : le ratio “hauteur-bruit” r qui quantifie l’importance du pic de la fonction de correlation normalisée, et le paramètre de superposition des spectres ($rlap$), qui est par définition compris entre $0 < rlap < \ln(\lambda_1/\lambda_2)$ (où λ_1 et λ_2 sont les extrêmes de l'intervalle de longueur d'onde communs entre le spectre d'entrée et les spectres de la base de données).

Associés, ces deux paramètres forment un paramètre de qualité, le $rlap = r \times ldp$. Dans la section 6.1 de BLONDIN et TONRY (2007), il est montré qu’avec un $rlap \gtrsim 5$ la confusion entre une SNIa et un autre type est quasi non-existent ($\lesssim 2\%$) sans aucune contrainte sur le redshift ou la phase de la supernova.

De ce fait, **PYSEDM** rapporte tout spectre classifié quelque soit le type lorsque le paramètre de qualité $rlap > 5$. Nous présentons dans la Figure 3.5 un exemple d'extraction de source ponctuelle avec **PYSEDM** et sa classification avec **SNID**.

La banque de modèles utilisée comme référence pour la classification est une combinaison de plusieurs set de données :

- Le set d’entraînement utilisé par **DASH** (MUTHUKRISHNA et al., 2019) : celui-ci est composé du **TEMPLATE-2.0** de **SNID**, de **SNIb/c** de LIU et MODJAZ (2014), MODJAZ et al. (2016) et LIU et al. (2016), ainsi que des spectres du programme SN Ia 7.0 de Berkeley (SILVERMAN et al., 2012).
- Les spectres **SNIIP** de GUTIÉRREZ et al. (2017).
- Les spectres **SLSN-Ic** de LIU et al. (2017).
- Plusieurs **SLSN-I**, **SLSN-IIIn** et **TDE** ajoutés par J.D.Neill.

¹. <https://people.lam.fr/blondin.stephane/software/snid/>

Les spectres pour lesquels la date du maximum de luminosité ont été retirés. La banque de données finale utilisée pour SNID contient 3288 spectres de 312 SNe Ia, 1055 spectres de 80 SNe Ib/c, 620 spectres de 33 SNe II, 207 spectres de 35 SLSNe, 29 spectres de 7 TDE, 15 spectres de 3 LBVs, 11 spectres de 11 galaxies, 11 spectres de M-stars, et 1 spectre de 1 AGN.

3.5 Contamination par la galaxie hôte

Il est indéniable que le pipeline `PYSEDM`, de par sa polyvalence et son automatisation, est d'une grande efficacité en ce qui concerne la réduction de données et l'extraction de sources ponctuelles.

Cependant cela n'est rendu possible que lorsque la source ponctuelle est isolée de sa galaxie hôte dans le champ de vue de l'IFU. Dans le cas contraire, nous entrons dans un régime de contamination qui nuit à la qualité de l'extraction, et a fortiori peut empêcher la classification spectral de la supernova. Sachant que la FWHM d'une source ponctuelle est de l'ordre de 2'' pour la SEDm, il est raisonnable de considérer une contamination croissante par la galaxie hôte lorsque la distance angulaire passe en deçà des 4'', jusqu'à être presque confondu dans le coeur de la galaxie hôte en deçà de 2'' (n'oublions pas que le bulbe de la galaxie est également étendue). Hors nous pouvons voir dans la Figure 3.6 ([FREMLING et al., 2020](#)), que près de 60% des SNeIa sont à une distance angulaire inférieur à 4'', et 40% pour les supernovae à effondrement de coeur. Cette fraction passe à 45% et 25% en deçà de 2'' pour les SNeIa et CC SNe respectivement, et environ 20% et 10% en deçà de 1''.

Dans le cadre d'une observation où la source ponctuelle est faiblement contaminée par son hôte, une sensible amélioration de la méthode d'extraction a été apporté par [KIM et al. \(2022\)](#) avec ses modules `BYECR` et `CONTSEP` :

- `BYECR` a pour rôle de retirer les rayons cosmiques après construction des cubes de données, afin d'utiliser les informations spatiales. Ce module va normaliser le flux de chaque voxel en le divisant par le flux moyen dans un interval de $[-10, 10]$ tranches spectrales. Une comparaison est ensuite effectué entre le flux du voxel considéré et celui de ses 6 (structure hexagonale) voisins. Un écart supérieur à 5σ est considéré comme une présence d'un rayon cosmic, et le voxel en question est ainsi ignoré lors de l'extraction spectral de la source ponctuelle.
- `CONTSEP` Le but ici est de tenter d'ignorer automatiquement les spaxels où le flux est dominé par celui de la galaxie hôte. L'idée est de trouver le contour d'isomagnitude le moins brillant qui sépare la galaxie de la source ponctuelle. [KIM et al. \(2022\)](#) (Section 2.2 et Figure 2) utilise les images dans la bande r du relevé PANSTARRS ([CHAMBERS et al., 2016a](#)), dans lesquels une source ponctuelle fictive de magnitude 16 est insérée à la position céleste de détection. Cela permet alors de récupérer les contours d'isomagnitude, et ainsi ne sélectionner "que" les spaxels de la source ponctuelle lors de son extraction.

Vis à vis du problème de la contamination par la galaxie hôte, seul `CONTSEP` est d'intérêt. Seulement, celui ci n'apporte qu'une augmentation de l'ordre de 0.5% du nombre de spectres classifiés (Table 2 de [KIM et al. \(2022\)](#)), aucun changement notable dans la

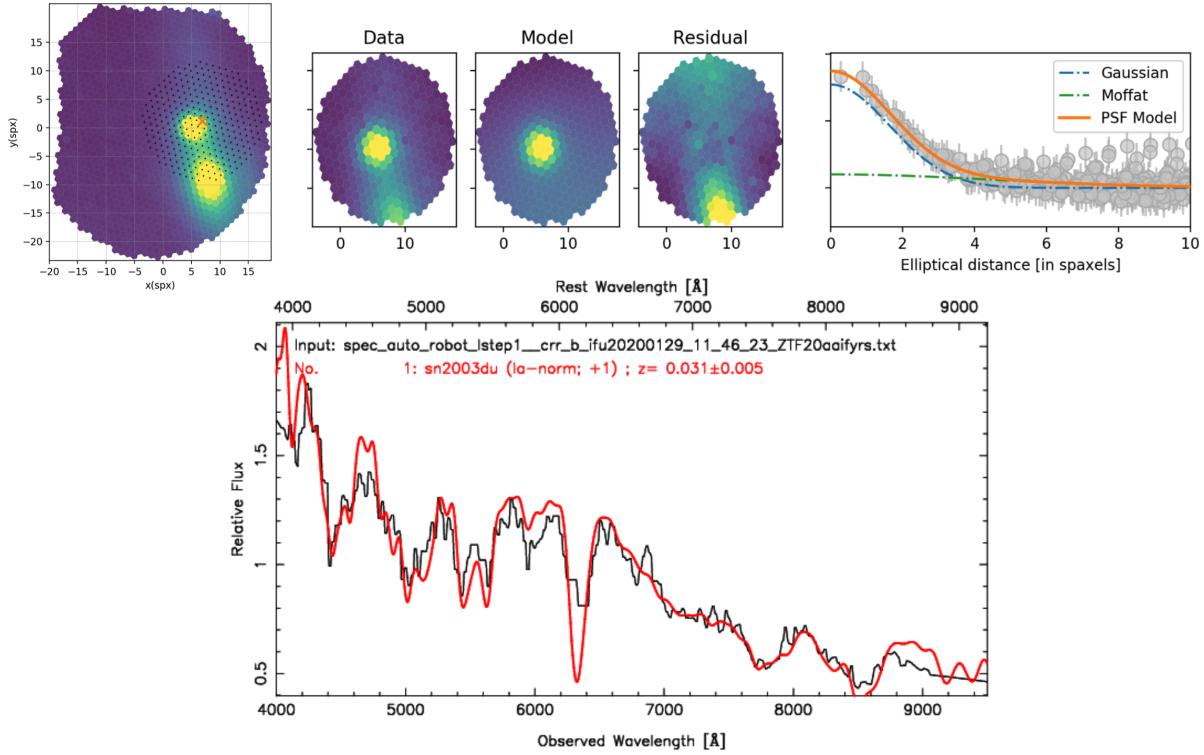


FIGURE 3.5 – Exemple d’extraction de source ponctuelle avec **PYSEDM** : ZTF20aaifyrs. *En haut, de gauche à droite :* (a) Image 2D intégré du cube 3D extrait suivant les étapes de la section 3.2. La croix orange indique la position estimée de la source ponctuelle à partir des images de guidages de la RC (section 3.3.1). Les marqueurs noirs correspondent aux spaxels considérés pour l’extraction de la source. (b) Meta-tranche intégrée entre $\lambda = [5750 - 6167]\text{\AA}$ centré sur la position estimée de la source ponctuelle et de rayon 10 spaxels. (c) Modèle fitté avec la composante de background et la PSF (section 3.3.2). (d) Résidu Data-Modèle, le signal résiduel en bas correspond à un bout de la galaxie hôte. (e) Profil radial de la source ponctuelle, exprimé en pseudo-ADU en fonction du rayon elliptique après soustraction du modèle de background. La courbe bleue représente la composante Gaussienne, la courbe verte la Moffat et la courbe orange le profil modélisé total. Les données sont représentées par les marqueurs gris avec leur barre d’erreur. *En bas :* Spectre extrait en noir, et le meilleur modèle de supernova fitté par **SNID** en rouge. On peut clairement voir ici que la source ponctuelle extraite est une Supernova de type Ia proche de son pic de luminosité.

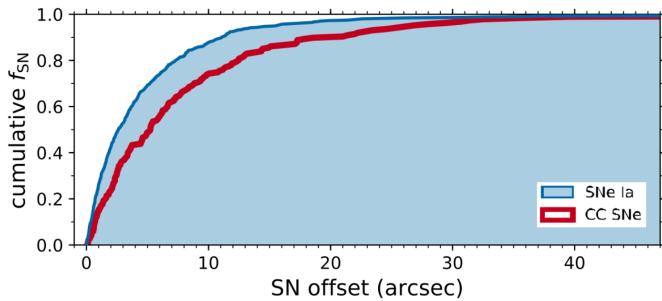


FIGURE 3.6 – Distribution cumulée du décalage angulaire, en secondes d’arc, entre les supernovae BTS et leur galaxie hôte (Figure 6 de [FREMLING et al. \(2020\)](#)). L’anagramme “CC” fait référence au terme “Core-Collapse”. Les supernovae de type Ia ont un redshift en moyenne plus élevé, ce qui explique cette distribution de plus faible distance angulaire comparé aux autres types.

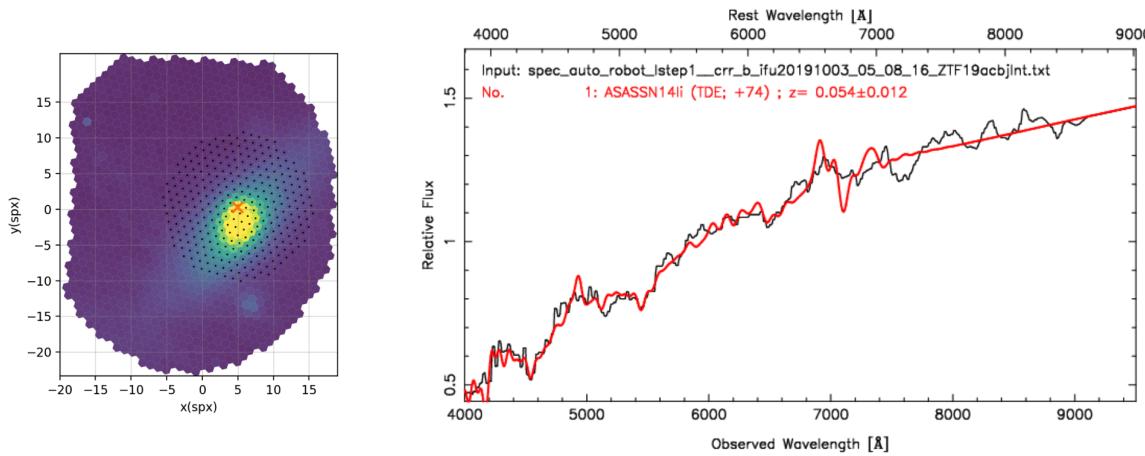


FIGURE 3.7 – Exemple de situation extrême de contamination de supernova par la galaxie hôte : ZTF19acbjnt. À gauche est représenté une image 2D du cube intégré entre $[5000 - 8000]\text{\AA}$. La croix orange indique la position estimée de la supernova à partir des images de guidage de la RC. Les marqueurs noirs indiquent les spaxels considérés pour l’extraction de source ponctuelle. À droite le spectre extrait en noir et la tentative de classification par SNID. On voit ici clairement que c’est à la fois le coeur de la galaxie et la supernova qui ont été extraits. L’extraction avec `CONTSEP` ne change rien au résultat.

distribution des r_{lap} obtenus avec SNID, et une amélioration globale de la classification de 1.5% en se basant sur celles de l’échantillon BTS comme référence.

En effet, `CONTSEP` n’apporte (presque) aucun bénéfice dans le cas où l’astrométrie dans le MLA est peu précise et/ou quand la source ponctuelle n’est pas séparée du coeur de la galaxie hôte.

La Figure 3.7 illustre une telle situation, dans un cas extrême où la supernova (ici ZTF19acbjnt) explode quasiment dans la ligne de visée du coeur de la galaxie.

Un moyen de lever cette contamination serait d’être en mesure de modéliser la galaxie elle-même, afin de complètement isoler la source ponctuelle dans le cube de données et ainsi procéder à une extraction propre.

Deuxième partie

Extraction de spectre de Supernovae

HyperGal : Modéliseur de scène pour l'extraction de sources ponctuelles

Sommaire

4.1	Idée générale	50
4.1.1	Problématique	50
4.1.2	La composante galactique	50
4.2	SED Fitting	51
4.2.1	SED d'une galaxie	51
4.2.2	SED Fitter	52
4.3	Présentation du Pipeline	53
4.3.1	Cube intrinsèque	54
4.3.2	Modélisation de scène 2D	54
4.3.3	Modélisation chromatique et projection 3D	54
4.4	Cas pédagogique de présentation	55

La première partie de ce manuscrit était dédiée à la présentation du contexte scientifique dans lequel ce travail de recherche est effectué.

Nous avons dans un premier temps introduit les notions de cosmologies nécessaires pour comprendre l'environnement scientifique de travail, ainsi que la nature et le rôle des supernovae de type Ia en tant que sondes cosmologiques.

Dans un second temps nous avons présenté la collaboration Zwicky Transient Facility, ses différents groupes de recherches et plus particulièrement la place qu'occupe l'étude des SNeIa dans ce relevé astronomique nouvelle génération. Après avoir introduit la nécessité d'une méthode de classification spectroscopique des événements transitoires détectés par la caméra ZTF, nous avons présenté la Spectral Energy Distribution machine, un spectrographe 3D que possède la collaboration et conçu pour la classification.

Le pipeline de réduction de données actuel, `PYSEDM`, permet également une extraction des sources ponctuelles observées par la caméra de l'IFU de la SEDm. La méthode implémentée est toutefois rudimentaire, et ne permet pas de palier aux nombreuses situations de contamination de la source ponctuelle par sa galaxie hôte.

Non seulement cela induit une perte statistique de supernovae classifiables non négligeable, mais de surcroît cela induit un biais environnemental dans l'échantillon des SNeIa de ZTF.

C'est pour répondre à cette problématique que nous introduisons `HYPERGAL`, un modéliseur de scène pour l'extraction de sources ponctuelles.

4.1 Idée générale

4.1.1 Problématique

Le champ de vue de la SEDm étant étroit ($28 \times 28''$), nous avons en général 3 composantes qui composent la scène, à savoir le fond du ciel, la galaxie hôte et la source ponctuelle.

La difficulté majeure d'une modélisation de scène spectrale provient de la chromaticité de chacune de ces composantes, et plus particulièrement de la galaxie qui est une source structurée de forme et chromaticité variable.

Une première idée serait d'attendre l'extinction de l'évènement transitoire, réobserver l'hôte, et projeter cette seconde acquisition dans l'espace de la première observation afin d'isoler la source ponctuelle. Une telle approche est envisageable pour une extraction de quelques cibles, mais en aucun cas à notre époque où les relevés grands champs et à haute cadence deviennent légions et observent des milliers de supernovae par an.

Le but d'**HYPERGAL** est de pouvoir modéliser la scène observée par la SEDm après réduction des données, c'est à dire le cube 3D, à la volée des observations.

Il va donc non seulement falloir trouver un moyen de modéliser chacune des composantes, mais également de les projeter dans l'espace des observations de la SEDm. Cela implique une étude profonde des caractéristiques de l'instrument mais également de prendre en compte les conditions environnementales comme l'atmosphère le long de la ligne de visée.

4.1.2 La composante galactique

La motivation principale de ce modéliseur de scène est le fait que nous avons des informations sur la galaxie hôte avant l'apparition de l'évènement transitoire. En effet, d'autres relevés astronomiques comme le Sloan Digital Sky Survey (SDSS ; [YORK et al. \(2000\)](#)) ou Panstarrs ([CHAMBERS et al., 2016a](#)) ont couvert des portions communes de ciel avec ZTF, et permettent donc de remonter à des informations photométriques de la galaxie encore isolée de la supernova.

Sauf que nous souhaitons une modélisation spectrale. Il faut donc un moyen de passer de l'espace photométrique à l'espace spectral, autrement dit estimer la Spectral Energy Distribution (SED) de la galaxie.

Plus précisément encore, l'objectif est de pouvoir recréer un cube 3D contenant uniquement la galaxie, afin de pouvoir la projeter dans l'espace de la SEDm en prenant en compte les propriétés de l'instrument et les conditions d'observation. Donc non seulement il faut être en mesure de passer de l'espace photométrique à l'espace spectral, mais il faut le faire localement pour que chaque spaxel du cube modèle ait son propre spectre associé.

Une approche triviale de ce problème serait de partir d'images de plusieurs bandes photométriques de la galaxie, et interpoler un spectre pour chaque pixel de ces images à l'aide d'un simple polynôme. Cela permettrait de créer un cube 3D avec une source structurée. Mais grâce à l'avènement de nombreux instruments terrestres et spatiaux lancés au cours des dernières décennies, nous avons une certaine connaissance de la composition d'une galaxie, et ainsi des différentes contributions qui forment sa SED.

L'idée est donc d'utiliser un SED Fitter appliqué aux données photométriques de la galaxie, afin de construire un cube 3D qui servira de base pour le modéliseur de scène.

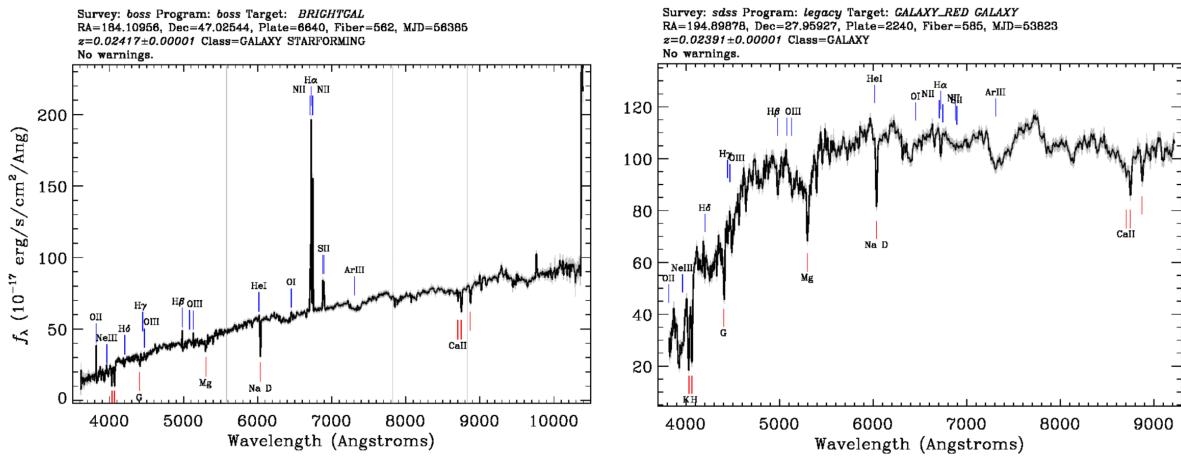


FIGURE 4.1 – Exemple de spectres de galaxies (crédit SDSS). *À gauche*, le spectre d’une galaxie spirale avec présence d’une forte raie d’émission H_α. Cela se traduit par une forte présence d’étoiles jeunes (bleues) et de gaz qui favorise la formation stellaire. *À droite*, le spectre d’une galaxie elliptique. On peut remarquer d’une part l’abscence de raie d’émission H_α, d’autre part une forte perte en flux vers 4000Å. Cela trahit la très faible présence d’étoiles jeunes (bleues) dans la galaxie et un faible taux de formation stellaire.

4.2 SED Fitting

4.2.1 SED d’une galaxie

Bien évidemment il est impossible de parler de SED Fitter sans parler des connaissances existantes sur le spectre d’une galaxie.

Des rayons γ au domaine radio, la SED d’une galaxie est définie par sa composition en matière baryonique, et de leurs interactions physiques complexes. En mettant de côté la matière noire, une galaxie est composée d’étoiles de tout âge, de gaz atomiques moléculaires ou ionisés, de poussières et potentiellement d’un trou noir supermassif (KORMENDY et HO, 2013). Les étoiles qui composent la galaxie (entre 10^8 et 10^{14}) émettent la lumière qui nous permet de la détecter. D’autre part, le gaz interstellaire et la poussière vont quant à eux principalement altérer la SED : le gaz en ajoutant des raies d’émission et d’absorption, la poussière en provocant une atténuation par absorption dans l’UV/proche infrarouge et une diffusion des radiations, puis en ré-émettant dans l’infrarouge moyen/lointain.

L’état de ces composantes et leurs interactions nous renseignent sur les propriétés physiques fondamentales de la galaxie : le taux de formation stellaire (SFR) et son histoire (SFH), la masse stellaire, la métallicité, les propriétés d’atténuation, la masse de poussière, les émissions nébulaires ou encore la présence possible d’un noyau actif (AGN).

La SED d’une galaxie contient ainsi l’empreinte de tous ces ingrédients et phénomènes physiques complexes, évoluants au cours du temps et traçant l’histoire de la galaxie. Deux exemples de spectres de galaxies obtenus avec le relevé SDSS dans l’optique sont présentés dans la Figure 4.1.

Modéliser une SED galactique revient donc à comprendre chacune de ces interactions et leur répercussions.

Malgré tout, certaines corrélations entre plusieurs paramètres rendent cette tâche très

difficile, comme par exemple la dégénérescence entre l'âge et la métallicité (WORTHEY, 1994), ou encore l'âge et l'atténuation (PAPOVICH et al., 2001).

Ces deux dernières décennies ont été extrêmement riches en développement de modèles et observations panchromatiques, permettant une compréhension de plus en plus fine de la formation et l'évolution d'une galaxie.

Ont vu ainsi le jour des modèles de populations stellaires grâce à FIOC et ROCCA-VOLMERANGE (1997), BRUZUAL et CHARLOT (2003a) et MARASTON (2005). D'un autre côté, différentes lois d'atténuation par la poussière ont été développées, comme par CALZETTI et al. (1994, 2000) via l'étude de SED de galaxies proches ayant un fort taux de formation stellaire, ou encore avec une approche plus théorique de modèles de transferts radiatifs (WITT et GORDON, 2000). Comme mentionné précédemment, la poussière ré-émet dans l'infrarouge et l'étude et la modélisation de ce phénomène est un domaine actif de recherche (CASEY, 2012; DALE et al., 2014; DRAINE et LI, 2007; CHARY et ELBAZ, 2001).

La manipulation de modèles pour chaque processus physique en oeuvre dans une galaxie a permis l'émergence de nombreuses méthodes pour fitter une SED. Ces nouvelles techniques permettent ainsi d'inférer les propriétés intrinsèques des galaxies observées (locales, globales ou les deux), de pouvoir interpoler un spectre à partir d'informations photométriques ou encore d'en estimer le redshift.

4.2.2 SED Fitter

Le fit d'une distribution énergétique spectrale d'une galaxie est la méthode première permettant d'inférer ses propriétés physiques intrinsèques à partir d'observations. Ces propriétés peuvent ensuite être confrontés aux prédictions provenant de théories d'évolution et formations de galaxies. De ce fait, l'utilisation de SED Fitter est une pratique très fréquente lorsqu'il s'agit de tester des hypothèses en astronomie extragalactique (TINSLEY, 1980; WALCHER et al., 2011; CONROY, 2013; CHEVALLARD et CHARLOT, 2016; BRIDAY et al., 2022).

Trois composantes sont nécessaires pour procéder à un fit de SED : un modèle physique qui décrit les différentes contributions qui la composent, des données d'observations de la galaxie (photométriques et/ou spectroscopiques) et le fitteur lui-même qui va inférer la combinaison adéquate entre les modèles physiques et les observations.

De nombreuses techniques de SED Fitting ont été développées, certaines basées sur la simple optimisation de maximum de vraisemblance, parfois appelée code d'inversion, comme dans ULySS¹ (KOLEVA et al., 2009), FIREFLY² (WILKINSON et al., 2017) ou LEPHARE³ (ARNOUTS et ILBERT, 2011) plus axé sur la détermination de redshift photométrique.

Cette technique est très populaire de part sa rapidité de calcul et une certaine simplicité à mettre en place. Néanmoins ces avantages sont bridés par certaines limites. Par exemple, de part la haute non-Gaussianité de certains espaces de vraisemblance, un léger changement dans les données d'entrées (comme un bruit dans une image photométrique de galaxie) peut conduire à de grands écarts dans les paramètres inférés (OCVIRK et al., 2006). Par ailleurs, une méthode de maximum de vraisemblance peut être difficile à adapter à des modèles hautement non-linéaires comme l'émission par la poussière.

1. <http://ulyss.univ-lyon1.fr>

2. <http://www.icg.port.ac.uk/firefly/>

3. <https://www.cfht.hawaii.edu/~arnouts/LEPHARE/lephare.html>

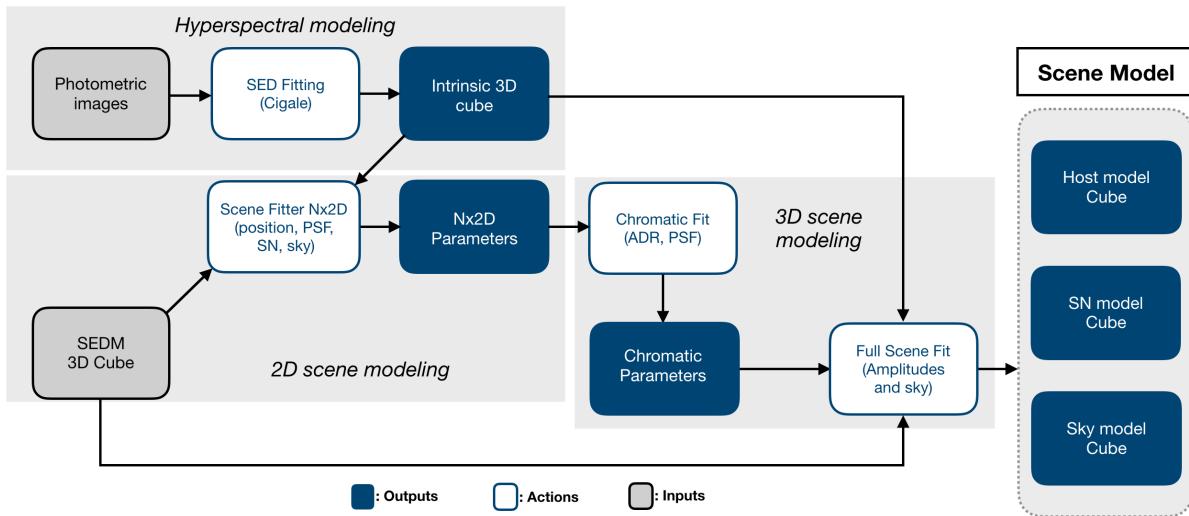


FIGURE 4.2 – Présentation du pipeline HYPERGAL .

Dans l’optique de résoudre ces problèmes, des techniques de forward-modeling Bayesien ont à leur tour été développées. Avec cette méthode, des grilles de paramètres sont pré-calculées puis comparées aux observations. Le calcul de vraisemblance est alors très rapidement déterminée, malgré le fait que le nombre de modèle à calculer au préalable croît exponentiellement à mesure que l’on rajoute des paramètres. Parmi les codes développés à partir de cette méthode, on peut citer KAUFFMANN et al. (2003), SALIM et al. (2007), le framework CIGALE¹ (BURGARELLA et al., 2005; NOLL et al., 2009; BOQUIEN et al., 2019) ou encore MAGPHYS² (DA CUNHA et al., 2008).

Le succès du forward-modeling Bayesien a rapidement été adopté, et étendu à un couplage avec des algorithmes de Monte-Carlo par chaînes de Markov (MCMC) pour plus efficacement explorer l’espace des posterior. Cette extension, initiée par ACQUAVIVA et al. (2011) avec GALMC (retiré du domaine public par faut de maintenance), puis rapidement suivi de codes plus récents tels que BEAGLE³ (CHEVALLARD et CHARLOT, 2016), BAGPIPES⁴ (CARNALL et al., 2018, 2019) ou encore plus récemment PROSPECTOR⁵ (JOHNSON et al., 2021) et PIXEDFIT⁶ (ABDURROUF et al., 2021).

Nous terminerons la présentation des SED Fitter en mentionnant le site sedfitting.org, maintenu par Tamas Budavari, Daniel Dale, Brent Groves et Jakob Walcher qui regroupe la grande majorité des codes et set de modèles disponibles publiquement.

4.3 Présentation du Pipeline

Nous allons à présent introduire le modéliseur de scène HYPERGAL . Les étapes principales de ce pipeline sont présentées dans la Figure 4.2, et tracerons l’organisation de cette Partie

1. <https://cigale.lam.fr>
2. <http://www.iap.fr/magphys/>
3. <http://www.jacopochevallard.org/beagle/>
4. <https://github.com/ACCarnall/bagpipes>
5. <https://github.com/bd-j/prospector>
6. <https://github.com/aabdurrouf/piXedfit>

du manuscrit.

4.3.1 Cube intrinsèque

Comme abordé dans la section 4.1, le cœur d'HYPERGAL repose sur la conception d'un cube 3D contenant la galaxie hôte isolée de sa supernova : c'est la modélisation hyperspectrale de la galaxie. Le but n'est pas de remonter aux propriétés intrinsèques de la galaxie, mais de simplement être en mesure d'interpoler un spectre cohérent à l'échelle local.

Cette étape, entièrement indépendante des observations de la SEDm, va nécessiter l'utilisation d'un SED Fitter, que nous avons introduit dans la section 4.2. Dans un premier temps, nous allons récupérer des images de différentes bandes photométriques de la galaxie hôte de la supernova détectée par ZTF. On procèdera ensuite à un fitting de SEDs de portions locales de la galaxie, ce qui permettra d'obtenir une multitude de spectres propre à chaque région de la galaxie. Avec un échantillonnage spectral adéquat, nous serons ainsi en mesure de reconstruire un cube 3D, dont les deux dimensions spatiales (x, y) seront définis par les images photométriques, et la dimension spectral par le SED Fitter. Le cube résultant ne contiendra ainsi que la galaxie hôte, et sera appelé dans la suite de ce manuscrit *cube intrinsèque*. Cette étape de modélisation hyperspectrale est détaillée dans le Chapitre 5.

4.3.2 Modélisation de scène 2D

Dans cette seconde étape, les observations de la SEDm deviennent nécessaires : le but ici est de projeter le cube intrinsèque de la galaxie dans l'espace des observations. Pour faire cela, nous allons de façon indépendante caractériser la réponse impulsionnelle spatiale et spectrale de la SEDm (Chapitre 6).

En utilisant ces informations, nous projetterons dans l'espace de la SEDm le cube intrinsèque préalablement scindé en N métatranches (2D). Il faudra pour cela prendre en compte la forme et la taille de l'échantillonnage spatial des deux espaces (source photométrique et MLA de la SEDm) ainsi que la différence de seeing. En plus de la composante galactique, nous caractériserons les composantes de supernova, de fond de ciel et de potentiels artefacts à modéliser pour compléter la scène. La projection de chaque meta-tranche dans l'espace SEDm sera fittée aux meta-tranches correspondantes de l'observation, dont la minimisation permettra de récupérer un set de $N \times 2D$ paramètres.

4.3.3 Modélisation chromatique et projection 3D

Les $N \times 2D$ paramètres sont ensuite utilisés pour fixer la chromaticité des composantes de la scène, comme la réponse impulsionnelle spatiale de la SEDm (fonction d'étalement de point ; PSF) ou la variation de la position des objets dans le MLA due à la réfraction de la lumière par l'atmosphère (ADR). Les modèles de chromaticités sont déterminés a priori, et les paramètres de ces modèles sont fittés à partir des $N \times 2D$ paramètres obtenus de l'étape précédente.

Une fois la chromaticité fixée, l'ensemble des paramètres de projection de chaque tranche du cube intrinsèque dans l'espace SEDm devient fixe, et seuls les paramètres

d'amplitudes (fond de ciel, supernova...) sont fittés pour chaque longueur d'onde. Cette étape permet ainsi d'extraire les trois composantes de la scène d'observation de la SEDm, à savoir le background, la galaxie hôte et la source ponctuelle.

4.4 Cas pédagogique de présentation

Les chapitres suivants de cette partie du manuscrit seront consacrés à la description des différentes étapes du pipeline. Pour une illustration appropriée, nous utiliserons un cas pédagogique de modélisation de scène où la supernova est suffisamment distinguable de sa galaxie hôte.

La cible choisie est ZTF18accorrf, dont le cube extrait à partir d'une observation de la SEDm est présenté dans la Figure 4.3.

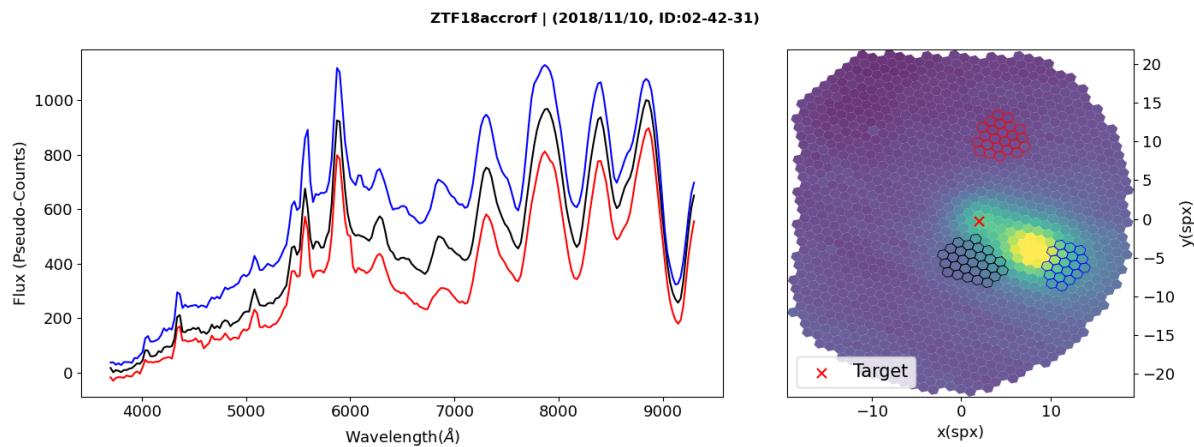


FIGURE 4.3 – Cube 3D d'une observation de ZTF18accorrf avec la SEDm. La figure de gauche montre les spectres en unité de pseudo-ADU, dont le code couleur correspond aux spaxels sélectionnés dans la figure de droite. La forme similaire des trois spectres malgré une localisation différente des spaxels sous-jacents dans le MLA est due à la présence du spectre du ciel sur l'ensemble du champ de vue. La croix rouge indique la position estimée de la supernova à partir des informations de guidage avec la Rainbow Camera. Dans ce cas ci, la supernova est assez aisément distinguable de sa galaxie hôte.

Malgrès la localisation relativement excentrée de la source ponctuelle, son faible contraste vis à vis de son hôte rend difficile son extraction automatique par le pipeline `PYSEDM`. Nous illustrons cette tentative dans la Figure 4.4.

Après la présentation d'`HYPERGAL` à travers ce cas pédagogique, nous montrerons un cas d'extraction extrême où la supernova est quasiment confondu avec le coeur de sa galaxie hôte.

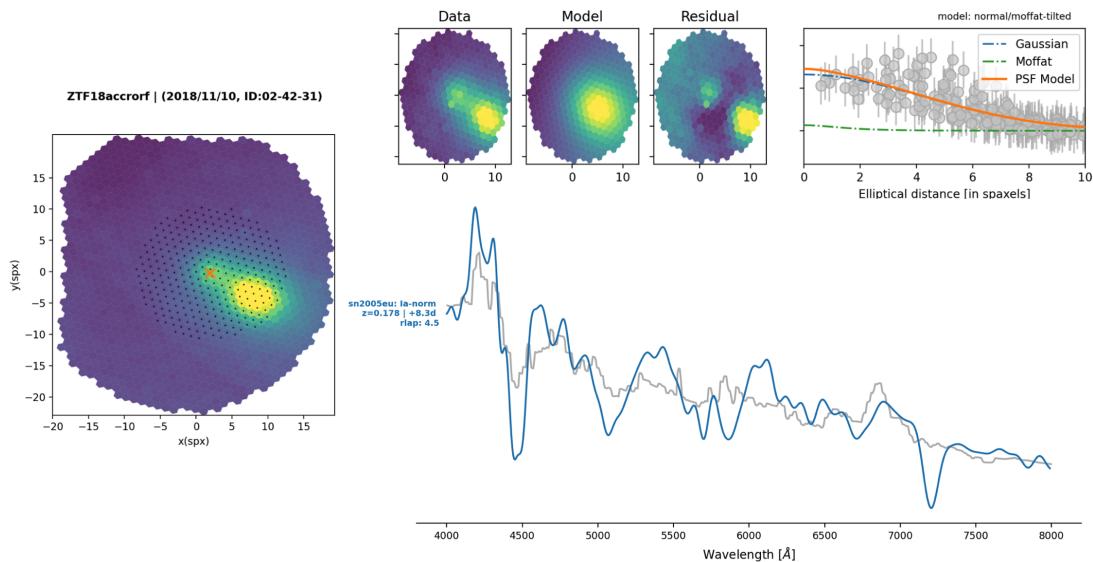


FIGURE 4.4 – Extraction de ZTF18accorf avec `PYSEDM`. Sur la *gauche* est représenté une image 2D du cube intégré spectralement, avec la croix rouge indiquant la position estimée de la supernova à partir des informations de guidage avec la Rainbow Camera. Les marqueurs noirs représentent les spaxels sélectionnés pour l'extraction automatique. *En haut à droite* est représenté la modélisation d'une méta-tranche et le profil radial estimé. On voit clairement la composante de la galaxie hôte qui contamine l'extraction de la supernova. *En bas* nous montrons en unité de flux le spectre extrait par `PYSEDM` en gris et le meilleur modèle estimé par `SNID`. Même si certaines structures semblent rappeler le spectre d'une SNIa, comme les absorptions FeII, FeIII et MgII (entre $[4200 - 4600]\text{\AA}$, et entre $[4800 - 5200]\text{\AA}$), le niveau de confiance pour la classification reste très faible, comme l'atteste le $r_{\text{lap}} = 4.5$, et surtout le redshift estimé de $z = 0.178$ bien au dessus de la profondeur en magnitude atteignable par ZTF.

Modélisation hyperspectrale

Sommaire

5.1	Source photométrique	58
5.1.1	Relevé astronomique Pan-STARRS1	58
5.1.2	Utilisation des images PS1	60
5.2	CIGALE et SEDFitting	61
5.2.1	Présentation de CIGALE	62
5.2.2	Préparation des images photométriques	62
5.2.3	Configuration de CIGALE	65
5.3	Construction du cube intrinsèque	67
5.3.1	Échantillonage des spectres dans l'espace SEDm	67
5.3.2	Construction du cube	67

Ce chapitre est consacré l'étape de construction du cube intrinsèque de la galaxie hôte, que nous avons introduit dans le chapitre 4.

Nous présenterons dans un premier temps le relevé Pan-STARRS, les images photométriques qui serviront de base d'information pour notre modélisation hyperspectrale et les étapes de pré-traitement à appliquer.

Puis nous introduirons le SED Fitter **CIGALE**, qui sera utilisé pour obtenir une SED de la galaxie à l'échelle locale, la configuration implémentée et son application aux images photométriques.

Enfin, nous détaillerons la construction du cube intrinsèque, étape finale de la modélisation hyperspectrale de la galaxie.

5.1 Source photométrique

Notre cadre de recherche étant au sein de la collaboration ZTF, nous devons prévoir le fait que nous aurons des alertes d'évènements transitoire dans tout le ciel Nord, couverture de la caméra. Par ailleurs, le but d'**HYPERGAL** étant une modélisation de scène d'une observation de la SEDm, la source photométrique utilisée doit avoir a minima la même profondeur en magnitude. Enfin, la projection se faisant de l'espace photométrique vers l'espace des observables de la SEDm, il serait plus judicieux d'utiliser un relevé photométrique attestant d'un meilleur seeing, pour éviter de dégrader les données.

Le relevé Pan-STARRS1 du système Pan-STARRS — Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System - ([KAISER et al., 2002, 2010](#)) répond à tous ces critères. C'est d'ailleurs basé sur la première Data Release ce relevé astronomique que la procédure de calibration photométrique de ZTF est effectuée.

5.1.1 Relevé astronomique Pan-STARRS1

Le relevé Pan-STARRS1 ([CHAMBERS et al., 2016b](#)) est une installation innovante d'imagerie astronomique à grand champ, développé à l'Institut d'astronomie de l'Université de Hawaï. Le relevé Pan-STARRS1 vient du nom du premier télescope du projet situé à l'Observatoire Haleakala, Pan-STARRS Telescope #1 ou encore PS1. L'optique de PS1 est décrit dans [HODAPP et al. \(2004a,b,c\)](#); [MORGAN et KAISER \(2008\)](#). Ce télescope possède un miroir primaire de 1m80 de diamètre avec une focale de 8m, et un miroir secondaire de 0.9m.

La caméra montée sur le télescope PS1 est la Gigapixel Camera #1 (GPC1) de 1.4 gigapixel, conçue au laboratoire Lincoln ([TONRY et al., 2006, 2008](#)) et offrant un champ de vue d'environ 3.3° de diamètre. Le plan focal de la caméra GPC1 est divisé en 60 appareils OTA CCID58 (Orthogonal Transfer Array; [TONRY et al. \(1997, 2008\)](#)), où chacun est composé d'un réseau de 8×8 CCDs (cellules). Un unique OTA est composé de 64 cellules de 590×598 pixels de $10 \mu\text{m}$ de côté. Une illustration du plan focal de la caméra est présentée dans la Figure 5.1.

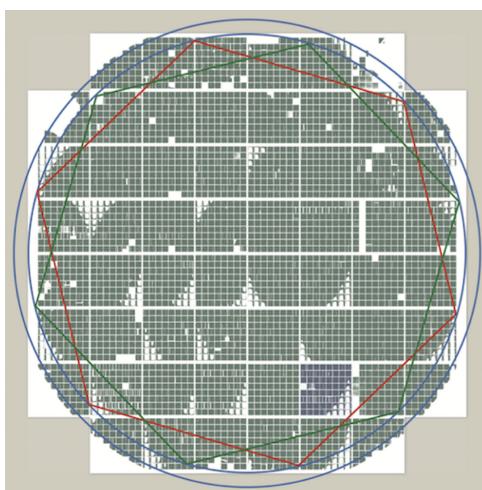


FIGURE 5.1 – Plan focal de la Gigapixel Camera (PS1) (figure de [CHAMBERS et al. \(2016b\)](#)). Les cellules non fonctionnelles sont masquées et représentées en blanc dans la figure ci-dessus.

Une des missions de PS1 (à plus de 56% du temps alloué) est l'observation de tout le ciel Nord à une déclinaison $\delta > 30^\circ$: c'est le relevé 3π Stéradian. Les observations sont

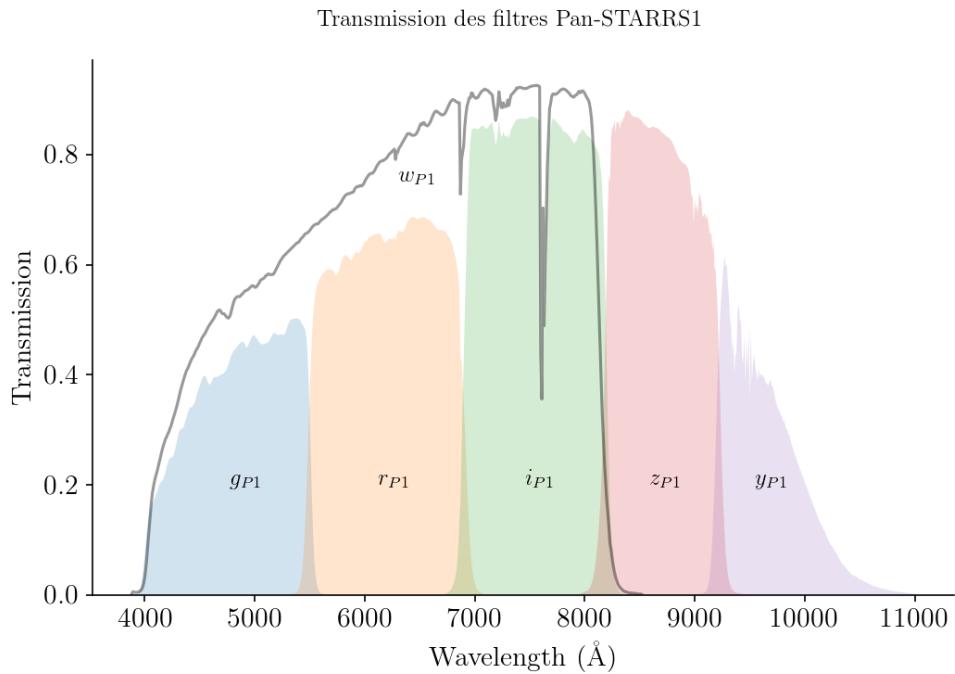


FIGURE 5.2 – Transmission des filtres *grizy* de Pan-STARRS1.

effectuées avec 5 filtres g_{P1} , r_{P1} , i_{P1} , z_{P1} et y_{P1} . On notera l’existence d’un sixième filtre (w_{P1}) qui englobe les filtres g, r, i mais qui est utilisé pour l’étude du système solaire et non le relevé 3π Stéradian. Les informations de transmission de ces 6 filtres sont présentées dans la Figure 5.2.

Pan-STARRS1 utilise le système de magnitude “AB” ([OKE et GUNN, 1983](#)) décrit en détail pour le relevé SDSS ([YORK et al., 2000](#)) par [FUKUGITA et al. \(1996\)](#).

Dans ce système, une magnitude monochromatique AB est défini comme le logarithme de la densité spectrale de flux, tel que :

$$m_{AB}(\nu) = -2.5 \log_{10}(f_\nu [\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{Hz}^{-1}]) - 48.60 \quad (5.1)$$

$$m_{AB}(\nu) \approx -2.5 \log_{10}\left(\frac{f_\nu [\text{Jy}]}{3631\text{Jy}}\right) \quad (5.2)$$

Avec $1\text{Jy} = 10^{-23}\text{erg. sec}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{Hz}^{-1}$.

La magnitude AB d’une bande passante est alors définie telle que :

$$m_{AB} \approx -2.5 \log_{10} \left(\frac{\int f_\nu(h\nu)^{-1} A(\nu) d\nu}{\int 3631\text{Jy}(h\nu)^{-1} A(\nu) d\nu} \right) \quad (5.3)$$

Où $A(\nu)$ est la fonction de réponse du filtre considéré. Le système photométrique de PS1 est détaillé dans [TONRY et al. \(2012\)](#).

Nous présentons dans la Table 5.1 quelques caractéristiques des filtres *grizy* de PS1, ainsi que du relevé 3π Stéradian.

TABLE 5.1 – Caractéristiques des filtres *grizy* de PAN-STARRS1 et du relevé 3π Stéradian.

Filtres	λ_{pivot} (Å)	# Expositions	mag à 5σ (exposition unique)	mag à 5σ (expositions empilées)	Median seeing (")	Mode seeing (")
g_{P1}	4849.11	60528	22.0	23.3	1.47	1.31
r_{P1}	6201.20	70918	21.8	23.2	1.31	1.15
i_{P1}	7534.96	104414	21.5	23.1	1.19	1.05
z_{P1}	8674.20	67604	20.9	22.3	1.14	1.00
y_{P1}	9627.79	70982	19.7	21.4	1.09	0.95

Notes. La longueur d'onde pivot λ_{pivot} est déterminée avec la transmission $T(\lambda)$ tel que $\lambda_{pivot} = \sqrt{\frac{\int T(\lambda) d\lambda}{\int T(\lambda) d\lambda / \lambda^2}}$

5.1.2 Utilisation des images PS1

Bien entendu nous n'utilisons pas les images brutes acquises par PS1, mais celles ayant été traitées avec différentes étapes de corrections, qui constituera in fine la 1^{re} Data Release de PS1.

Ces étapes de traitement d'image sont détaillées dans [WATERS et al. \(2020\)](#).

La section 3 de [WATERS et al. \(2020\)](#) décrit la partie corrective des images :

- ◊ **Soustraction du bias et du dark** pour prendre en compte le bruit de lecture et le bruit thermique en fonction du temps d'exposition.
- ◊ **Cartographie du bruit** (qui n'est pas forcément uniforme, mais peut présenter un gradient).
- ◊ **Division du flat** pour corriger les effets de vignettage. Les flats sont pris avec une exposition du ciel à l'aube ou au crépuscule.
- ◊ **Correction d'effets de franges** dans les images. Ces structures d'interférences sont notamment visibles vers l'infrarouge, où les longueurs d'ondes sont du même ordre de grandeur que l'épaisseur du détecteur.
- ◊ **Application d'un masque statique** pour les pixels du détecteur défectueux ou ayant une réponse très faible dans toutes les expositions, et un **masque dynamique** qui va varier pour chaque observation.
- ◊ **Correction d'effet de persistance**, dû à la saturation d'un pixel. Ce phénomène créé une trainée verticale partant du centre de la source de forte luminosité.
- ◊ **Correction des non-linéarités**, les pixels de la GPC1 n'ayant pas une réponse uniformément linéaire en fonction du niveau de flux. Ce phénomène est d'autant plus prononcé aux bords du détecteur et à bas flux.
- ◊ **Correction de motifs** notamment horizontaux dus à des effets de diaphonies entre deux lignes de pixels adjacentes.
- ◊ **Modélisation et soustraction du fond du ciel**, une fois que toutes les corrections précédentes ont été appliquées.

L'étape suivante de traitement des images, décrite dans la section 5 de [WATERS et al. \(2020\)](#), est une transformation géométrique, passant de l'espace du plan focal en un système de pixels cohérent vis à vis d'une localisation donnée du ciel. Cette transformation permet alors d'effectuer des opérations de combinaisons d'images superposants une partie commune du ciel. Dans ce nouveau système d'agencement, les pixels ont alors une taille de $0''.25$ de côté.

La section 6 de [WATERS et al. \(2020\)](#) traite justement de la procédure d'empilement d'images, permettant ainsi un meilleur ratio signal sur bruit (SNR) dans les zones du ciel communes à plusieurs expositions. Cet empilement est effectué de sorte que toutes les images aient un point zero de $ZP = 25,0$ mag, et un airmass de $\chi = 1$. Ce sont ces images traitées et empilées que nous utiliserons pour la modélisation hyperspectrale des galaxies hôtes.

Nous utilisons pour cela le serveur libre d'accès aux images PS1¹, permettant d'effectuer une requête d'images centrées sur une position du ciel arbitraire (RA, DEC), et de côté arbitraire X pixels, sachant que chaque pixel est de forme carré de $0''.25$ de côté. Les images peuvent être récupérées dans chacun des 5 filtres g_{P1} , r_{P1} , i_{P1} , z_{P1} et/ou y_{P1} , avec un flux par pixel exprimé en unité de coups. Nous montrons dans la Figure 5.3 une image de 140×140 pixels ($= 35'' \times 35''$) centrée sur la position de détection par ZTF de ZTF18accrorf.

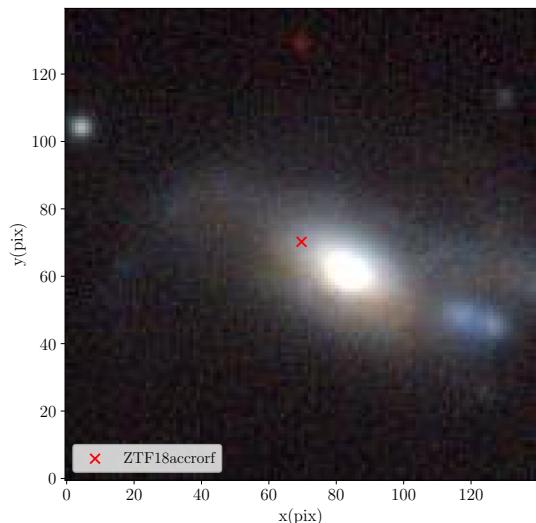


FIGURE 5.3 – Image RGB construite à partir des bandes g_{P1} , r_{P1} et z_{P1} des images PS1. L'image fait $35''$ de côté et est centrée sur la position de détection de ZTF18accrorf par ZTF, à $(\text{RA}, \text{DEC}) = (17.1692^\circ, 20.0799^\circ)$

5.2 Cigale et SEDfitting

Ayant à présent accès aux images photométriques contenant le champ de vue de l'IFU de la SEDm, nous pouvons passer à l'étape suivante de notre raisonnement, à savoir la modélisation hyperspectrale. Pour cela, nous avons vu dans le chapitre précédent qu'il nous faut un outil permettant d'interpoler une SED à partir des données photométriques : un SED Fitter.

1. <https://ps1images.stsci.edu/cgi-bin/ps1cutouts>

5.2.1 Présentation de Cigale

CIGALE, pour Code Investigating GALaxy Emission, est un modéliseur de SED basé sur une approche Bayesienne et écrit initialement en **FORTRAN** par [NOLL et al. \(2009\)](#); [BURGARELLA et al. \(2005\)](#). Le code a ensuite été étendu avec de nombreux modules supplémentaires et entièrement réadapté en **PYTHON** par [BOQUIEN et al. \(2019\)](#).

L'idée générale est la construction dans un premier temps du modèle de population stellaire, puis d'ajouter les effets d'absorption par la poussière et les émissions nébulaires. Enfin, par conservation d'énergie, l'énergie absorbée par la poussière dans à basses longueurs d'onde est réémise dans l'infrarouge.

La méthode de modélisation est basée sur un calcul progressif via l'utilisation d'une succession de modules, chacun correspondant à une unique composante ou processus physique. Pour chaque module, un set de paramètres est fixé par l'utilisateur. Le code va ainsi explorer la totalité des combinaisons possibles entre tous les modules et leur liberté via ces paramètres, où chaque combinaison résultera en un modèle différent de SED.

La séquence de détermination d'un modèle se fait par les calculs suivants (section 3 de [BOQUIEN et al. \(2019\)](#)) :

- 1) Histoire de la formation stellaire (SFH) de la galaxie.
- 2) Spectre stellaire à partir de la SFH et du modèle de population stellaire choisi par l'utilisateur.
- 3) Emission nébulaire (continuum et raies d'émission).
- 4) Atténuation des émissions stellaires et nébulaires suivant la loi d'atténuation utilisée (également fixée par l'utilisateur), puis calcul de la luminosité absorbée par la poussière.
- 5) En se basant sur le principe d'équilibre énergétique, calcul de l'émission par la poussière dans l'infrarouge moyen et lointain (énergie réémise à partir de celle absorbée aux courtes longueurs d'onde - étape précédente).
- 6) Emission d'un noyau actif.
- 7) Décalage vers le rouge des modèles suivant le redshift, et calcul de l'absorption du milieu inter-galactique. Le redshift peut être soit arbitrairement fixé par l'utilisateur, soit 0 (la distance est alors fixée à 10pc), ou -1 et CIGALE tente alors de le fitter photométriquement.

Nous ne détaillerons pas ici la technicité de la méthode Bayesienne ni la description de chacun des modules que propose CIGALE tant ils sont nombreux. Nous nous focaliserons donc sur l'utilisation que nous faisons de ce modéliseur de SED et son application sur les images photométriques de PS1.

5.2.2 Préparation des images photométriques

Avant de se lancer, quelques étapes de traitement sur nos images PS1 sont nécessaires, CIGALE ayant besoin de données d'entrées sous un format spécifique.

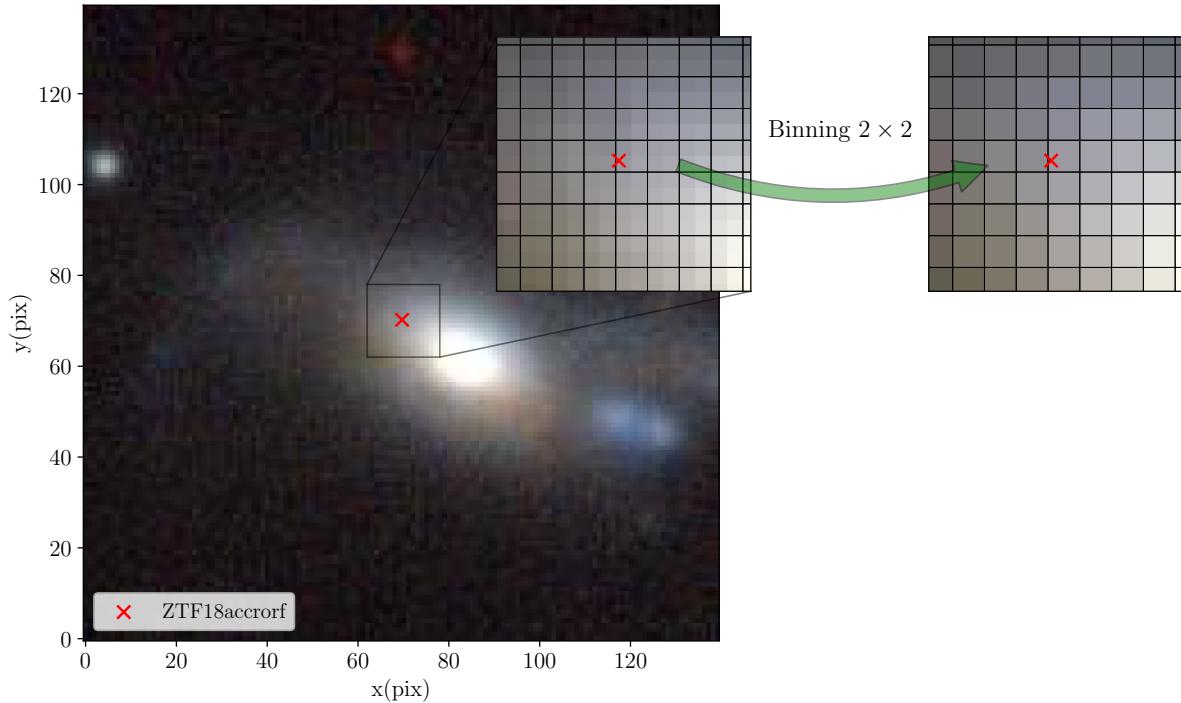


FIGURE 5.4 – Illustration du binning 2×2 sur l'image de la Figure 5.3

Notre premier réflexe a été de vérifier que l'on utilise pas des données sur-échantillonées spatialement. En effet, nous rappelons qu'à la fin de ce processus de modélisation hyperspectrale nous serons en possession d'un cube avec un SED propre à chaque spaxel, et ce dans le même échantillonnage spatial que les images photométriques utilisées. Le but étant par la suite de projeter ce cube dans l'espace de la SEDm, nous avons tout intérêt à s'assurer que nous ne perdrons pas d'information lors de la projection (sous-échantillonnage), mais également à l'inverse que nous n'appliquons pas CIGALE sur des données relativement sur-échantillonées.

La description de la SEDm dans [BLAGORODNOVA et al. \(2018\)](#), nous indique que le diamètre projeté des micro-lentilles dans le MLA est de l'ordre de $0''.75$. Les pixels des images PS1 étant carrés, et les spaxels du MLA étant hexagonaux, il s'agit surtout d'estimer leur taille effective si nous avions un agencement de spaxels de même forme. Les spécificités de l'IFU dans [BLAGORODNOVA et al. \(2018\)](#) nous indiquent un agencement du MLA de 45×52 spaxels couvrant un champ de vue total de $28 \times 28''$. Ces informations nous indique que si le MLA était constitué de spaxels carrés, ceux-ci auraient un côté de l'ordre de $0''.57$. Nous verrons ultérieurement qu'en comparant plusieurs acquisitions de la SEDm ayant plusieurs sources dans le champ de vue, avec les images photométriques de PS1 sur la même localisation du ciel, que cette valeur est correcte à l'ordre du %.

Les pixels des images PS1 étant de $0''.25$ de côté, nous avons procédé à un regroupement 2×2 des pixels des images, comme illustré dans la Figure 5.4. Le flux du nouveau pixel est ainsi simplement la somme des flux des 4 pixels dont il est issu, tout comme l'erreur associée.

Par ailleurs, le flux (et l'erreur associée) des images étant en unité de coups, il nous faut les convertir en unité physique. Nous savons de [TONRY et al. \(2012\)](#) que le point zéro

de toutes les bandes est de 25 mag dans le système de magnitude AB.

Sachant la définition de la magnitude AB (Eq 5.1), et que $f_\nu = \frac{\lambda^2 c}{f_\lambda}$ nous pouvons aisément passer des unités de coups en unité de flux physique avec un facteur multiplicatif :

$$\begin{aligned} f_\nu [\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}] &= 10^{-(m_{AB}+48.6)/2.5} \\ \iff f_\lambda [\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}] &= 10^{-(m_{AB}+48.6)/2.5} \frac{c}{\lambda^2} \\ \implies f_\lambda [\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}] &= N_c \times 10^{-(m_{AB,0}+48.6)/2.5} \frac{c}{\lambda^2} \end{aligned}$$

Avec N_c le flux en unité de coups, λ la longueur d'onde pivot de la bande utilisée et $m_{AB,0}$ le point zéro commun aux 5 bandes de PS1. CIGALE requiert un flux en unité de mJy, avec $1\text{Jy} = 10^{-23}\text{erg.sec}^{-1}\text{cm}^{-2}\text{Hz}^{-1}$, nous convertissons donc les flux dans cette unité.

Par ailleurs, afin d'éviter d'appliquer le SED Fitter sur une zone sans galaxie (aka fond du ciel), nous effectuons une coupure dans les pixels où la SED sera modélisée en ne considérant que ceux où le ratio signal sur bruit (SNR) est supérieur à 3 dans les 5 bandes. Une illustration de cette coupure est montrée dans la Figure 5.5.

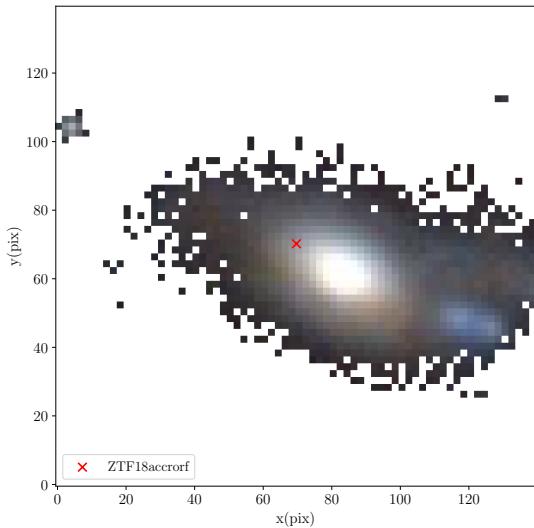


FIGURE 5.5 – Illustration de la coupure $\text{SNR} > 3$ dans toutes les bandes PS1 avec l'image de la Figure 5.3, après binning 2×2 .

Enfin, à partir des informations de chaque image (flux et erreurs) nous créons un tableau que CIGALE pourra lire. Ce dernier contient une colonne *ID*, une colonne *redshift*, et une colonne pour chaque filtre et erreur associée (par exemple *ps1_g* et *ps1_g_err* pour le flux d'un pixel dans la bande *gP1* et l'erreur associée). Le redshift est habituellement obtenue à partir de la base de données spectrales de SDSS. Si aucun redshift spectroscopique n'est disponible, nous utilisons un redshift photométrique, ou un redshift spectrale obtenu à partir d'une première extraction de spectre de la supernova étudiée. Nous montrons un exemple de tableau d'entrée qui sera lu par CIGALE dans la Table 5.2.

La géométrie et la position spatiale de chaque pixels sont alors mis en mémoire vis à vis de leur identifiant, et les pixels non sélectionnés par la coupure en SNR se verront attribués un spectre nulle lors de la construction du cube intrinsèque.

TABLE 5.2 – Exemple de tableau d’entrée pour CIGALE

id	redshift	ps1_g	ps1_g_err	ps1_r	ps1_r_err	...	ps1_y	ps1_y_err
52	0.042	0.000698	0.000052	0.001043	0.000070	...	0.001230	0.000373
120	0.042	0.000586	0.000051	0.000901	0.000068	...	0.001214	0.000346
121	0.042	0.001735	0.000058	0.002405	0.000072	...	0.002118	0.000350
122	0.042	0.001982	0.000059	0.003414	0.000075	...	0.003940	0.000389
123	0.042	0.001114	0.000055	0.001932	0.000071	...	0.001633	0.000398
:	:	:	:	:	:	⋮	⋮	⋮

Notes. Chaque ligne (id) correspond à un pixel. Le redshift est le même pour tous les pixels car on considère qu’ils appartiennent tous au même objet. L’Unité des flux est en mJy.

5.2.3 Configuration de CIGALE

Nous utilisons dans le pipeline **HYPERCAL** la version 2020 de CIGALE . Trois étapes sont nécessaires pour faire tourner le code : l’initialisation, la génération du fichier de configuration et enfin le lancement du fit. Ces étapes nécessitent la modification manuelle de fichiers *.ini*, nous avons donc créé dans **HYPERCAL** une méthode d’automatisation de ces processus.

L’initialisation a pour but de fixer le fichier de données a utiliser (Table 5.2), le nombre de coeur sur la machine a utiliser et surtout les modules a partir desquels la grille de modèles sera calculée. Détaillons à présent les différentes composantes qui constitueront les ingrédients de notre modéliseur de SED.

5.2.3.1 Histoire de formation stellaire

Le premier module va définir le modèle d’histoire de formation stellaire (SFH) et ainsi le taux de formation stellaire (SFR) au cours du temps. La SFH décrit le processus de formation des étoiles au sein de la galaxie, qui va dépendre du temps et de l’espace, et peut se produire de façon brutale (burst), progressive, voire les deux combinés. Nous avons choisi d’utiliser le module **sfhdelayed** proposé par CIGALE , où la modélisation est de la forme suivante :

$$SFR(t) \propto \frac{t}{\tau^2} \times \exp(-t/\tau) \text{ pour } 0 \leq t \leq t_0 \quad (5.4)$$

Avec t_0 l’âge de commencement de la formation stellaire, et τ le moment où la SFR atteind son maximum. Cette forme permet une évolution lisse dans le temps, avec une croissance quasi-linéaire de la SFR jusqu’à un pic de taux de formation, suivant d’une lente décroissance quand $t > \tau$. Pour plus de flexibilité et prendre en compte un possible sursaut de formation stellaire, ce module permet également de rajouter une composante de burst exponentiel tardif, représentant un dernier évènement de fort taux de formation stellaire (MALEK et al., 2018). Ainsi, la forme fonctionnelle de la SFR est :

$$SFR(t) = SFR(t)_{delayed} + SFR(t)_{burst} \quad (5.5)$$

Où $SFR(t)_{delayed}$ est la composante de l’équation 5.4, et $SFR(t)_{burst} \propto e^{-(t-t_{burst})/\tau_{burst}}$ quand $t > t_{burst}$, 0 sinon. L’amplitude de ce *burst* est fixée par le paramètre f_{burst} , qui est

défini comme le ratio entre la masse d'étoiles formées durant cet événement et la masse totale d'étoile. Les paramètres utilisés (τ , τ_{burst} , t_0 , t_{burst} et f_{burst}) sont présentés dans la Table 5.3.

5.2.3.2 Population stellaire

Le second module décrit la population stellaire à laquelle la SFH va être appliquée, ce qui va permettre le calcul de la composante stellaire du spectre de la SED. Nous utilisons dans **HYPERGAL** la librairie de populations stellaires simple **bco3** (ou **GALAXEV**) de **BRUZUAL** et **CHARLOT** (2003b), avec la fonction initiale de masse de **CHABRIER** (2003). Cette librairie de population est disponible avec un large intervalle de paramètres de métallicité, allant de 0.0001 à 0.05, et fournit une résolution de l'ordre de 3Å sur l'intervalle de longueur d'onde [3200 – 9500]Å (et une plus faible résolution au-delà).

5.2.3.3 Émission nébulaire

Une part importante de lumière émise par les étoiles les plus massives (dans le continuum Lyman) a pour effet de ioniser le gaz présent au sein de la galaxie. Ce phénomène engendre à son tour une émission énergétique non négligeable sous la forme de continuum et de raies. La librairie utilisée par CIGALE pour modéliser l'émission nébulaire est basée sur [INOUE \(2011\)](#), et générée avec CLOUDY 13.01 ([FERLAND et al., 2013](#)). La modélisation qui en découle fixe les intensités relatives de 124 raies d'émissions dans la région H_{II} , et est paramétrisée par la métallicité Z (identique à celui utilisé pour la population stellaire) et un paramètre d'ionisation U sans dimension. Ce paramètre est défini tel que $\log(U) \equiv \log(n_\gamma/n_H)$ où n_γ est la densité numérique de photon responsable de l'ionisation d'hydrogène et n_H la densité numérique d'hydrogène.

L'émission nébulaire ayant une forte contribution dans l'optique, nous explorons une large gamme de paramètres de métallicités Z et de paramètres d'ionisation U , décrite dans la Table 5.3.

5.2.3.4 Loi d'atténuation

La poussière contenue dans la galaxie absorbe fortement les radiations à courte longueur d'onde, notamment de l'ultraviolet au proche infrarouge, et cette énergie est ensuite ré-émise dans l'infrarouge moyen et lointain. Considérant le fait que HYPERGAL est conçu pour des objets jusqu'à un redshift de $z \approx 0.1 - 0.15$, et que nous utilisons des images photométriques entre environ 4000 et 10000Å, l'effet de l'atténuation par la poussière ne doit surtout pas être négligé.

Nous adoptons le modèle développé par CHARLOT et FALL (2000), à travers le module `dustatt_modified_CF00` (CF00) de CIGALE . L'idée de ce modèle est de considérer 2 populations d'étoiles : les étoiles jeunes ($< 10^7$ années) qui résident encore dans le nuage qui lui a donné naissance (*birth cloud* ; BC), et les étoiles vieilles ($> 10^7$ années) qui elles sont considérées comme appartenant au milieu interstellaire (ISM). L'atténuation est donc traitée différemment, dans le premier cas la contribution du nuage et du milieu interstellaire sont pris en compte, dans le second cas seul le milieu interstellaire. Une loi de puissance est utilisée dans les 2 cas, normalisée par l'atténuation dans la bande V ($\lambda_V = 0.5 \mu\text{m}$) :

$$A_{\lambda}^{BC} = A_V^{BC} \left(\frac{\lambda}{\lambda_V} \right)^{n_{BC}}$$

$$A_{\lambda}^{ISM} = A_V^{ISM} \left(\frac{\lambda}{\lambda_V} \right)^{n_{ISM}}$$

Et le ratio entre l'atténuation dans la bande V des étoiles jeunes et des étoiles vieilles est paramétré par :

$$\mu = \frac{A_V^{ISM}}{A_V^{ISM} + A_V^{BC}}$$

Où μ est un paramètre libre pour plus de flexibilité et une meilleure estimation des raies d'émission H _{α} ([BATTISTI et al., 2016](#); [BUAT et al., 2018](#); [MALEK et al., 2018](#); [CHEVALLARD et al., 2019](#)). Nous choisissons de fixer la pente de la loi de puissance pour l'atténuation du milieu interstellaire à $n_{ISM} = -0.7$ en suivant [CHARLOT et FALL \(2000\)](#). Cependant nous fixons l'autre pente (contribution du nuage) à $n_{BC} = -1.3$ pour prendre en compte les effets d'absorption des grains dans l'optique similairement à ceux présents dans la Voie Lactée et les nuages de Magellan ([LO FARO et al., 2017](#); [WILD et al., 2007](#); [DA CUNHA et al., 2008](#); [BATTISTI et al., 2019](#)).

5.2.3.5 Émission de la poussière

La poussière ré-émet l'énergie absorbé entre l'UV et le proche IR dans le moyen et lointain IR. Cette contribution n'a donc que d'impact dans notre cas d'utilisation, étant donné que l'on étudie des galaxies proches ($z < 0.15$) avec des bandes photométriques $\lesssim 10000\text{\AA}$. Nous utilisons donc par défaut le module le plus simple décrivant cette contribution, `dale2014` ([DALE et al., 2014](#)).

5.2.3.6 Noyau galactique actif

Nous n'incluons pas de noyau galactique actif (AGN) dans notre paramétrisation de `CIGALE`.

5.3 Construction du cube intrinsèque

5.3.1 Échantillonage des spectres dans l'espace SEDm

5.3.2 Construction du cube

TABLE 5.3 – Paramètres CIGALE

Paramètre	Symbole	Intervalle
Histoire de formation stellaire (SFH)		
<i>e-folding time</i> population stellaire principale	τ_{main} (Myr)	1000, 3000, 4000
<i>e-folding time</i> population stellaire tardive	τ_{burst} (Myr)	10000
Âge population stellaire principale	age_{main} (Myr)	1000, 2000, 4000, 8000, 10000, 12000
Âge du burst	age_{burst} (Myr)	10, 40, 70
Fraction massique de la population de burst	f_{burst}	0, 0.001, 0.01, 0.1, 0.2
Population stellaire		
Modèles de population stellaire BRUZUAL et CHARLOT (2003b)		
Fonction initiale de masse	IMF	CHABRIER (2003)
Metallicité	Z	0.0001, 0.0004, 0.004, 0.008, 0.02, 0.05
Émission nébulaire		
Paramètre d'ionisation	$\log(U)$	-4, -3, -2, -1
Atténuation de la poussière		
Basé sur (CHARLOT et FALL, 2000) et BUAT et al. (2018)		
Atténuation milieu interstellaire dans la bande V	A_V^{ISM}	0, 0.3, 0.7, 1, 1.3, 1.7, 2
$\frac{A_V^{ISM}}{A_V^{ISM} + A_V^{BC}}$	μ	0.1, 0.3, 0.7, 1
Pente loi de puissance BC	n_{BC}	-1.3
Pente loi de puissance ISM	n_{BC}	-0.7
Émission de la poussière		
Librairie de DALE et al. (2014)		
Exposant α	α	1

Notes. Le *e-folding time* correspond à la

Réponse impulsionale de la SEDm

– XXX –

Sommaire

6.1	Réponse impulsionale spectrale : LSF	70
6.1.1	Lampe à arc	70
6.1.2	Détermination de la LSF	70
6.2	Réponse impulsionale spatiale : PSF	70
6.2.1	Modèle de profil radial	70
6.2.2	Entrainement du modèle	70
6.2.3	Chromaticité et ADR	70
6.3	Validation	70
6.3.1	Calibration photométrique	70
6.3.2	Résultats	70

6.1 Réponse impulsionale spectrale : LSF

6.1.1 Lampe à arc

6.1.2 Détermination de la LSF

6.2 Réponse impulsionale spatiale : PSF

6.2.1 Modèle de profil radial

6.2.2 Entrainement du modèle

6.2.3 Chromaticité et ADR

6.3 Validation

6.3.1 Calibration photométrique

6.3.2 Résultats

Modélisation de Scène et Extraction de Source

– XXX –

Sommaire

7.1	Projection du cube intrinsèque	72
7.1.1	Seeing relatif Panstarrs/SEDm	72
7.1.2	Projection spatiale dans l'espace SEDm	72
7.2	Modélisation de Scène	72
7.2.1	Composante du fond : ciel et artefacts	72
7.2.2	Composante du point source : Supernova	72
7.2.3	Fitting de la scene	72
7.3	Extraction du point source	72
7.3.1	Outputs de contrôle du pipeline	72
7.3.2	Isolation de la galaxie hôte	72
7.3.3	Isolation de la Supernova	72
7.4	Classification : SNID	72

7.1 Projection du cube intrinsèque

7.1.1 Seeing relatif Panstarrs/SEDm

7.1.2 Projection spatiale dans l'espace SEDm

7.2 Modélisation de Scène

7.2.1 Composante du fond : ciel et artefacts

7.2.2 Composante du point source : Supernova

7.2.3 Fitting de la scene

7.3 Extraction du point source

7.3.1 Outputs de contrôle du pipeline

7.3.2 Isolation de la galaxie hôte

7.3.3 Isolation de la Supernova

7.4 Classification : SNID

Troisième partie

Simulations et Résultats

Simulations de cubes de données et application d'HyperGal

- XXX -

Sommaire

8.1	Génération des simulations	76
8.1.1	Cube de galaxies isolées	76
8.1.2	Modèles de Supernovae	76
8.1.3	Marginalisations	76
8.1.4	Paramètres libres d'étude : Distance et contraste	76
8.2	Résultats et Précision	76
8.2.1	Précision spectrophotométrique	76
8.2.2	Précision avec correction de continuum	76
8.2.3	Efficacité de classification	76

8.1 Génération des simulations

- 8.1.1 Cube de galaxies isolées
- 8.1.2 Modèles de Supernovae
- 8.1.3 Marginalisations
- 8.1.4 Paramètres libres d'étude : Distance et contraste

8.2 Résultats et Précision

- 8.2.1 Précision spectrophotométrique
- 8.2.2 Précision avec correction de continuum
- 8.2.3 Efficacité de classification

Data Release 2 de ZTF

Sommaire

9.1	Présentation de la DR2 de ZTF	78
9.2	Production d' HYPÉRGAL et résultats	78
9.2.1	Classification et détermination de l'échantillon DR2-Cosmo	78
9.2.2	Premiers résultats	78
9.2.3	Des SNeIa à la cosmologie : H_0 , w et $f\sigma_8$	79

9.1 Présentation de la DR2 de ZTF

9.2 Production d'HyperGal et résultats

9.2.1 Classification et détermination de l'échantillon DR2-Cosmo

9.2.2 Premiers résultats

L'utilisation de l'échantillon de SNeIa pour dériver les paramètres cosmologiques nécessite de considérer d'éventuels biais de sélection. En effet, une SNIa avec un paramètre de couleur élevé (donc plus rouge) ou un déclin rapide de luminosité (bas stretch) peuvent ne plus être détectées par ZTF et sa profondeur en magnitude limite. La Figure 9.1 met bien en évidence cet effet de sélection, où la corrélation entre les paramètres de la courbe de lumière et le redshift est clairement visible. C'est pourquoi un sous-échantillon à volume limité ($z < 0.06$) est considéré, comme indiqué par **Amenouche et al (in prep)**.

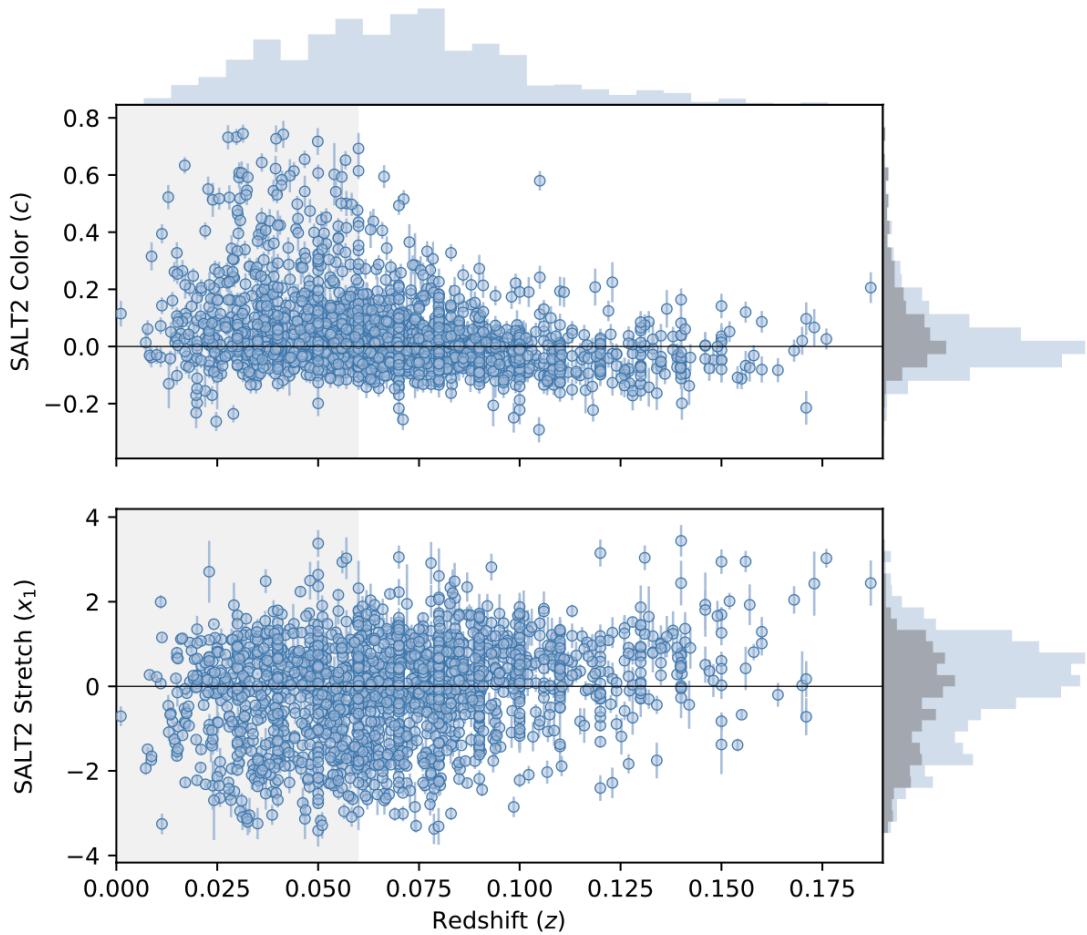


FIGURE 9.1 – Paramètres SALT2 de stretch (*en bas*) et couleur (*en haut*) pour la DR2 de ZTF (**Rigault et al DR2 (in prep)**). Ici seules les Supernovae de l'échantillon doré sont considérées. La bande grise indique le volume limite à $z < 0.06$. Les histogrammes sur la droite représentent l'échantillon entier (en bleu) et volume limité (en gris).

Le volume limité étant défini, il est à présent possible d'étudier les paramètres de

distributions des courbes de lumières, ainsi que leurs corrélations. La première raison de cette analyse est la nécessité d'estimer la fonction de sélection sous-jacente pour éviter d'induire des biais dans la dérivation des paramètres cosmologiques ([SCOLNICK et KESSLER, 2016](#)). La seconde raison est que cela permet d'étudier la nature de la population (jeune/vieille) des SNIa, et de mettre en évidence des potentiels évolution en redshift ([NICOLAS et al., 2021](#)). Les corrélations stretch/couleur sont montrées dans la Figure 9.2, où la caractéristique bi-modale de la distribution en stretch est clairement visible. Le mode à bas stretch compte pour $\approx 25\%$ de la distribution, comme prédit par [NICOLAS et al. \(2021\)](#).

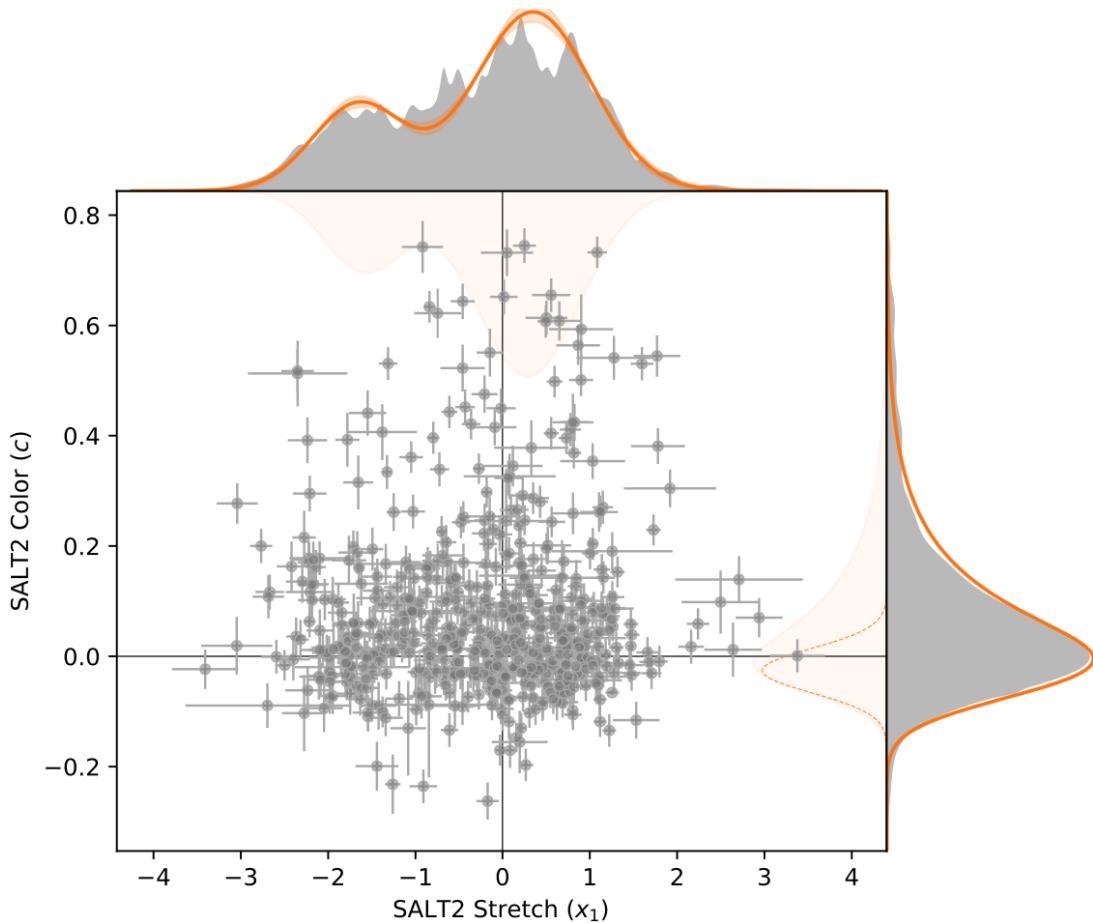


FIGURE 9.2 – Correlation entre les paramètres SALT2 de stretch et couleur pour la DR2 de ZTF (**Rigault et al DR2 (in prep)**). Ici seules les Supernovae du volume limité à $z < 0.06$ sont considérées. Les distributions en orange correspondent aux prédictions du model de double population de SNeIa de [NICOLAS et al. \(2021\)](#).

9.2.3 Des SNeIa à la cosmologie : H_0 , w et $f\sigma_8$

À ce rythme, ZTF aura observé et classifié près de 5000 SNeIa de qualité cosmologique d'ici la fin de la phase 2, mi-2024.

Conclusions & perspectives

Bibliographie

- ABDURRO'UF, LIN Y.-T., WU P.-F. et AKIYAMA M. 2021, « Introducing piXedfit : A Spectral Energy Distribution Fitting Code Designed for Resolved Sources », *The Astrophysical Journal, Supplement*, 254, 15 [↑ Section 4.2.2](#)
- ACQUAVIVA V., GAWISER E. et GUAITA L. 2011, « Spectral Energy Distribution Fitting with Markov Chain Monte Carlo : Methodology and Application to $z = 3.1$ Ly α -emitting Galaxies », *The Astrophysical Journal*, 737, 47 [↑ Section 4.2.2](#)
- ALLINGTON-SMITH J. R., CONTENT R., HAYNES R. et LEWIS I. J. 1997, « Integral field spectroscopy with the Gemini Multiobject Spectrographs », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 2871, *Optical Telescopes of Today and Tomorrow*, ed. A. L. Ardeberg, 1284–1294 [↑ Section 3.1.1](#)
- ALLINGTON-SMITH J. et CONTENT R. 1998, « Sampling and Background Subtraction in Fiber-Lenslet Integral Field Spectrographs », Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 110, 1216 [↑ Section 3.1](#)
- ARNOUTS S. et ILBERT O. 2011, « LePHARE : Photometric Analysis for Redshift Estimate », Astrophysics Source Code Library, record ascl :1108.009 [↑ Section 4.2.2](#)
- BACON R., ADAM G., BARANNE A. et al. 1995, « 3D spectrography at high spatial resolution. I. Concept and realization of the integral field spectrograph TIGER. », *Astronomy & Astrophysics, Supplement*, 113, 347 [↑ Section 3.1.1](#)
- BACON R., COPIN Y., MONNET G. et al. 2001, « The SAURON project - I. The panoramic integral-field spectrograph », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 326, 23 [↑ Section 3.1.1](#)
- BARBARY K. 2016, « SEP : Source Extractor as a library », *Journal of Open Source Software*, 1, 58 [↑ Section 3.2.1](#)
- BARDEN S. C. et WADE R. A. 1988, « DensePak and spectral imaging with fiber optics. », dans Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 3, *Fiber Optics in Astronomy*, ed. S. C. Barden, 113–124 [↑ Section 3.1.1](#)
- BATTISTI A. J., CALZETTI D. et CHARY R. R. 2016, « Characterizing Dust Attenuation in Local Star-forming Galaxies : UV and Optical Reddening », *The Astrophysical Journal*, 818, 13 [↑ Section 5.2.3.4](#)
- BATTISTI A. J., DA CUNHA E., GRASHA K. et al. 2019, « MAGPHYS+photo-z : Constraining the Physical Properties of Galaxies with Unknown Redshifts », *The Astrophysical Journal*, 882, 61 [↑ Section 5.2.3.4](#)

- BELLM E. C., KULKARNI S. R., GRAHAM M. J. et al. 2019, « The Zwicky Transient Facility : System Overview, Performance, and First Results », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 131, 018002 ↑ Section 2.1, ↑ Section 2.2, ↑ Section 2.3a, ↑ Section 2.5
- BERTIN E. et ARNOUTS S. 1996, « SExtractor : Software for source extraction. », *Astronomy & Astrophysics, Supplement*, 117, 393 ↑ Section 3.2.1
- BLAGORODNOVA N., NEILL J. D., WALTERS R. et al. 2018, « The SED Machine : A Robotic Spectrograph for Fast Transient Classification », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 130, 035003 ↑ Section 3.1.2, ↑ Section 3.2, ↑ Section 5.2.2
- BLONDIN S. et TONRY J. L. 2007, « Determining the Type, Redshift, and Age of a Supernova Spectrum », *The Astrophysical Journal*, 666, 1024 ↑ Section 3.4
- BOHLIN R. C., GORDON K. D. et TREMBLAY P. E. 2014, « Techniques and Review of Absolute Flux Calibration from the Ultraviolet to the Mid-Infrared », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 126, 711 ↑ Section (a)
- BOQUIEN M., BURGARELLA D., ROEHLLY Y. et al. 2019, « CIGALE : a python Code Investigating GALaxy Emission », *Astronomy and Astrophysics*, 622, A103 ↑ Section 4.2.2, ↑ Section 5.2.1
- BOWEN I. S. 1938, « The Image-Slicer a Device for Reducing Loss of Light at Slit of Stellar Spectrograph. », *The Astrophysical Journal*, 88, 113 ↑ Section 3.1.1
- BRIDAY M., RIGAULT M., GRAZIANI R. et al. 2022, « Accuracy of environmental tracers and consequences for determining the Type Ia supernova magnitude step », *Astronomy and Astrophysics*, 657, A22 ↑ Section 4.2.2
- BRUZUAL G. et CHARLOT S. 2003a, « Stellar population synthesis at the resolution of 2003 », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 344, 1000 ↑ Section 4.2.1
- BRUZUAL G. et CHARLOT S. 2003b, « Stellar population synthesis at the resolution of 2003 », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 344, 1000 ↑ Section 5.2.3.2, ↑ Section 5.3
- BUAT V., BOQUIEN M., MALEK K. et al. 2018, « Dust attenuation and H α emission in a sample of galaxies observed with Herschel at $0.6 < z < 1.6$ », *Astronomy and Astrophysics*, 619, A135 ↑ Section 5.2.3.4, ↑ Section 5.3
- BURGARELLA D., BUAT V. et IGLESIAS-PÁRAMO J. 2005, « Star formation and dust attenuation properties in galaxies from a statistical ultraviolet-to-far-infrared analysis », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 360, 1413 ↑ Section 4.2.2, ↑ Section 5.2.1
- BUTON C. 2009, « Étalonnage spectro-photométrique du SuperNova Integral Field Spectrograph dans le cadre du projet the Nearby Supernova Factory », Theses, Université Claude Bernard - Lyon I, ↑ Section 3.3.2

- BUTON C., COPIN Y., ALDERING G. et al. 2013, « Atmospheric extinction properties above Mauna Kea from the Nearby SuperNova Factory spectro-photometric data set », *Astronomy and Astrophysics*, 549, A8 \uparrow Section 3.3.2, \uparrow Section 3.3.3
- CALZETTI D., ARMUS L., BOHLIN R. C. et al. 2000, « The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies », *The Astrophysical Journal*, 533, 682 \uparrow Section 4.2.1
- CALZETTI D., KINNEY A. L. et STORCHI-BERGMANN T. 1994, « Dust Extinction of the Stellar Continua in Starburst Galaxies : The Ultraviolet and Optical Extinction Law », *The Astrophysical Journal*, 429, 582 \uparrow Section 4.2.1
- CAPPELLARI M., EMSELLEM E., KRAJNOVIĆ D. et al. 2011, « The ATLAS^{3D} project - I. A volume-limited sample of 260 nearby early-type galaxies : science goals and selection criteria », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 413, 813 \uparrow Section 3.1.1
- CARNALL A. C., MCLURE R. J., DUNLOP J. S. et al. 2019, « The VANDELS survey : the star-formation histories of massive quiescent galaxies at $1.0 < z < 1.3$ », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 490, 417 \uparrow Section 4.2.2
- CARNALL A. C., MCLURE R. J., DUNLOP J. S. et DAVÉ R. 2018, « Inferring the star formation histories of massive quiescent galaxies with BAGPIPES : evidence for multiple quenching mechanisms », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 480, 4379 \uparrow Section 4.2.2
- CASEY C. M. 2012, « Far-infrared spectral energy distribution fitting for galaxies near and far », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 425, 3094 \uparrow Section 4.2.1
- CHABRIER G. 2003, « Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 115, 763 \uparrow Section 5.2.3.2, \uparrow Section 5.3
- CHAMBERS K. C., MAGNIER E. A., METCALFE N. et al. 2016a, « The Pan-STARRS1 Surveys », arXiv e-prints, arXiv:1612.05560 \uparrow Section 3.5, \uparrow Section 4.1.2
- CHAMBERS K. C., MAGNIER E. A., METCALFE N. et al. 2016b, « The Pan-STARRS1 Surveys », arXiv e-prints, arXiv:1612.05560 \uparrow Section 5.1.1, \uparrow Section 5.1
- CHARLOT S. et FALL S. M. 2000, « A Simple Model for the Absorption of Starlight by Dust in Galaxies », *The Astrophysical Journal*, 539, 718 \uparrow Section 5.2.3.4, \uparrow Section 5.2.3.4, \uparrow Section 5.3
- CHARY R. et ELBAZ D. 2001, « Interpreting the Cosmic Infrared Background : Constraints on the Evolution of the Dust-enshrouded Star Formation Rate », *The Astrophysical Journal*, 556, 562 \uparrow Section 4.2.1
- CHEVALLARD J. et CHARLOT S. 2016, « Modelling and interpreting spectral energy distributions of galaxies with BEAGLE », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 462, 1415 \uparrow Section 4.2.2, \uparrow Section 4.2.2
- CHEVALLARD J., CURTIS-LAKE E., CHARLOT S. et al. 2019, « Simulating and interpreting deep observations in the Hubble Ultra Deep Field with the JWST/NIRSpec low-resolution ‘prism’ », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 483, 2621 \uparrow Section 5.2.3.4

- CONROY C. 2013, « Modeling the Panchromatic Spectral Energy Distributions of Galaxies », *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, **51**, 393 ↑ Section 4.2.2
- CONTENT R. 1997, « New design for integral field spectroscopy with 8-m telescopes », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 2871, *Optical Telescopes of Today and Tomorrow*, ed. A. L. Ardeberg, 1295–1305 ↑ Section 3.1.1
- DA CUNHA E., CHARLOT S. et ELBAZ D. 2008, « A simple model to interpret the ultraviolet, optical and infrared emission from galaxies », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **388**, 1595 ↑ Section 4.2.2, ↑ Section 5.2.3.4
- DALE D. A., HELOU G., MAGDIS G. E. et al. 2014, « A Two-parameter Model for the Infrared/Submillimeter/Radio Spectral Energy Distributions of Galaxies and Active Galactic Nuclei », *The Astrophysical Journal*, **784**, 83 ↑ Section 4.2.1, ↑ Section 5.2.3.5, ↑ Section 5.3
- DEKANY R., SMITH R. M., RIDDLE R. et al. 2020, « The Zwicky Transient Facility : Observing System », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **132**, 038001 ↑ Section 2.3b, ↑ Section 2.5
- DHAWAN S., GOOBAR A., SMITH M. et al. 2022, « The Zwicky Transient Facility Type Ia supernova survey : first data release and results », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **510**, 2228 ↑ Section 2.3
- DRAINE B. T. et LI A. 2007, « Infrared Emission from Interstellar Dust. IV. The Silicate-Graphite-PAH Model in the Post-Spitzer Era », *The Astrophysical Journal*, **657**, 810 ↑ Section 4.2.1
- FERLAND G. J., PORTER R. L., VAN HOOF P. A. M. et al. 2013, « The 2013 Release of Cloudy », *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, **49**, 137 ↑ Section 5.2.3.3
- FIOC M. et ROCCA-VOLMERANGE B. 1997, « PEGASE : a UV to NIR spectral evolution model of galaxies. Application to the calibration of bright galaxy counts. », *Astronomy and Astrophysics*, **326**, 950 ↑ Section 4.2.1
- FREMLING C., MILLER A. A., SHARMA Y. et al. 2020, « The Zwicky Transient Facility Bright Transient Survey. I. Spectroscopic Classification and the Redshift Completeness of Local Galaxy Catalogs », *The Astrophysical Journal*, **895**, 32 ↑ Section 2.3, ↑ Section 3.5, ↑ Section 3.6
- FUKUGITA M., ICHIKAWA T., GUNN J. E. et al. 1996, « The Sloan Digital Sky Survey Photometric System », *The Astronomical Journal*, **111**, 1748 ↑ Section 5.1.1
- GRAHAM M. J., KULKARNI S. R., BELLM E. C. et al. 2019, « The Zwicky Transient Facility : Science Objectives », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **131**, 078001 ↑ Section 2.1
- GUTIÉRREZ C. P., ANDERSON J. P., HAMUY M. et al. 2017, « Type II Supernova Spectral Diversity. I. Observations, Sample Characterization, and Spectral Line Evolution », *The Astrophysical Journal*, **850**, 89 ↑ Section 3.4

- HAYES D. S. et LATHAM D. W. 1975, « A rediscussion of the atmospheric extinction and the absolute spectral-energy distribution of Vega. », *The Astrophysical Journal*, 197, 593 [↑ Section 3.3.3](#)
- HODAPP K. W., KAISER N., AUSSEL H. et al. 2004a, « Design of the Pan-STARRS telescopes », *Astronomische Nachrichten*, 325, 636 [↑ Section 5.1.1](#)
- HODAPP K. W., LAUX U., SIEGMUND W. A. et KAISER N. 2004b, « Optical design of the Pan-STARRS telescopes », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 5249, *Optical Design and Engineering*, ed. L. Mazuray, P. J. Rogers, & R. Wartmann, 165–174 [↑ Section 5.1.1](#)
- HODAPP K. W., SIEGMUND W. A., KAISER N. et al. 2004c, « Optical design of the Pan-STARRS telescopes », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 5489, *Ground-based Telescopes*, ed. J. Oschmann, Jacobus M., 667–678 [↑ Section 5.1.1](#)
- HOWELL D. A., SULLIVAN M., PERRETT K. et al. 2005, « Gemini Spectroscopy of Supernovae from the Supernova Legacy Survey : Improving High-Redshift Supernova Selection and Classification », *The Astrophysical Journal*, 634, 1190 [↑ Section 3.4](#)
- INOUE A. K. 2011, « Rest-frame ultraviolet-to-optical spectral characteristics of extremely metal-poor and metal-free galaxies », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 415, 2920 [↑ Section 5.2.3.3](#)
- JOHNSON B. D., LEJA J., CONROY C. et SPEAGLE J. S. 2021, « Stellar Population Inference with Prospector », *The Astrophysical Journal, Supplement*, 254, 22 [↑ Section 4.2.2](#)
- JONES D. O., SCOLNIC D. M., RIESS A. G. et al. 2017, « Measuring the Properties of Dark Energy with Photometrically Classified Pan-STARRS Supernovae. I. Systematic Uncertainty from Core-collapse Supernova Contamination », *The Astrophysical Journal*, 843, 6 [↑ Section 2.3](#)
- KAISER N., AUSSEL H., BURKE B. E. et al. 2002, « Pan-STARRS : A Large Synoptic Survey Telescope Array », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 4836, *Survey and Other Telescope Technologies and Discoveries*, ed. J. A. Tyson & S. Wolff, 154–164 [↑ Section 5.1](#)
- KAISER N., BURGETT W., CHAMBERS K. et al. 2010, « The Pan-STARRS wide-field optical/NIR imaging survey », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7733, *Ground-based and Airborne Telescopes III*, ed. L. M. Stepp, R. Gilmozzi, & H. J. Hall, 77330E [↑ Section 5.1](#)
- KAUFFMANN G., HECKMAN T. M., WHITE S. D. M. et al. 2003, « Stellar masses and star formation histories for 10^5 galaxies from the Sloan Digital Sky Survey », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 341, 33 [↑ Section 4.2.2](#)
- KIM Y. L., RIGAULT M., NEILL J. D. et al. 2022, « New Modules for the SEDMachine to Remove Contaminations from Cosmic Rays and Non-target Light : BYECR and

- CONTSEP », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 134, 024505 ↑ Section 3.5
- KOLEVA M., PRUGNIEL P., BOUCHARD A. et WU Y. 2009, « ULySS : a full spectrum fitting package », *Astronomy and Astrophysics*, 501, 1269 ↑ Section 4.2.2
- KORMENDY J. et HO L. C. 2013, « Coevolution (Or Not) of Supermassive Black Holes and Host Galaxies », *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, 51, 511 ↑ Section 4.2.1
- LANTZ B., ALDERING G., ANTILOGUS P. et al. 2004, « SNIFS : a wideband integral field spectrograph with microlens arrays », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 5249, *Optical Design and Engineering*, ed. L. Mazuray, P. J. Rogers, & R. Wartmann, 146–155 ↑ Section 3.1.1
- LAW N. M., KULKARNI S. R., DEKANY R. G. et al. 2009, « The Palomar Transient Factory : System Overview, Performance, and First Results », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 121, 1395 ↑ Section 2.1
- LIU Y. et MODJAZ M. 2014, « SuperNova IDentification spectral templates of 70 stripped-envelope core-collapse supernovae », *arXiv e-prints*, arXiv:1405.1437 ↑ Section 3.4
- LIU Y.-Q., MODJAZ M. et BIANCO F. B. 2017, « Analyzing the Largest Spectroscopic Data Set of Hydrogen-poor Super-luminous Supernovae », *The Astrophysical Journal*, 845, 85 ↑ Section 3.4
- LIU Y.-Q., MODJAZ M., BIANCO F. B. et GRAUR O. 2016, « Analyzing the Largest Spectroscopic Data Set of Stripped Supernovae to Improve Their Identifications and Constrain Their Progenitors », *The Astrophysical Journal*, 827, 90 ↑ Section 3.4
- LO FARO B., BUAT V., ROEHLLY Y. et al. 2017, « Characterizing the UV-to-NIR shape of the dust attenuation curve of IR luminous galaxies up to $z \sim 2$ », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 472, 1372 ↑ Section 5.2.3.4
- MALEK K., BUAT V., ROEHLLY Y. et al. 2018, « HELP : modelling the spectral energy distributions of Herschel detected galaxies in the ELAIS N1 field », *Astronomy and Astrophysics*, 620, A50 ↑ Section 5.2.3.1, ↑ Section 5.2.3.4
- MARASTON C. 2005, « Evolutionary population synthesis : models, analysis of the ingredients and application to high- z galaxies », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 362, 799 ↑ Section 4.2.1
- MASCI F. J., LAHER R. R., RUSHOLME B. et al. 2019, « The Zwicky Transient Facility : Data Processing, Products, and Archive », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 131, 018003 ↑ Section 2.2
- MCGREGOR P. J., HART J., CONROY P. G. et al. 2003, « Gemini near-infrared integral field spectrograph (NIFS) », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 4841, *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes*, ed. M. Iye & A. F. M. Moorwood, 1581–1591 ↑ Section 3.1.1

- MINKOWSKI R. L. et ABELL G. O. 1963, dans *Basic Astronomical Data : Stars and Stellar Systems*, ed. K. A. Strand, 481 [↑ Section 2.2](#)
- MODJAZ M., LIU Y. Q., BIANCO F. B. et GRAUR O. 2016, « The Spectral SN-GRB Connection : Systematic Spectral Comparisons between Type Ic Supernovae and Broad-lined Type Ic Supernovae with and without Gamma-Ray Bursts », *The Astrophysical Journal*, 832, 108 [↑ Section 3.4](#)
- MORGAN J. S. et KAISER N. 2008, « Alignment of the Pan-STARRS PS1 prototype telescope optics », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7012, *Ground-based and Airborne Telescopes II*, ed. L. M. Stepp & R. Gilmozzi, 70121K [↑ Section 5.1.1](#)
- MUTHUKRISHNA D., PARKINSON D. et TUCKER B. E. 2019, « DASH : Deep Learning for the Automated Spectral Classification of Supernovae and Their Hosts », *The Astrophysical Journal*, 885, 85 [↑ Section 3.4](#)
- NICOLAS N., RIGAULT M., COPIN Y. et al. 2021, « Redshift evolution of the underlying type Ia supernova stretch distribution », *Astronomy and Astrophysics*, 649, A74 [↑ Section 9.2.2](#), [↑ Section 9.2](#)
- NOLL S., BURGARELLA D., GIOVANNOLI E. et al. 2009, « Analysis of galaxy spectral energy distributions from far-UV to far-IR with CIGALE : studying a SINGS test sample », *Astronomy and Astrophysics*, 507, 1793 [↑ Section 4.2.2](#), [↑ Section 5.2.1](#)
- NORDIN J., BRINNEL V., VAN SANTEN J. et al. 2019, « Transient processing and analysis using AMPEL : alert management, photometry, and evaluation of light curves », *Astronomy and Astrophysics*, 631, A147 [↑ Section 2.3](#)
- OCVIRK P., PICHON C., LANÇON A. et THIÉBAUT E. 2006, « STECMAP : STEllar Content from high-resolution galactic spectra via Maximum A Posteriori », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 365, 46 [↑ Section 4.2.2](#)
- OKE J. B. et GUNN J. E. 1983, « Secondary standard stars for absolute spectrophotometry. », *The Astrophysical Journal*, 266, 713 [↑ Section 5.1.1](#)
- PAPOVICH C., DICKINSON M. et FERGUSON H. C. 2001, « The Stellar Populations and Evolution of Lyman Break Galaxies », *The Astrophysical Journal*, 559, 620 [↑ Section 4.2.1](#)
- PATTERSON M. T., BELLM E. C., RUSHOLME B. et al. 2019, « The Zwicky Transient Facility Alert Distribution System », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 131, 018001 [↑ Section 2.2](#)
- RAU A., KULKARNI S. R., LAW N. M. et al. 2009, « Exploring the Optical Transient Sky with the Palomar Transient Factory », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 121, 1334 [↑ Section 2.1](#)
- RIGAULT M., NEILL J. D., BLAGORODNOVA N. et al. 2019, « Fully automated integral field spectrograph pipeline for the SEDMachine : pysedm », *Astronomy and Astrophysics*, 627, A115 [↑ Section 3.2](#), [↑ Section 3.4](#), [↑ Section 3.2.3](#), [↑ Section 3.2.4](#), [↑ Section 3.3.2](#)

- SALIM S., RICH R. M., CHARLOT S. et al. 2007, « UV Star Formation Rates in the Local Universe », *The Astrophysical Journal, Supplement*, 173, 267 ↑ Section 4.2.2
- SCOLNIC D., BROUT D., CARR A. et al. 2021, « The Pantheon+ Analysis : The Full Dataset and Light-Curve Release », *arXiv e-prints*, arXiv:2112.03863 ↑ Section 2.3
- SCOLNIC D. et KESSLER R. 2016, « Measuring Type Ia Supernova Populations of Stretch and Color and Predicting Distance Biases », *The Astrophysical Journal, Letters*, 822, L35 ↑ Section 9.2.2
- SCOLNIC D. M., JONES D. O., REST A. et al. 2018, « The Complete Light-curve Sample of Spectroscopically Confirmed SNe Ia from Pan-STARRS1 and Cosmological Constraints from the Combined Pantheon Sample », *The Astrophysical Journal*, 859, 101 ↑ Section 2.3
- SILVERMAN J. M., FOLEY R. J., FILIPPENKO A. V. et al. 2012, « Berkeley Supernova Ia Program - I. Observations, data reduction and spectroscopic sample of 582 low-redshift Type Ia supernovae », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 425, 1789 ↑ Section 3.4
- STUBBS C. W., HIGH F. W., GEORGE M. R. et al. 2007, « Toward More Precise Survey Photometry for PanSTARRS and LSST : Measuring Directly the Optical Transmission Spectrum of the Atmosphere », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 119, 1163 ↑ Section 3.3.3
- TINSLEY B. M. 1980, « Evolution of the Stars and Gas in Galaxies », *Fundamentals Cosmic Phys.*, 5, 287 ↑ Section 4.2.2
- TONRY J., BURKE B. E. et SCHECHTER P. L. 1997, « The Orthogonal Transfer CCD », *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 109, 1154 ↑ Section 5.1.1
- TONRY J. et DAVIS M. 1979, « A survey of galaxy redshifts. I. Data reduction techniques. », *The Astronomical Journal*, 84, 1511 ↑ Section 3.4
- TONRY J., ONAKA P., LUPPINO G. et ISANI S. 2006, « The Pan-STARRS Gigapixel Camera », dans The Advanced Maui Optical and Space Surveillance Technologies Conference, E47 ↑ Section 5.1.1
- TONRY J. L., BURKE B. E., ISANI S., ONAKA P. M. et COOPER M. J. 2008, « Results from the Pan-STARRS Orthogonal Transfer Array (OTA) », dans Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7021, *High Energy, Optical, and Infrared Detectors for Astronomy III*, ed. D. A. Dorn & A. D. Holland, 702105 ↑ Section 5.1.1
- TONRY J. L., STUBBS C. W., LYKKE K. R. et al. 2012, « The Pan-STARRS1 Photometric System », *The Astrophysical Journal*, 750, 99 ↑ Section 5.1.1, ↑ Section 5.2.2
- WADE R. A. et HORNE K. 1988, « The Radial Velocity Curve and Peculiar TiO Distribution of the Red Secondary Star in Z Chamaeleontis », *The Astrophysical Journal*, 324, 411 ↑ Section 3.3.3

- WALCHER J., GROVES B., BUDAVÁRI T. et DALE D. 2011, « Fitting the integrated spectral energy distributions of galaxies », *Astrophysics & Space Science*, **331**, 1 ↑ Section 4.2.2
- WATERS C. Z., MAGNIER E. A., PRICE P. A. et al. 2020, « Pan-STARRS Pixel Processing : Detrending, Warping, Stacking », *The Astrophysical Journal, Supplement*, **251**, 4 ↑ Section 5.1.2, ↑ Section 5.1.2
- WILD V., KAUFFMANN G., HECKMAN T. et al. 2007, « Bursty stellar populations and obscured active galactic nuclei in galaxy bulges », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **381**, 543 ↑ Section 5.2.3.4
- WILKINSON D. M., MARASTON C., GODDARD D., THOMAS D. et PARIKH T. 2017, « FIREFLY (Fitting IteRativEly For Likelihood analYsis) : a full spectral fitting code », *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **472**, 4297 ↑ Section 4.2.2
- WITT A. N. et GORDON K. D. 2000, « Multiple Scattering in Clumpy Media. II. Galactic Environments », *The Astrophysical Journal*, **528**, 799 ↑ Section 4.2.1
- WORTHEY G. 1994, « Comprehensive Stellar Population Models and the Disentanglement of Age and Metallicity Effects », *The Astrophysical Journal, Supplement*, **95**, 107 ↑ Section 4.2.1
- YAN R., BUNDY K., LAW D. R. et al. 2016, « SDSS-IV MaNGA IFS Galaxy Survey—Survey Design, Execution, and Initial Data Quality », *The Astronomical Journal*, **152**, 197 ↑ Section 3.1.1
- YORK D. G., ADELMAN J., ANDERSON, JOHN E. J. et al. 2000, « The Sloan Digital Sky Survey : Technical Summary », *The Astronomical Journal*, **120**, 1579 ↑ Section 4.1.2, ↑ Section 5.1.1