

Modélisation hyperspectrale

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

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'événements 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., 2016) 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.

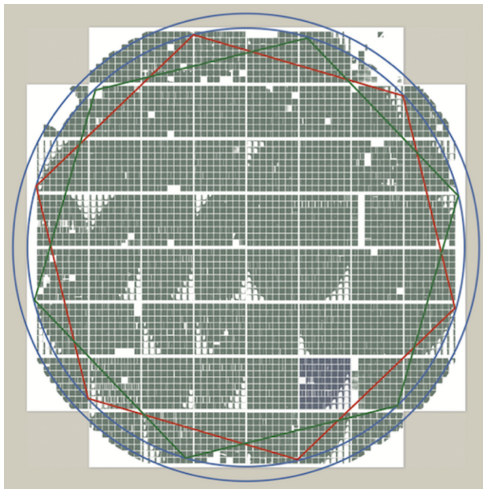
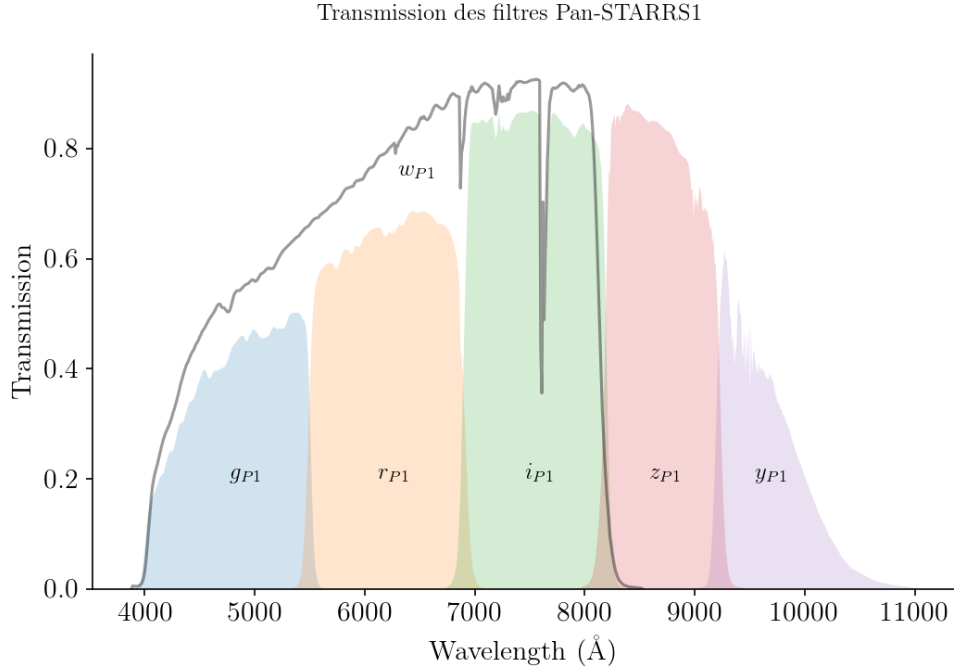


FIGURE 5.1 – Plan focal de la Gigapixel Camera (PS1) (figure de CHAMBERS et al. (2016)). Les cellules non fonctionnelles sont masquées et représentées en blanc dans la figure ci-dessus.

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	$\lambda_{pivot}(\text{\AA})$	# 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 crée 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.

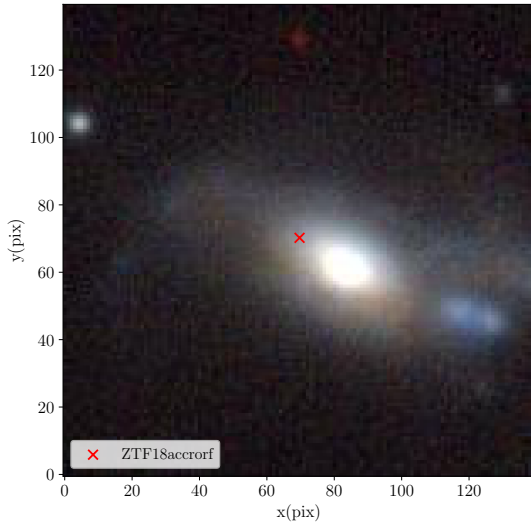


FIGURE 5.3 – Image RGB construite à partir des bandes g_{P1} , r_{P1} et z_{P1} des images PS1. L'image fait $35''$ de côté et est centrée sur la position de détection de ZTF18accrorf par ZTF, à $(RA, DEC) = (17.1692^\circ, 20.0799^\circ)$

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 Bayésienne 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 d'entrée renseigné au préalable, et calcul de l'absorption du milieu inter-galactique.

Nous ne détaillerons pas ici la technicité de la méthode Bayésienne 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

5.2.3 Configuration et utilisation de CIGALE

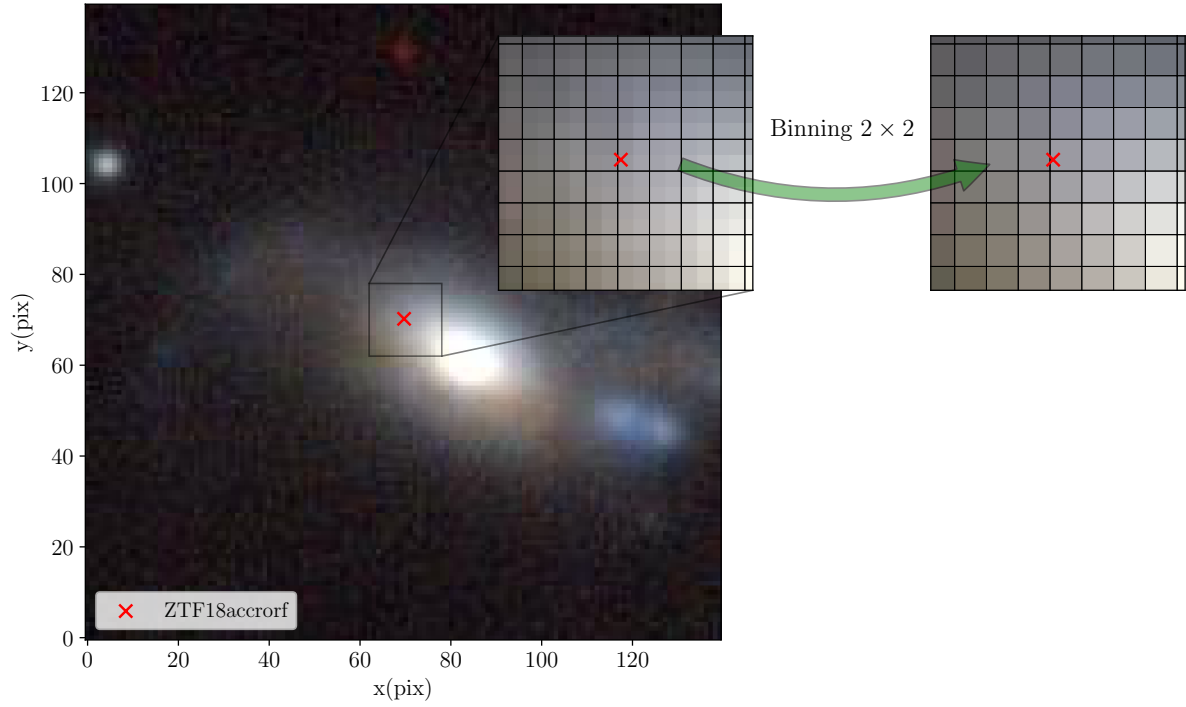


FIGURE 5.4 – Image RGB construite à partir des bandes g_{P1} , r_{P1} et z_{P1} des images PS1. L'image fait 35" de côté et est centrée sur la position de détection de ZTF18accrorf par ZTF, à $(\text{RA}, \text{DEC}) = (17.1692^\circ, 20.0799^\circ)$

5.3 Construction du cube intrinsèque

5.3.1 Sampling des spectres dans l'espace SEDm

5.3.2 Construction du cube

Bibliographie

- BOQUIEN M., BURGARELLA D., ROEHLLY Y. et al. 2019, « CIGALE : a python Code Investigating GALaxy Emission », *Astronomy and Astrophysics*, 622, A103 ↑ Section 5.2.1
- 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 5.2.1
- CHAMBERS K. C., MAGNIER E. A., METCALFE N. et al. 2016, « The Pan-STARRS1 Surveys », *arXiv e-prints*, arXiv:1612.05560 ↑ Section 5.1.1, ↑ Section 5.1
- 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
- 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
- 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
- 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
- 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 5.2.1

- OKE J. B. et GUNN J. E. 1983, « Secondary standard stars for absolute spectrophotometry. », *The Astrophysical Journal*, 266, 713 ↑ [Section 5.1.1](#)
- 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., 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](#)
- 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](#)
- 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 5.1.1](#)