



HAL
open science

**RECHERCHE SYSTEMATIQUE DE
CONTREPARTIESOPTIQUES DE SURSAUTS
GAMMADANS LES IMAGES DU "VERY WIDE
SURVEY"DU TELESCOPE
CANADA-FRANCE-HAWAII**

Frederic Malacrino

► **To cite this version:**

Frederic Malacrino. RECHERCHE SYSTEMATIQUE DE CONTREPARTIESOPTIQUES DE SURSAUTS GAMMADANS LES IMAGES DU "VERY WIDE SURVEY"DU TELESCOPE CANADA-FRANCE-HAWAII. Astrophysique [astro-ph]. Université Paul Sabatier - Toulouse III, 2006. Français. NNT: . tel-00135769

HAL Id: tel-00135769

<https://theses.hal.science/tel-00135769v1>

Submitted on 8 Mar 2007

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

UNIVERSITE TOULOUSE III -PAUL SABATIER-
U.F.R. PHYSIQUE CHIMIE AUTOMATIQUE

THÈSE

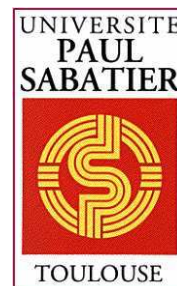
Pour obtenir le grade de
Docteur de l'Université Toulouse III
Discipline : Astrophysique
Ecole doctorale des sciences de l'univers
présentée et soutenue par
Frédéric MALACRINO

**RECHERCHE SYSTEMATIQUE DE CONTREPARTIES
OPTIQUES DE SURSAUTS GAMMA
DANS LES IMAGES DU "VERY WIDE SURVEY"
DU TELESCOPE CANADA-FRANCE-HAWAII**

Soutenue le: 10 Octobre 2006

Composition du jury:

M. Alain BLANCHARD	:	Président
M. Jean-Luc ATTEIA	:	Directeur de Thèse
M. Michel BOER	:	Directeur de Thèse
M. Robert MOCHKOVITCH	:	Rapporteur
M. Christian MOTCH	:	Rapporteur
M. Alain KLOTZ	:	Examineur



A Madeleine

Au cours d'une thèse, on côtoie énormément de personnes, qui vous aident dans les difficultés et vous soutiennent dans les moments de doute. Mes remerciements seront simples, car ils sont sincères...

Je tenais d'abord à remercier chaleureusement toute l'équipe du CFHT, pour m'avoir fait un si bon accueil lors de mon séjour à Hawaii. Merci tout particulièrement à Kanoa Withington, qui a toujours répondu présent à mes sollicitations, et a su résoudre mes nombreux problèmes sur le RTAS avec rapidité et efficacité. Merci aussi à Jean-Charles Cuillandre et Christian Veillet pour leur participation aux articles et leurs remarques judicieuses.

Un grand merci aussi à toutes les équipes du laboratoire d'astrophysique de Toulouse-Tarbes, mon second lieu de vie durant ces trois années. Merci à l'équipe informatique et à l'équipe administrative pour leurs compétences. Merci aussi à Sylvie Roques pour ses paroles toujours utiles et respectueuses. Merci aussi aux équipes galaxie et cosmologie, et en particulier Alain Blanchard et Geneviève Soucail.

Mes remerciements à tout mes collègues doctorants pour leur soutien et surtout l'excellente ambiance qui règnait entre-nous. Merci à Patrick, Marceau, Seb, Céline, Loïc, Sébastien, Marion, Alexandre, Giulia, et Matthieu, qui est parvenu à me supporter dans le même bureau pendant trois ans.

Merci à toutes les personnes qui ont travaillé de près ou de loin sur le RTAS. Merci à Yannick Mellier, Robert Mochkovitch, Frédéric Daigne, et surtout Alain Klotz pour ses critiques constructives et sa sympathie.

Mes remerciements les plus sincères à Jean-Luc Atteia. Qu'aurais-je accompli sans lui! Jean-Luc a su faire preuve de patience, d'enthousiasme et de générosité. Toujours présent et attentif lorsque je le sollicitais, il m'a laissé suffisamment d'indépendance pour me permettre d'avancer sans contraintes, mais savait aussi me remettre sur le bon chemin lorsque je me perdais. Plus qu'un directeur, il a été pour moi un guide, et je lui dois beaucoup de qualités acquises durant les cinq ans pendant lesquels nous nous sommes cotoyés.

Je terminerai en remerciant ma famille, qui a su m'encourager à distance, et tout les amis qui ont fait la route avec moi: Ben, Manu, Nath, Fabrice, JB, Ludo, Matthieu et tant d'autres.

Un dernier merci à Madeleine, qui a ensoleillé mes deux dernières années, et qui m'a fait l'honneur de devenir la mère de mes enfants...

Résumé

Les sursauts gamma sont des flashes très brefs et intenses de photons de haute énergie se produisant à des positions et à des temps aléatoires, avec une fréquence de deux par jour. Durant leur temps de vie, qui est en moyenne de quelques secondes, ils deviennent plus brillants que l'ensemble des sources de la voûte céleste. Leurs localisations rapides et précises ont permis la découverte de leurs contreparties dans les autres longueurs d'onde, les afterglows. Dans le domaine optique, les afterglows ont la particularité de décroître rapidement en luminosité, ce qui ne les rend visibles que peu de temps après le sursaut (quelques heures à quelques jours). Les mesures de leur décalage vers le rouge ont apporté la preuve que les sursauts gamma sont des événements se produisant à des distances cosmologiques. Les observations d'afterglows ont aussi montré la présence de galaxies hôtes aux sursauts, et l'émergence de supernovæ dans les courbes de lumière d'afterglows.

Les modèles théoriques de sursauts gamma prédisent la présence d'une focalisation de l'émission γ . L'observation de cassures dans un grand nombre de courbes de lumière d'afterglows optiques, conséquence attendue de cette focalisation, a permis de confirmer cette hypothèse. L'afterglow émettant dans un cône qui s'élargit avec le temps, il en découle l'existence d'afterglows qui ne sont pas associés à un sursaut gamma visible. Ceux-ci sont appelés afterglows orphelins. La recherche d'afterglows orphelins est un enjeu crucial pour la compréhension des sursauts gamma. Leur détection permettra en effet l'étude des sursauts proches et des sursauts sans émission γ , et constituera un excellent moyen pour tester l'hypothèse de focalisation de l'émission γ . Les quelques recherches d'afterglows optiques qui ont été effectuées jusqu'alors se sont toutes révélées infructueuses, puisque aucun afterglow n'a été identifié.

Dans cette étude, je présente une nouvelle recherche d'afterglows optiques. Elle s'effectue dans les images d'une stratégie d'observation ayant lieu au Télescope Canada-France-Hawaii, nommée le Very Wide Survey. Elle prévoit de couvrir 1200 degrés carrés du ciel jusqu'à la magnitude $r' = 22,5$. Chaque champ est observé plusieurs fois, avec des intervalles de temps de l'ordre de l'heure et de la journée. Afin de traiter les images du Very Wide Survey, j'ai développé et mis en place un système d'analyse en temps réel, nommé "Optically Selected GRB Afterglows". Ce système, entièrement automatisé, crée dans un premier temps des catalogues d'objets à partir des images, puis dans un second temps compare entre eux les catalogues d'un même champ acquis à des instants différents, afin d'extraire les objets variables en luminosité, et ceux qui sont apparus ou ont disparu. Ces objets sont ensuite affichés sur une page web où ils peuvent être validés comme candidat afterglow par un membre de la collaboration.

Les statistiques effectuées sur les catalogues et sur les comparaisons montrent que ce système de recherche est très performant. Plus de 99,5% des images sont traitées sans encombre et rapidement, nous permettant d'envoyer des alertes à la communauté des sursauts en moins de 24 heures. Les objets détectés variables représentent moins de 0,01% des objets. Environ 10% d'entre eux sont de véritables objets variables qu'il nous faut séparer manuellement des fausses détections. Durant ma thèse, j'ai également développé un programme de simulation d'afterglows qui permet d'évaluer l'efficacité d'une stratégie d'observation et de calculer un nombre d'afterglows attendus suivant un modèle de sursaut donné. Les résultats des simulations montrent que notre recherche d'afterglows est de loin la plus performante ayant jamais été effectuée. Dans l'intégralité des images du Very Wide Survey, nous attendons entre 4 et 5 détections d'afterglows. Pour l'instant, notre recherche en temps réel n'a pas abouti à l'identification d'un afterglow optique avec certitude. Nous sommes néanmoins capables de proposer des contraintes sur le rapport du nombre d'afterglows sur le nombre de sursauts. La valeur supérieure limite que nous obtenons est de 12,6 afterglows par sursaut gamma, jusqu'à la magnitude 22,5 et avec 90% de confiance.

Abstract

Gamma-Ray Bursts (hereafter GRBs) are short and bright flashes of high-energy photons which happen at random time and position on the sky, with a frequency of about two per days. These events are the most energetic known in the Universe, and during their life-time, which goes from a few milliseconds to a couple of minutes, they become most brilliant than the whole sources of the sky gathered. The fast and accurate localisations of the prompt gamma-ray emission of GRB by on-board detectors have led to the discovery of their counterparts in other wavelengths, which have been called afterglows. Due to the fast decay of their luminosity, optical afterglows can only be seen from a few hours to a few days after the burst. Afterglows observations allowed the confirmation of the cosmological nature of GRBs by measures of spectroscopic reddening, the presence of host galaxies, and their association with a peculiar type of supernovae.

There is some evidence that the prompt emission is collimated into a jet, whereas the late emission is more isotropic. One argument is provided by the achromatic steepening observed in many afterglow light-curves. At about the time of the steepening, the jet spreads out, and the afterglow becomes visible for off-axis observers. Therefore, we expect to observe many more afterglows than GRBs. Afterglows that are not associated with an observed GRB are called orphan afterglows. Since all GRBs recorded to date have been detected by their high-energy emission, the search for orphan GRB afterglows offers a complementary way to test the beaming hypothesis and to measure the beaming factor. Untriggered searches for GRB afterglows have already been attempted by a few teams, but none of them leads to the detection of optical afterglows, because of little sensitivity or poor sky coverage.

We have performed a search for optical afterglows in the images acquired for the Very Wide Survey, a observational program at the Canada-France-Hawaii Telescope, which covers a thousand of square degrees with a decent limiting magnitude. Each field is observed several times within the same observational period. This recurrence can be used to compare images of the same field in order to detect new, vanishing, and variable objects. This work is done by a dedicated Real Time Analysis System called "Optically Selected GRB Afterglows". This fully automatic pipeline consists at first in creating catalogs of the astrophysical sources of the image, and in calibrating parameters of these sources, and then in comparing catalogs of images of the same field and extracts a list of transient and variable objects. Objects are finally checked manually by a member of the collaboration who choose to reject the object as a false detection or to validate it as a truly variable object.

Since the beginning of the RTAS, we analyzed more than 490 square degrees down to magnitude $r'=22.5$, which represents about 20 millions of objects. Amongst these objects, 0.07% are found to be variable by the process, but only 10% of them are truly variable sources. Most of them are variable stars. We are left with one strong afterglow candidate that seems to follow the decreasing of the luminosity of a typical afterglow. We have also performed simulations which randomly generates afterglow light-curves in the sky, and computes the number of afterglows expected for a given observational strategy. These simulations show that the Very Wide Survey combined with the RTAS is the best strategy for the search for optical afterglows, since we expect 10 times more afterglows than in previous searches. These simulations also allows us to give a limit to the total number of afterglows in the sky, and to compare this value to the theoretical models. If we assume that we have detected one afterglow, the number of afterglows in the sky at a given time is 100. This value is consistent with the model of Totani & Panaitescu, but incompatible with the predictions of Nakar et al. and Zou et al.

Table des matières

Introduction	1
1 Les sursauts gamma	5
1.1 L'aube des sursauts	5
1.2 L'âge d'or	6
1.2.1 BATSE	6
1.2.2 L'émission prompte	7
1.3 Le siècle des lumières	11
1.3.1 Beppo-SAX	11
1.3.2 L'afterglow	12
1.4 L'ère industrielle	17
1.4.1 HETE-2 et Swift	17
1.4.2 Modèles théoriques	22
2 La recherche d'afterglows optiques	25
2.1 Une émission prompte collimatée	26
2.1.1 Cassure dans la courbe de lumière des afterglows	26
2.1.2 Energie γ corrigée	27
2.1.3 Relation d'Amati corrigée	28
2.2 Objectifs scientifiques	29
2.2.1 Sursauts sans émission γ	29
2.2.2 Contraintes sur les modèles théoriques	29
2.2.3 Sursauts proches	31
2.2.4 Lien entre sursauts et supernovæ	32
2.3 Considérations et Réflexions	32
2.3.1 Détecter et reconnaître un afterglow	32
2.3.2 Une stratégie d'observation adaptée	32
2.4 Recherches similaires	34
2.4.1 ROTSE-III Transient Search	34
2.4.2 Sloan Digital Sky Survey	35

2.4.3	Deep Lens Survey	35
2.4.4	MPI/ESO	36
2.5	Notre étude	36
3	Description de notre recherche d’afterglows	39
3.1	Le Télescope Canada-France-Hawaii	40
3.1.1	Le Legacy Survey	41
3.1.2	Le Very Wide Survey	42
3.1.3	Observations et images	43
3.2	Le système d’analyse en temps réel	45
3.2.1	La création des catalogues	47
3.2.2	La comparaison des catalogues	50
3.2.3	Visualisation des comparaisons	53
3.2.4	Caractérisation des objets variables	54
	RTAS Proposal from CFHT	57
	OSGA RTAS Proposal Answer	59
4	Analyse des données du RTAS	69
4.1	Statistiques	69
4.1.1	Catalogues	70
4.1.2	Comparaisons triples	72
4.1.3	Comparaisons doubles	74
4.1.4	Formulaire de recherche d’objets	76
4.1.5	Caractérisations	77
4.2	Nature des objets détectés par le RTAS	81
4.2.1	Fausse détections	81
4.2.2	Astéroïdes	85
4.2.3	Etoiles variables	86
	Publication 1	91
5	Résultats sur la recherche d’afterglows	103
5.1	Candidats afterglows	104
5.2	Simulations	107
5.2.1	Génération d’afterglows	108
5.2.2	Stratégies d’observation comparées	110
5.3	Contraintes sur les modèles d’afterglows	113
5.4	Discussion et perspectives	114

Publication 2	119
Conclusion	125
Annexes	127
A Publications	127
Liste des figures	128
Bibliographie	137

Introduction

Depuis les temps les plus anciens, l'astronomie a toujours tenu une grande part dans l'histoire de l'humanité. Outre le point de vue contemplatif (qui ne s'est jamais émerveillé devant la beauté de la voûte céleste une nuit d'été...?), l'étude des astres et de leur mouvement est pour beaucoup dans l'avancement des civilisations. On sait par exemple que la civilisation égyptienne du temps des pharaons avait sa propre dénomination des constellations. Un peu plus tard, les grecs tentèrent les premiers de comprendre les mécanismes qui régissent le mouvement des étoiles et du Soleil. Ce dernier était de par sa proximité le plus étudié, et devint le pilier des civilisations Mayas ou Incas, peuples pour lesquelles l'importance de l'astronomie a été confirmée par les recherches archéologiques. Si l'astronomie est devenue de nos jours une science éloignée du quotidien de la majorité des personnes, il n'en a pas toujours été ainsi. Par exemple, une excellente connaissance de la voûte céleste était nécessaire aux marins d'antan pour pouvoir se diriger en pleine mer, ce qu'ils parvenaient à faire avec brio, bien avant l'avènement du GPS. Beaucoup de connaissances nous apparaissant aujourd'hui comme évidentes ont été acquises par l'astronomie. Le calendrier est basé sur le temps de révolution de la Terre autour du Soleil. Et que dire des cinq premiers jours de la semaine dont l'étymologie provient des noms des astres du système solaire en latin.

L'œil, même s'il a longtemps été le premier instrument utilisé pour admirer et comprendre les astres, s'est très rapidement trouvé limité pour observer l'infiniment loin. Galilée le premier construisit au XV^{ème} siècle un instrument permettant de "voir de loin", qu'il nomma lunette, et grâce à laquelle il a pu observer les quatre principaux satellites de Jupiter. Parallèlement à cela, le développement des mathématiques et de la physique conduisit à d'autres découvertes sensationnelles, dont le point culminant dans l'astronomie du système solaire est certainement la découverte de Neptune en 1846 par Galle, uniquement grâce aux calculs de Le Verrier, qui interpréta les variations dans l'orbite d'Uranus par la présence d'une nouvelle planète massive (il recommença d'ailleurs pour Mercure, et prédit une planète plus près du Soleil qu'il nomma Vulcain, mais qui malheureusement n'existait pas. Il a fallu attendre la relativité générale d'Einstein pour résoudre ce mystère). Dès lors, les avancées astronomiques ont intimement suivi les développements technologiques, les théories mathématiques et les découvertes de la physique. Les lunettes et les télescopes devinrent les outils privilégiés des astronomes, et permirent de confirmer grâce aux observations les grandes théories, comme la relativité générale d'Einstein par l'éclipse de Soleil de 1916, mais aussi d'en découvrir de nouvelles, comme la récession des galaxies par Hubble en 1929.

Mais l'Homme ne s'arrêta pas là. Dans sa soif de connaissances il développa des moyens pour observer le ciel autrement que par les seuls photons visibles par l'œil. L'astronomie des autres longueurs d'onde débuta avec l'astronomie radio dans les années 60, qui permit entre autre la confirmation de l'hypothèse de l'expansion de l'Univers, aussi connue sous le terme "Big Bang", par la détection du fond de rayonnement cosmologique à $3^\circ K$. Les observations dans les autres longueurs d'onde furent plus problématiques; en effet, l'atmosphère terrestre étant opaque à une grande part des rayonnements, il fallut trouver les moyens de s'en affranchir. Les astronomes

commencèrent alors à envoyer des ballons équipés d'instruments et de détecteurs à très haute altitude (40 km), puis vint le tour des fusées, et enfin des satellites, permettant des observations de longues durées. Ces balbutiements furent le début de l'astronomie infrarouge, ultraviolette, X et γ , qui est à la base de mon sujet.

Grâce à des satellites équipés de détecteurs de photons γ , un nouveau type de phénomène astrophysique fut découvert à la fin des années 1960, il s'agit des sursauts gamma. Les sursauts gamma sont des flashes très brefs et intenses de photons de très haute énergie, allant du kilo électron Volt (keV) au Mega électron Volt (MeV). Ces événements sont les plus violents de l'Univers après le Big Bang, avec une énergie totale émise pouvant atteindre 10^{53} erg (10^{46} J) durant quelques secondes à quelques minutes. Leur fréquence est d'environ 2 par jour dans tout le ciel. Il est impossible de prédire un sursaut gamma, aussi bien du point de vue temporel que spatial. Les nombreux sursauts détectés par l'instrument BATSE dans les années 90 montrèrent d'une part l'existence de deux types de sursauts, les sursauts longs dont les durées s'étendent de quelques secondes à quelques minutes, et les sursauts courts, avec des durées beaucoup plus brèves, inférieures à la seconde, et d'autre part la répartition isotrope des sursauts dans le ciel, première indication de leur origine cosmologique.

Un sursaut gamma est très souvent suivi par une émission retardée dans les autres longueurs d'onde, qui est nommé *afterglow*. Ces *afterglows* ont été observés pour la première fois grâce à la localisation précise et rapide du sursaut du 28 Février 1997 par le satellite Beppo-SAX, qui mena à la détection d'une source X décroissant rapidement dans le temps. Contrairement à la grande diversité des profils temporels de l'émission γ , les courbes de lumière d'*afterglows* ont une caractéristique commune: après quelques heures, leur luminosité décroît rapidement avec le temps, selon une loi de puissance dont la pente varie entre 0,5 et 2. La découverte de ces *afterglows* apporta la confirmation de l'origine cosmologique des sursauts gamma par la mesure de leur décalage vers le rouge cosmologique, dont la valeur maximale, détenue par le sursaut du 4 Septembre 2005, est de 6,29, plaçant les sursauts parmi les événements les plus lointains qui puissent être détectés dans l'Univers connu.

Le type de phénomène pouvant produire un sursaut gamma, ainsi que les progéniteurs des sursauts sont encore mal connus. Pour les sursauts longs, les théoriciens penchent du côté d'effondrements d'étoiles massives, alors que les progéniteurs des sursauts courts semblent être plutôt des coalescences d'objets compacts. Dans ces deux cas, la source serait un trou noir récemment formé, accréant rapidement la matière environnante, et émettant deux jets opposés dont l'un est pointé dans notre direction. Le modèle communément admis décrivant le processus de production de l'émission γ et de l'*afterglow* est le modèle dit de la "boule de feu", ou *fireball*. Dans ce modèle, des couches de matière sont éjectées de la source par épisodes successifs à des vitesses ultra relativistes, mais néanmoins légèrement différentes. Les collisions entre les couches accélèrent les électrons qui rayonnent des photons γ par émission synchrotron. L'éjecta de matière interagit ensuite avec le milieu interstellaire et produit l'*afterglow*, également par émission synchrotron. La communauté des sursauts s'accorde aujourd'hui pour dire que l'émission γ est très collimatée, alors que celle de l'*afterglow* l'est de moins en moins au fur et à mesure de son évolution. Les cassures de la pente qui sont vues dans plusieurs courbes de lumière d'*afterglows* sont considérées comme l'une des preuves principales de cette collimation. Une des conséquences de cette collimation est qu'une grande majorité des sursauts ne sont pas détectables par leur émission γ , puisque celle-ci n'est pas dirigée vers la Terre. Par contre, ils le seraient par leur *afterglow*, lorsque l'émission devient moins collimatée. Ce type particulier d'*afterglow* qui n'est pas associé à un sursaut gamma est appelé *afterglow orphelin*. Ils restent encore des objets purement hypothétiques, puisque aucun *afterglow orphelin* n'a encore jamais été observé.

Une recherche d'*afterglows* indépendamment de l'émission γ se base sur la détection et l'analyse d'objets variables dans le cadre d'une stratégie d'observation. Pour être adaptée à

cette recherche, la stratégie d'observation utilisée doit couvrir une grande fraction de la voûte céleste de manière répétitive, avec des intervalles de temps de l'ordre de quelques jours, et ce assez profondément. Les afterglows étant des sources évanescentes, cette stratégie doit également permettre l'analyse rapide des objets détectés, afin de confirmer ou d'infirmer leur nature par des observations supplémentaires, et ce avant qu'ils n'aient atteint la magnitude limite des grands télescopes. L'efficacité d'une telle stratégie se base donc non seulement sur des considérations spatiales et temporelles, qui vont définir le nombre d'afterglows qu'elle pourra détecter, mais aussi sur sa capacité à traiter correctement les images et à détecter les véritables objets variables. Quelques recherches d'afterglows optiques ont déjà été effectuées à partir de différentes stratégies d'observation. Elles n'ont malheureusement pas abouti à la détection et à la confirmation d'un seul afterglow optique. Pourtant, leur découverte serait une avancée cruciale dans la science des sursauts gamma, nous apportant des réponses sur les sursauts à très faible émission gamma, sur la proportion de sursauts proches, sur le lien entre les sursauts et les supernovæ. Elle serait aussi un moyen très efficace pour contraindre les modèles théoriques.

Durant mes trois années de doctorat, j'ai travaillé sur une recherche d'afterglows dans les images d'un programme d'observation du Télescope Canada-France-Hawaii, le Very Wide Survey. La première moitié de ma thèse fut consacrée à l'élaboration et à la mise en place d'un système d'analyse en temps réel basé sur un ordinateur de type PC, nommé "Optically Selected GRB Afterglows". Ce système entièrement automatisé permet de traiter en temps quasi réel les images acquises par MegaCAM, la caméra CCD actuellement utilisée pour les observations optiques au TCFH, et d'en extraire les objets variables sur des intervalles de temps allant de l'heure à quelques jours. Les objets ainsi détectés sont ensuite analysés par un membre de la collaboration, qui définit leur nature, séparant les fausses détections des véritables objets variables. Durant la seconde moitié de ma thèse, j'ai analysé les résultats obtenus en termes de performance et de statistiques, permettant de statuer sur l'efficacité de notre recherche d'afterglow. J'ai aussi créé un programme de simulation qui, en appliquant une stratégie d'observation sur des afterglows générés avec des paramètres identiques aux afterglows observés, prédit le nombre d'afterglows attendus dans la stratégie pour un modèle donné de sursaut gamma, et le compare au nombre réellement détecté, afin d'apporter des contraintes sur la proportion d'afterglows dans le ciel et sur les modèles de sursauts gamma.

Ce manuscrit sera structuré de la façon suivante. Dans un premier chapitre, j'introduirai les sursauts gamma, les afterglows et les modèles de sursauts, en parallèle avec un historique sur les principales missions et sur les avancées auxquelles elles ont menées dans la compréhension du phénomène. Dans un second chapitre, je poserai les bases théoriques de la collimation de l'émission γ et ses conséquences sur les afterglows, tout en mentionnant les objectifs scientifiques de l'étude des afterglows indépendamment de l'émission prompte. Je m'attarderai aussi sur des considérations sur la recherche d'afterglows optiques, et décrirai les stratégies d'observation et les résultats apportés par les tentatives précédentes. Le troisième chapitre tiendra lieu de description exhaustive du télescope Canada-France-Hawaii, du Very Wide Survey, et du système d'analyse en temps réel qui nous permet de détecter les objets variables en deux temps, d'abord en créant des catalogues d'objets à partir des images, et ensuite en comparant entre eux les catalogues d'un même champ imagé plusieurs fois lors d'une même période d'observation. Dans un quatrième chapitre, je présenterai dans un premier temps les statistiques sur les catalogues, les comparaisons d'images et la caractérisation manuelle des objets variables, permettant de statuer sur l'efficacité du système d'analyse en temps réel, puis, dans un second temps, je ferai la description des principaux types d'objets variables détectés par le système d'analyse en temps réel. Finalement, je comparerai notre recherche d'afterglows optiques avec deux études antérieures et une stratégie d'observation fictive conçue pour optimiser la détection d'afterglows optiques. J'analyserai aussi nos performances afin de poser des contraintes sur les modèles d'afterglows, et terminerai par

une discussion générale sur notre recherche et ses implications dans l'étude des sursauts gamma.

Chapitre 1

Les sursauts gamma

Il est de coutume de commencer une étude sur les sursauts gamma par un récapitulatif de leur histoire dans l'astronomie. Les sursauts ayant été découverts, de manière tout à fait fortuite, il y a plus de trente ans déjà, ce rappel historique peut maintenant paraître obsolète. Cela reste cependant un très bon moyen d'amener de manière naturelle la description de leurs principales caractéristiques et de comprendre pourquoi ce phénomène ne cesse de fasciner les chercheurs, même après toutes ces années. C'est pourquoi j'ai choisi d'agencer ce chapitre de manière chronologique, entrecoupé d'interludes décrivant les connaissances les plus récentes que nous avons de ce phénomène encore incompris dans sa totalité.

Dans ce premier chapitre, je décrirai de manière succincte les étapes les plus marquantes dans l'étude des sursauts gamma: la découverte des sursauts en 1967 et l'engouement qui s'en suivit dans la communauté scientifique, l'expérience BATSE, qui débuta en 1991, et son incroyable réservoir statistique avec plusieurs milliers de sursaut détectés, la mission Beppo-SAX qui mena en 1997 à la première observation d'une contrepartie X et optique d'un sursaut, que l'on nomme afterglow, ainsi qu'à la confirmation de leur origine cosmologique grâce à la première mesure du redshift d'un afterglow, et enfin les satellites HETE-2 et Swift, et l'élargissement qu'ils apportèrent à la compréhension des sursauts par leur association avec un type particulier de supernova et par la découverte des X-Ray Flashes et des afterglows de sursauts courts.

Parallèlement, j'énoncerai les propriétés principales des sursauts gamma. Je commencerai par décrire l'émission prompte, qui est le bref et intense flash de photons γ détectés depuis l'espace, à partir duquel le sursaut est localisé. Je m'attarderai ensuite un peu plus sur les contreparties X, optique et radio des sursauts, insistant sur leurs courbes de lumière, leur galaxie hôte et leur lien avec les supernovæ. Je terminerai en décrivant le modèle théorique actuellement admis par la communauté, nommé modèle fireball, qui décrit la manière dont sont produites à la fois l'émission prompte des sursauts et leur contreparties dans les autres longueurs d'onde.

1.1 L'aube des sursauts

En 1967 fut détecté pour la première fois ce que l'on appelle aujourd'hui un sursaut gamma. Le privilège de cette découverte purement fortuite revient aux satellites américains VELA. Ces satellites, équipés de détecteurs gamma et X, étaient initialement prévus pour vérifier que les russes ne procédaient pas clandestinement à des essais nucléaires dans et hors de l'atmosphère terrestre, ceux-ci ayant été interdits par des traités internationaux. Ce n'est que six années plus tard, en 1973, que l'annonce de la découverte des sursauts gamma fut faite aux scientifiques par Klebesadel et al. [31], temps moyen en période de guerre froide pour se persuader que

les russes respectaient bien les traités, et que ces émissions venaient effectivement de l'espace. L'existence de ces sursauts fut confirmée par les observations du satellite russe COSMOS 461 [40] et américain IMP-6 [13]. Une nouvelle classe de phénomènes astrophysiques était née, et ceux-ci furent baptisés Gamma-Ray Bursts, habituellement abrégés en l'acronyme GRB.

Cette découverte ne laissa évidemment pas la communauté scientifique indifférente, et l'engouement qu'elle suscita mena à la préparation de nombreuses missions spatiales spécialement dédiées à leur étude, et à la création de détecteurs embarqués sur des satellites¹. Parmi ces missions, on peut nommer entre autres les détecteurs embarqués sur les sondes Pionner Venus Orbiter (1978-1992) et International Sun Earth Explorer (1978-1982), les expériences franco-soviétiques SIGNE et KONUS embarquées sur les satellites Prognoz 6, 7 et 9 (1977-1978, 1978-1979 et 1983-1984) et sur les sondes interplanétaires Venera 11, 12, 13 et 14, la mission japonaise GINGA (1987-1991), un détecteur gamma sur la sonde ULYSSES lancée en 1990.

Jusqu'au début des années 90, les détections de sursauts gamma furent nombreuses, ce qui permit aux astrophysiciens de l'époque d'établir leurs principales caractéristiques. L'explication physique du phénomène, quant à elle, restait encore mystérieuse, malgré une pléthore de théories fourmillant sur le sujet. Le modèle néanmoins communément accepté était celui d'explosions thermonucléaires à la surface d'étoiles à neutrons accrétant de la matière, par analogie aux sursauts X découverts avec SAS 3 en 1976. Il va de soi que, du fait de la quantité gigantesque d'énergie émise pendant le sursaut, qui fait d'ailleurs d'eux les phénomènes les plus violents de l'univers après le Big Bang, ces étoiles à neutrons, sources de rayonnement gamma, étaient annoncées d'origine galactique. C'est sur cette idée que fut lancé dans l'espace en 1991 le satellite Compton Gamma Ray Observatory, avec à son bord le détecteur BATSE, pour Burst And Transient Source Experiment, qui fit voir à chacun les sursauts gamma d'un œil nouveau.

1.2 L'âge d'or

1.2.1 BATSE

Durant les neuf années où il fut en service (de 1991 à l'an 2000 [17]), BATSE détecta en moyenne 1 sursaut par jour, pour un total d'environ 3000 sursauts, ce qui dépassait la totalité des sursauts qui avaient été répertoriés jusqu'alors. L'instrument était composé de 8 détecteurs à grand champ de vue capables d'observer l'intégralité du ciel dans une gamme d'énergie allant de 20 keV à 1 MeV, et ce avec une sensibilité 5 à 10 fois supérieure à celle des expériences précédentes. Chaque détecteur était associé à un spectrographe tout à fait adapté à la gamme d'énergie des sursauts.

Avec BATSE, il était possible de déterminer la position dans le ciel d'un sursaut avec une précision moyenne de 5 degrés. Cette position pouvait par la suite être affinée en utilisant une méthode de triangulation dans le cas où le sursaut avait été également détecté par d'autres détecteurs gamma, tels que ULYSSES ou encore KONUS. Si on ajoute à cela l'observation de près de 2000 courbes de lumière et spectres de sursauts, on comprend pourquoi l'expérience BATSE a permis de faire un grand pas en avant dans l'étude des sursauts gamma, et notamment dans la compréhension de leur émission prompte.

1. Les sursauts gamma ne peuvent se détecter que depuis l'espace, le rayonnement gamma étant bloqué par l'atmosphère; cela explique d'ailleurs leur découverte tardive dans l'histoire de l'astronomie.

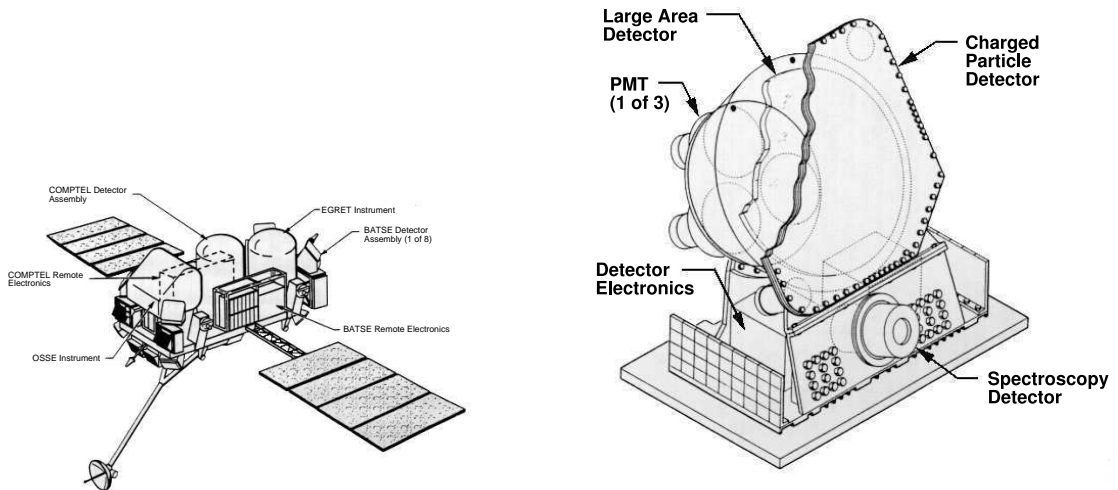


FIG. 1.1 – Représentation du satellite CGRO sur lequel était embarqué BATSE et schéma d'un des huit modules de BATSE. Chacun était composé d'un détecteur grand champ et d'un spectrographe

1.2.2 L'émission prompte

L'émission prompte est définie comme le flux de photons de haute énergie détecté en premier lors d'un sursaut gamma. Cette émission peut durer de quelques millisecondes à quelques minutes, et s'étendre sur une gamme d'énergie allant du keV au MeV. L'étude de l'émission prompte des sursauts gamma n'étant pas au centre de ma thèse, je me bornerai à une description succincte de ses principales caractéristiques.

Propriétés temporelles

Les profils temporels de sursauts présentent une très grande diversité, puisque quasiment chacun d'entre eux peut être considéré comme unique du point de vue de sa courbe de lumière à haute énergie. Une classification des profils temporels a néanmoins été établie par Fishman et al. [18], se basant sur le catalogue des sursauts de BATSE:

- Sursauts à un pic: ce sont des sursauts simples avec un pic bien défini, sans sous-structure apparente. On peut distinguer une sous-classe particulière à cette catégorie, les FRED (Fast Rise, Exponential Decay), dont le temps de montée est bien plus court que le temps de descente.
- Sursauts simples ou multi-pics bien définis: ceux-ci sont similaires à la première classe, mais peuvent avoir plus d'un pic ainsi que des pics sous-structurés.
- Sursauts à plusieurs émissions séparées: ces sursauts comportent plusieurs pics séparés par un temps relativement long durant lequel aucune émission n'est détectée.
- Sursauts irréguliers et chaotiques: le profil temporel de ces sursauts est très complexe, mais semble malgré tout hautement structuré.

Quelques exemples de profils de sursauts illustrant cette classification sont présentés dans la figure 1.2.

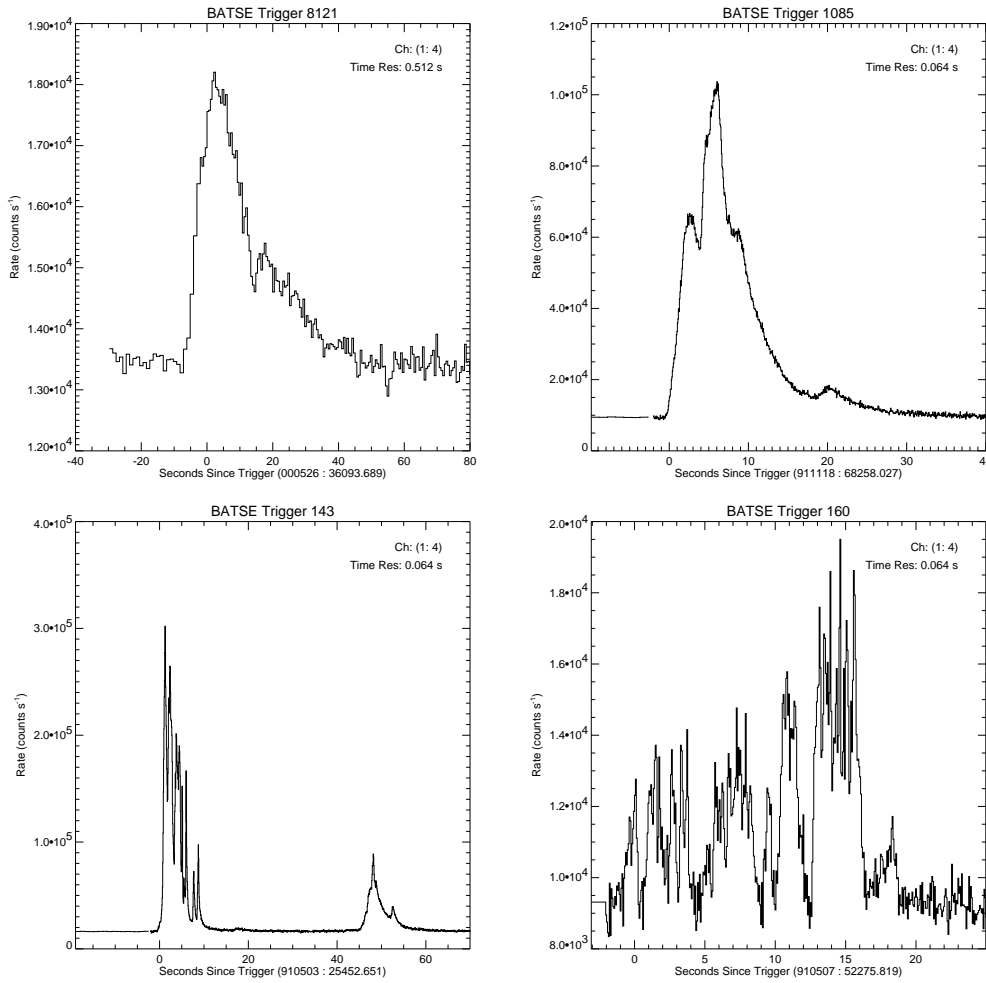


FIG. 1.2 – Profils temporels de quelques sursauts détectés par BATSE, chaque courbe représente une catégorie dans la classification de Fishman [18]

Les sursauts gamma sont des phénomènes extrêmement brefs à l'échelle de temps de l'univers. Leur durée peut s'étendre de quelques millisecondes pour les plus courts à quelques minutes pour les plus longs (voir figure 1.3). Afin de quantifier la durée d'un sursaut, on utilise une valeur nommée T_{90} , qui est le temps qui s'écoule entre le moment où le sursaut a émis 5% et le moment où il a émis 95% de son nombre total de photons. Sur la figure 1.3 est représentée la distribution du T_{90} de tous les sursauts du catalogue de BATSE. Cette figure montre clairement une répartition bimodale du T_{90} , avec un premier pic centré à 0,3 seconde, et un second autour de 1 minute, avec une séparation vers 2 secondes. On peut donc distinguer deux classes de sursauts, dont nous verrons plus loin qu'ils proviennent de phénomènes différents: les sursauts courts, et les sursauts longs. Environ deux tiers des sursauts détectés par BATSE sont des sursauts longs.

Propriétés spectrales

Si les caractéristiques temporelles des sursauts sont très variables, leurs propriétés spectrales sont, quant à elles, tout à fait similaires. Les spectres des sursauts sont non-thermiques, et émis à des énergies généralement supérieures à 20 keV. Ils sont habituellement décrits par un modèle introduit par Band et al. en 1993 [5] à partir des spectres du catalogue BATSE. Ce modèle

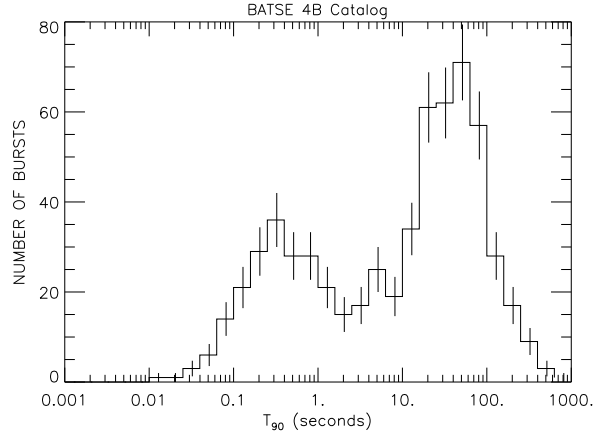


FIG. 1.3 – Distribution de la durée T_{90} des sursauts gamma du catalogue de BATSE. On distingue très nettement 2 classes de sursauts: les sursauts courts dont la durée moyenne est de 0,3 seconde, et les sursauts longs, centrés, eux, sur 50 secondes. Cette distribution n'est pas corrigée du redshift.

ajuste les spectres par deux lois de puissance de pentes respectives α et β ($\alpha > -2$ $\beta < -2$) et qui se connectent en un maximum d'énergie nommé E_p . Un spectre typique de sursaut, ici GRB030329² est présenté dans la figure 1.4. Pour les sursauts détectés par BATSE [44], α est compris entre -2 et 1, et β entre -10 et -2. Les valeurs de E_p qu'il est possible de mesurer sont très dépendantes de la gamme d'énergie du détecteur. Pour BATSE, E_p oscille entre 100 keV à 1MeV environ. On verra dans la section 1.4.1 qu'il existe des sursauts dont le E_p peut atteindre des énergies de l'ordre du keV, que l'on nomme X-Ray Flashes (XRF).

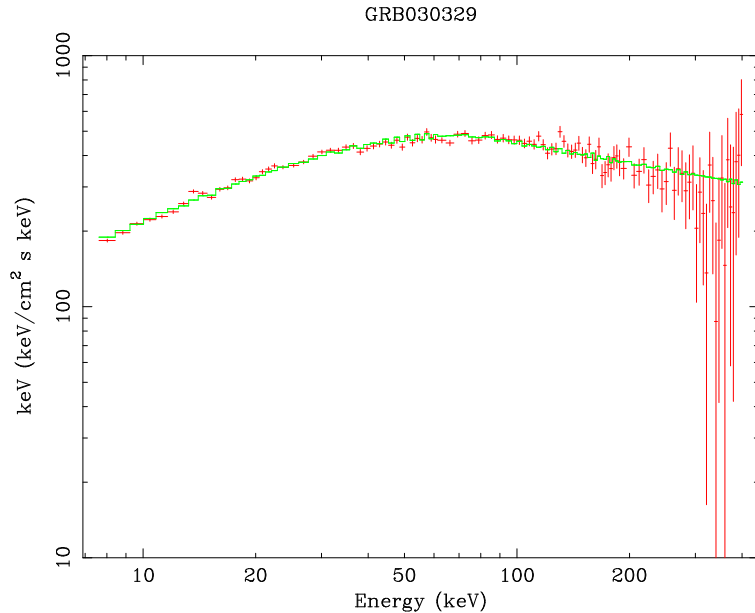


FIG. 1.4 – Le spectre de GRB030329, sursaut détecté par le satellite HETE-2, est typique des sursauts gamma. Ses paramètres spectraux sont: $\alpha = -1,26$, $\beta = -2,28$, $E_p = 67,7\text{keV}$ [6].

2. Les sursauts sont nommés suivant la convention GRBAAMJJ pour année, mois et jour, suivi d'une lettre dans l'ordre alphabétique dans le cas où plusieurs sursauts seraient détectés le même jour.

A partir du catalogue de BATSE, Kouveliotou [34] a mis en évidence une relation entre la durée des sursauts et leur dureté spectrale, cette dernière étant définie comme le rapport entre le nombre de coups reçus dans la gamme d'énergie 100-300 keV et celui de la bande 50-300 keV. Une grande dureté représente donc des sursauts ayant une fraction plus grande de photons de plus haute énergie. Cette relation montre que les sursauts courts sont plus durs que les sursauts longs, leur dureté moyenne étant de 1,49, contre 0,87 pour ces derniers. Cela nous conforte dans l'idée que les deux types de sursauts sont produits par des phénomènes différents.

Distribution spatiale

Parmi toutes les contributions que l'expérience BATSE a apportées à l'étude des sursauts gamma, celle de fournir la position approximative des sources des sursauts fut certainement celle dont découla le résultat le plus spectaculaire. La figure 1.5 montre la répartition des positions de plus de 2700 sursauts en coordonnées galactiques. Ainsi, la distribution des sursauts dans le ciel est isotrope, et ce quelques soient leurs autres caractéristiques. Ce résultat mettait définitivement un terme à l'hypothèse des sursauts d'origine galactique, bien que celle d'étoiles à neutrons exilées dans le halo galactique restait encore possible. Il va falloir attendre 1998 et la mission Beppo-SAX qui mena à la première mesure du redshift d'un sursaut pour voir cette théorie s'effondrer à son tour.

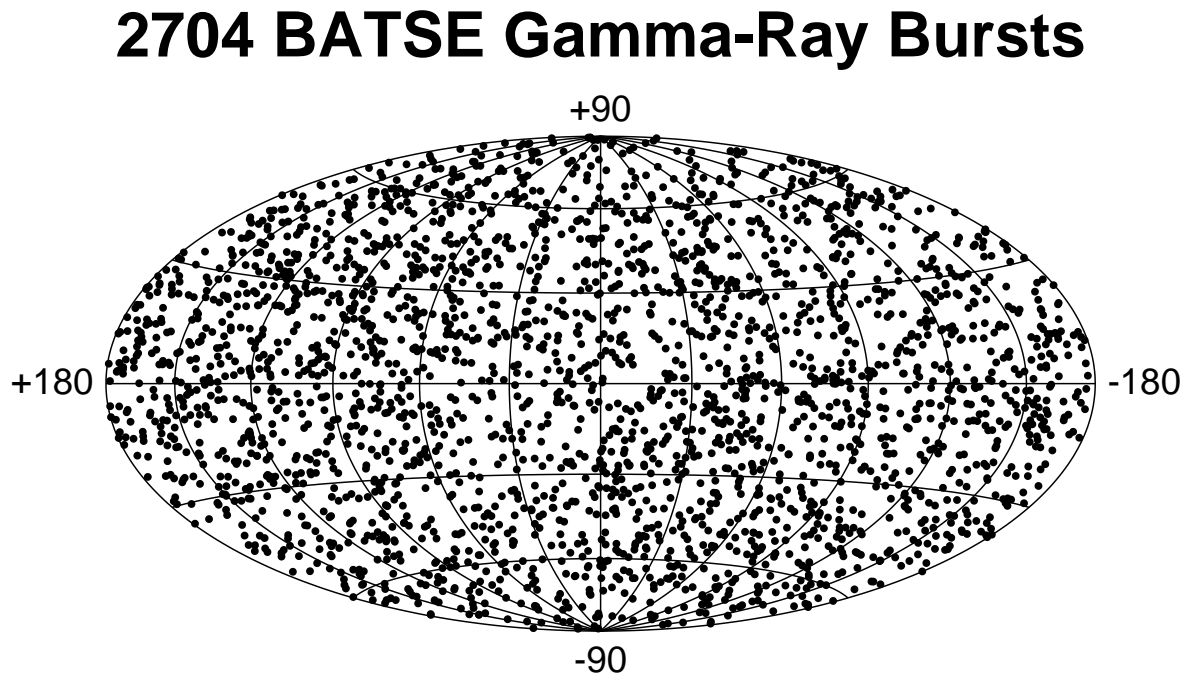


FIG. 1.5 – Répartition de l'intégralité des sursauts de BATSE en coordonnées galactiques. L'isotropie de cette distribution ne fait aucun doute.

1.3 Le siècle des lumières

1.3.1 Beppo-SAX

Le satellite italo-néerlandais Beppo-SAX [11] a permis de pallier une des faiblesses de BATSE: la localisation rapide et précise des sursauts afin de permettre l'observation de leurs éventuelles contreparties dans d'autres longueurs d'onde. Ce satellite était composé, en plus d'un détecteur gamma avec un champ de vue de 4π stéradians pour une gamme d'énergie de 40-700 keV, de deux caméras X grand champ. Leur champ de vue est de 160 degrés carrés pour une gamme d'énergie comprise entre 2 et 28 keV. Lorsque ces caméras fournissaient une localisation approximative de la source du sursaut, un troisième système nommé NFI pour Narrow Field Instruments, combinant plusieurs instruments à champ réduit, permettait de localiser de manière plus précise l'éventuelle contrepartie X du sursaut. De plus, Beppo-SAX disposait d'un moyen de pointage, lui permettant d'aligner les NFI sur la boîte d'erreur des caméras X en quelques heures seulement. Il était ainsi donc possible de localiser la position de la source d'un sursaut avec une précision de l'ordre de $3'$ en seulement quelques heures, alors que BATSE offrait des localisations en quelques secondes, mais avec une boîte d'erreur de 5 degrés carrés.

Beppo-SAX fut mis en orbite en Avril 1996. Un peu moins d'un an après, le 28 février 1997, la première contrepartie X d'un sursaut gamma fut observée [14]. Environ 8 heures après le sursaut GRB970228, les NFI se pointèrent en direction de la boîte d'erreur et détectèrent une source X inconnue jusqu'alors. Deux jours plus tard, de nouvelles observations furent planifiées, et montrèrent une nette décroissance en luminosité de la source (voir figure 1.6). Cette décroissance, commune à toutes les contreparties de sursaut gamma, suit une loi de puissance, et pour ce sursaut, la source variait en loi de puissance en $t^{-1,3}$. Les contreparties de sursauts furent nommées les afterglows, et leur découverte marque dans l'étude des sursauts gamma le début de ce qu'on appelle l'ère des afterglows.

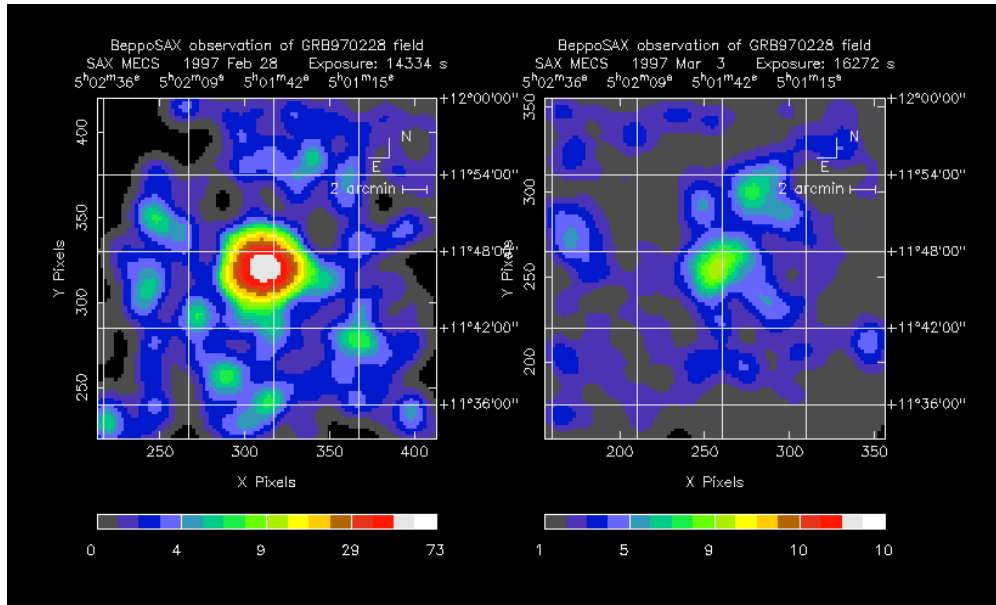


FIG. 1.6 – Observation par les instruments NFI du satellite Beppo-SAX de la contrepartie X du sursaut GRB970228, à gauche 8 heures après le sursaut, et deux jours plus tard à droite. La décroissance en luminosité de la source est indéniable.

Quelques mois plus tard, on mesura pour la première fois le décalage vers le rouge d'origine

cosmologique, appelé aussi redshift, d'un sursaut localisé par Beppo-SAX, GRB970508. Une première estimation du redshift fut fournie à partir des raies d'absorption dans le spectre de l'afterglow obtenu par le télescope KECK, puis confirmée plus tard par une étude spectrale de la galaxie hôte du sursaut avec le même télescope. Ces deux mesures donnèrent une valeur identique de $z = 0,835$ [41]. L'origine cosmologique des sursauts gamma n'était donc plus contestable.

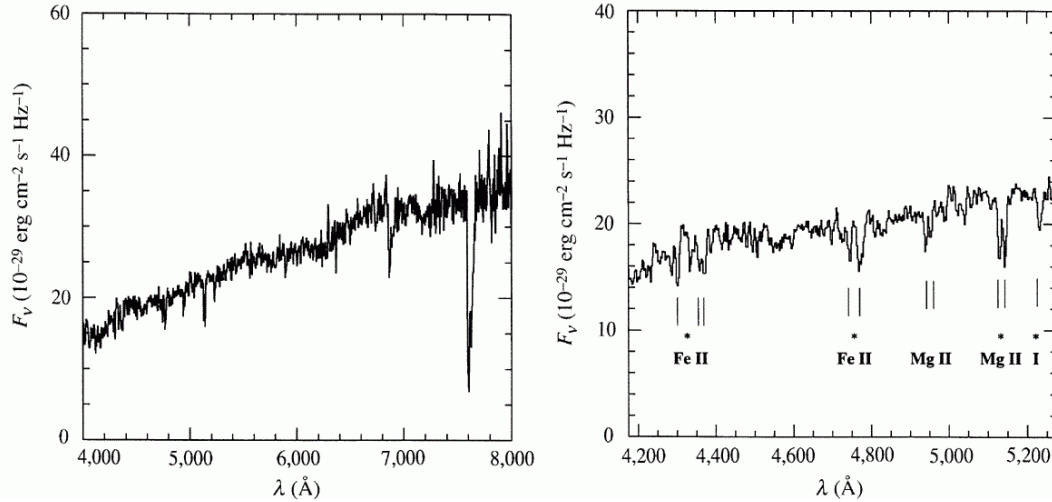


FIG. 1.7 – Spectre du sursaut GRB970508. A droite est présenté un agrandissement d'une partie du spectre montrant les raies à partir desquelles le redshift a été mesuré [41]

Cette origine cosmologique se confirma par la suite grâce aux nombreux redshift mesurés grâce aux spectre d'afterglows ou à ceux de leurs galaxies hôtes. A l'heure où j'écris ces lignes, nous en sommes à 73 redshift confirmés. Tous sont supérieurs à 0,1, à l'exception de 2 sursauts: GRB060218 détecté par le satellite Swift, avec un redshift de 0.0331, et le sursaut du 25 Avril 1998, dont le redshift est de $z = 0.0085$ [55]. Du fait de sa relative proximité, ce sursaut de Beppo-SAX est aussi le premier auquel a été associée une supernova de type Ic, SN1998bw, observée une semaine environ après le sursaut (voir figure 1.8). Nous reparlerons plus en détails des supernovæ associées aux sursauts dans la sous-section suivante.

Cette soudaine propulsion des sursauts à des distances cosmologiques changea beaucoup de choses dans la communauté. Notamment, l'énergie totale émise pendant l'émission prompt fut revue à la hausse, et atteignit des valeurs de l'ordre de 10^{53}erg dans le cas où l'émission est considérée comme isotrope. Cela fit des sursauts gamma les événements les plus violents de l'univers connu, le Big Bang mis à part. Cette correction énergétique permit également d'obtenir une relation de corrélation entre E_p , l'énergie du maximum de la puissance spectrale, et E_{iso} , l'énergie totale du sursaut dans le cas d'une émission isotrope (voir figure 1.9). Cette relation ayant été mise en évidence L. Amati [3], pour les 12 sursauts de Beppo-SAX dont le redshift avait été mesuré, elle est couramment appelée relation d'Amati. Elle fut ensuite étendue aux sursauts de HETE-2 et de Swift (voir section 1.4.1), et est utilisée afin de fournir ce que l'on appelle des pseudo-redshift de sursauts [4], dont je ne discuterai pas ici.

1.3.2 L'afterglow

Les afterglows sont les contreparties de l'émission prompt des sursauts gamma dans les autres longueurs d'onde. On distingue principalement 3 types d'afterglows suivant le domaine

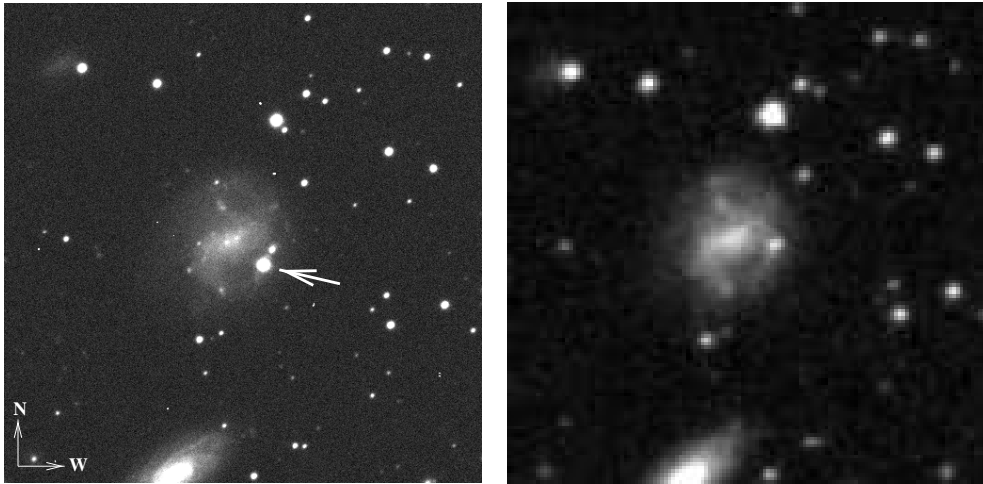


FIG. 1.8 – Image de la supernova SN1998bw associée au sursaut GRB980425 prise par le New Technology Telescope une semaine après la détection par Beppo-SAX. A droite l'image référence de la même galaxie dans le Digitized Sky Survey [22]

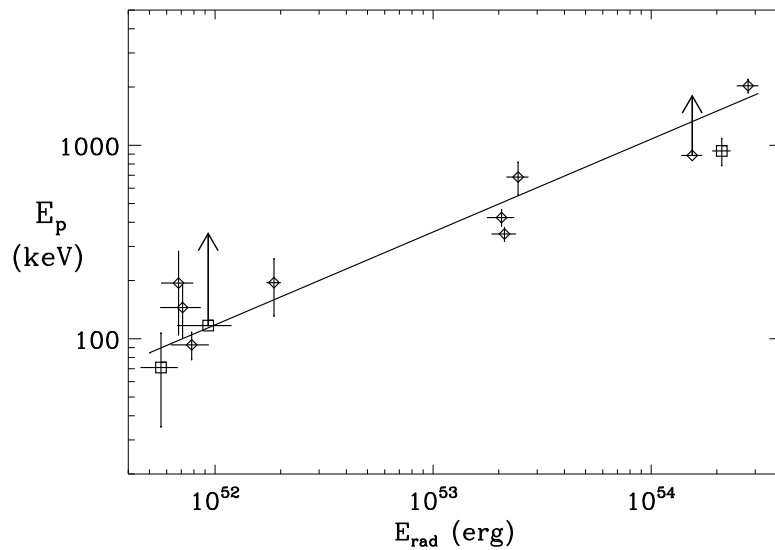


FIG. 1.9 – La relation d'Amati telle qu'elle apparaît pour la première fois [3]. Elle montre la corrélation entre l'énergie du maximum de la puissance spectrale E_p , et l'énergie totale du sursaut si l'émission est considérée comme isotrope E_{iso} , nommée E_{rad} sur le graphique.

d'énergie dans laquelle ils sont observés:

- Les afterglows X: ils sont beaucoup plus faciles à détecter que les afterglows optiques ou radios, le satellite Swift les observe dans plus de 90% des sursauts. La luminosité des afterglows X décroît avec le temps selon une loi de puissance, avec parfois des comportements erratiques durant ses premiers instants de vie (présence de recrudescence, changement de pentes). Ils restent généralement visibles plusieurs jours après le sursaut. Ils sont utilisés par les satellites actuels pour localiser rapidement la position du sursaut avec plus de précision qu'avec les détecteurs gamma.

- Les afterglows optiques: leurs observations sont loin d’être systématiques. Environ 70% des sursauts³ restent sans afterglows optiques observés, on les appelle des sursauts sombres (ou dark bursts). Ceci peut être dû à plusieurs raisons: 1) le sursaut a été localisé trop tardivement pour que l’afterglow soit encore visible (c’est ce qui se passait avec l’IPN); 2) l’afterglow est masqué par de la poussière (plausible puisque les progéniteurs des sursauts sont des étoiles massives probablement encore enfouies dans les nuages moléculaires qui leur ont données naissance (voir section 1.4.2); 3) l’afterglow est intrinsèquement plus faible, à grand redshift⁴, ou bien décroît très rapidement avec le temps; 4) il n’y a pas d’afterglow. Les localisations de plus en plus promptes et précises avec HETE-2 et Swift (voir section 1.4.1) et la multiplication des télescopes robotiques dédiés au suivi des sursauts gamma ont permis d’augmenter de manière très significative le taux d’observation d’afterglows optiques (on est passé de 20% à 40%).
- Les afterglows radio: ils sont observés uniquement dans 10% des cas. Leurs courbes de lumière présentent une croissance puis une décroissance. Ils peuvent rester visibles parfois pendant plusieurs mois (1 an pour GRB030329). Leur émission étant isotrope, ils sont de très bon traceurs de sursauts (y compris ceux dont le jet n’est pas dirigé vers nous), et certaines études montrent qu’ils peuvent être utilisés afin de détecter des afterglows orphelins [37].

Par la suite, je me focaliserai uniquement sur les afterglows optiques, ceux-ci étant au cœur de mon travail de thèse.

Courbe de lumière

Les afterglows ont la propriété de décroître en luminosité avec le temps (voir figure 1.10). En termes de magnitude, cette décroissance peut être modélisée par la loi suivante:

$$m_{ag}(t) = -2,5 \log(10^{-0,4m_1} t^{-\alpha_1} + 10^{-0,4m_h}) \quad (1.1)$$

avec m_1 la magnitude de l’afterglow 1 jour après le sursaut et m_h la magnitude de la galaxie hôte du sursaut. α_1 représente donc la pente de la courbe de lumière de l’afterglow.

Dans 53% des cas, on observe une cassure de la courbe de lumière, aussi appelé break, se traduisant par un accroissement de la pente, qui passe alors de α_1 à α_2 . L’interprétation de cette cassure sera décrite en détail dans la section 2.1. Dans ce cas, la magnitude de l’afterglow est décrite par cette équation:

$$m_{ag}(t) = -2,5 \log(10^{-0,4m_b} ((t/t_b)^{\alpha_1} + (t/t_b)^{\alpha_2})^{-1/n} + 10^{-0,4m_h}) \quad (1.2)$$

avec α_1 la pente avant la cassure, α_2 la pente après la cassure, t_b le temps de la cassure, m_b la magnitude de l’afterglow au moment de la cassure et n un paramètre décrivant la rapidité de la transition.

La répartition de ces valeurs⁵ pour 53 afterglows [66] sont présentées dans la figure 1.11,

3. voir <http://www.mpe.mpg.de/jcg/grb.html>

4. Le cas des grands redshift est intéressant: le spectre est tellement décalé vers le rouge que la coupure lyman α se trouve au niveau du filtre r, et donc plus aucun photon du domaine visible ne nous parvient. Il faut donc observer l’afterglow dans des filtres proche-infrarouge (j ou h par exemple), ou alors sans filtre pour le détecter. C’est ce qui c’est passé avec GRB050904 et son observation par le télescope TAROT [12].

5. Toutes les valeurs présentes dans cette sous-section sont basées sur l’article de Zeh, Klose et Kann [66] dans lequel les courbes de lumière des afterglows observés avant le premier sursaut détecté par Swift sont ajustées à une simple ou double loi de puissance.

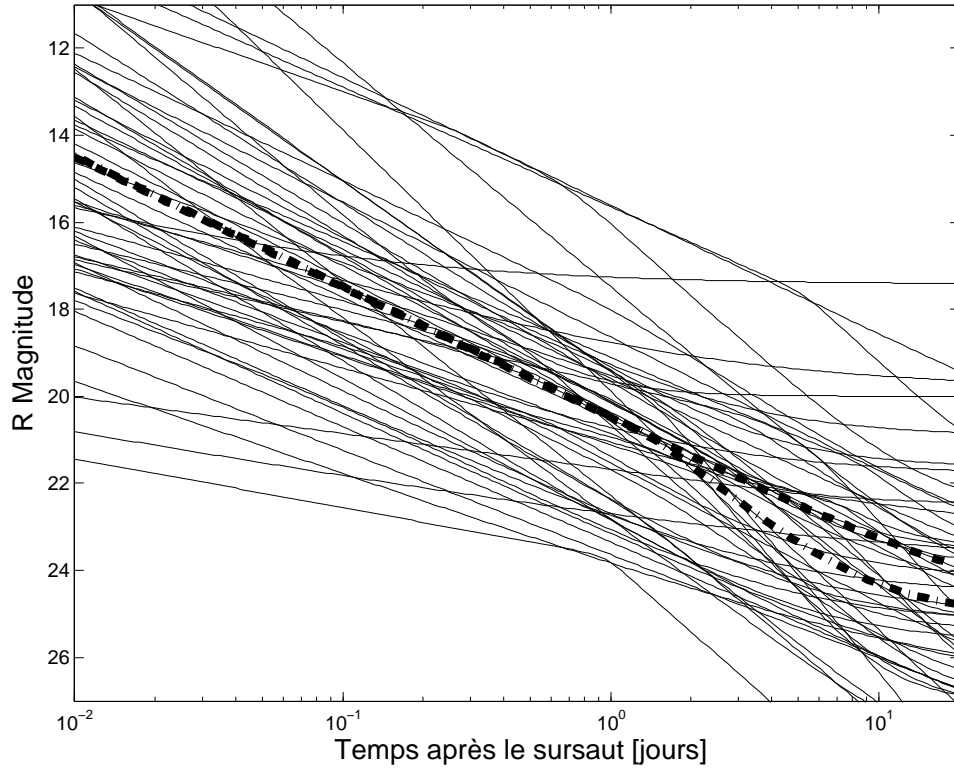


FIG. 1.10 – Courbes de lumière modélisées par une simple ou double loi de puissance de 53 afterglows [66]. Les 2 courbes en gras représentent un afterglow typique ($\alpha_1 = 1,2$, $\alpha_2 = 2$, $t_b = 1,5$ jours, $m_1 = 20,5$, $m_b = 21$, $m_h = 25$ et $n = 10$) avec (pointillés) et sans cassure (tiret)

ainsi que les courbes de lumière résultantes et celle d'un afterglow typique avec $\alpha_1 = 1,2$, $\alpha_2 = 2$, $t_b = 1,5$ jours, $m_1 = 20,5$, $m_b = 21$, $m_h = 25$ et $n = 10$ avec et sans cassure dans la figure 1.10.

Galaxies hôtes et Supernovæ

Dans une grande majorité des cas, l'observation de la position de l'afterglow, une fois celui-ci disparu, permet l'identification de la galaxie hôte du sursaut. Pour les sursauts longs, ces galaxies sont irrégulières (parfois spirales), et peu lumineuses. Ce sont des galaxies à formation stellaire. Les quelques galaxies hôtes de sursauts courts qui ont pu être identifiées peuvent au contraire être de vieilles galaxies elliptiques sans aucune formation stellaire, mais ce n'est pas systématique.

L'étude de ces galaxies permet la mesure du redshift du sursaut auquel elles sont associées, bien que dans la majorité des cas ce dernier soit obtenu grâce aux raies d'absorption du spectre de l'afterglow. Par la suite, une étude plus détaillée de ces galaxies hôtes, notamment au niveau de l'environnement du sursaut, apporte des éléments très importants pour la validation des modèles et la confirmation des supposés progéniteurs aux sursauts. Par exemple, le sursaut long GRB980425 (voir figure 1.8) s'est produit dans un bras spiral, et donc dans une région de forte formation stellaire, ce qui laisse supposer que le progéniteur peut être une étoile jeune et massive.

Cette hypothèse de progéniteur des sursauts longs s'est tout à fait confirmée dans les cas où une supernova a été associée au sursaut. Outre le cas un peu particulier de 980425 que nous avons déjà vu dans la section 1.3.1, il y a eu d'autres cas d'observation directe de la supernova,

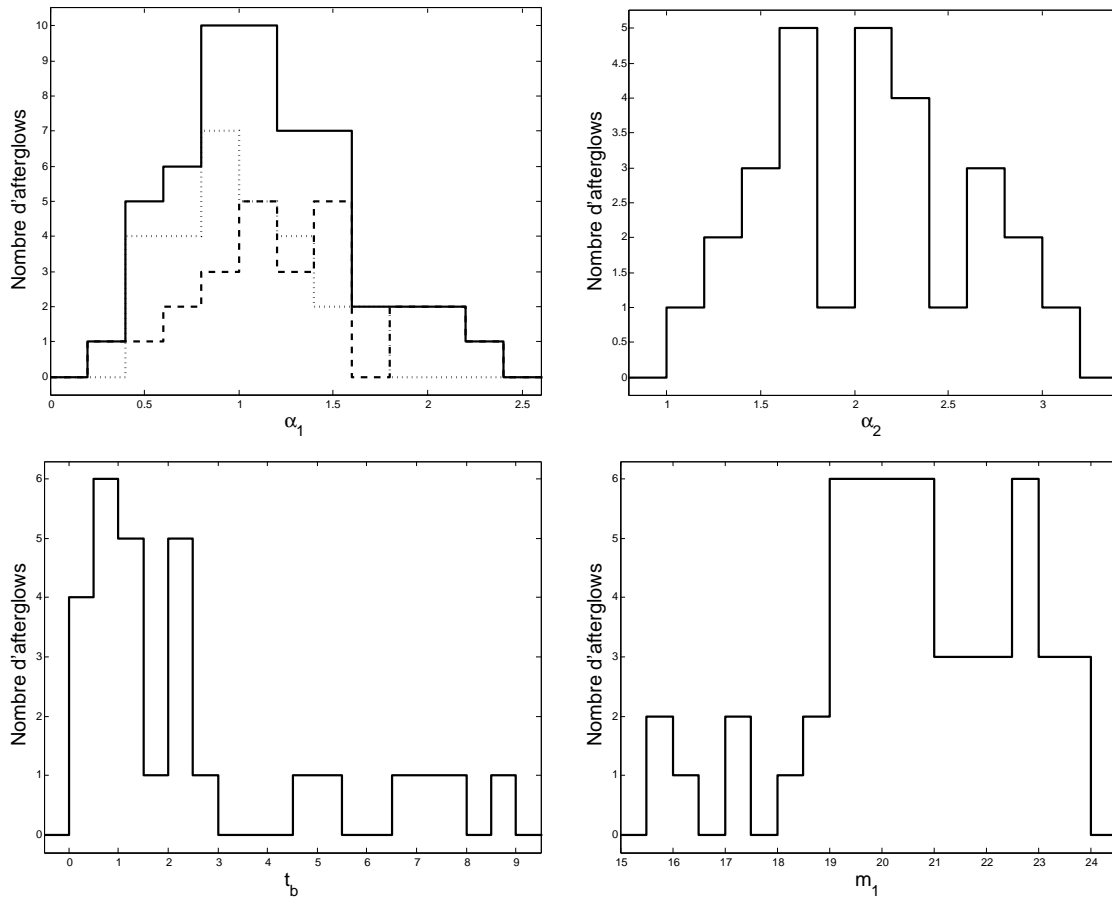


FIG. 1.11 – Histogrammes des valeurs de α_1 , α_2 , t_b et m_1 basés sur 53 afterglows dont 28 avec une cassure dans la courbe de lumière[66]. Pour la figure de α_1 , l’histogramme en tiret représente les valeurs pour les afterglows sans cassure, celui en pointillés les valeurs pour les afterglows avec une cassure, et celui en trait plein les valeurs pour tous les afterglows. J’ai tenu compte des magnitudes des galaxies hôtes dans la figure des magnitudes 1 jour après le sursaut.

comme par exemple le fameux sursaut GRB030329 détecté par le satellite HETE-2. Une dizaine de jours après le sursaut, le spectre montrait l’émergence d’une supernova, SN2003dh, similaire à celle associée au sursaut GRB980425 [39] (voir figure 1.12).

Plusieurs autres cas d’association entre une supernova et un sursaut gamma ont été montrés grâce à l’apparition d’une ”bosse” dans la courbe de lumière de l’afterglow une dizaine à une vingtaine de jours après le sursaut. Cette bosse est très bien expliquée par l’addition à la décroissance en loi de puissance de la magnitude de l’afterglow d’une courbe de lumière typique de supernova de type Ic décalée au redshift du sursaut (voir figure 1.12). On peut noter parmi les sursauts associés à une supernova GRB970228, GRB980326⁶, GRB990712, GRB991208, GRB000911, GRB020405 et GRB021211.

L’association entre sursauts gamma et supernovæ, bien qu’elle ait longtemps été contestée, ne fait maintenant plus aucun doute. D’après de récents travaux [67], toutes les courbes de lumière d’afterglows dont le redshift est inférieur à 0,7 montrent l’apparition d’une supernova. La recherche d’une supernova associée au sursaut, maintenant presque systématique pour ceux

⁶ les courbes de lumière de ces deux sursauts ont été ré-analysées suite à l’association de GRB980425 et SN1998bw

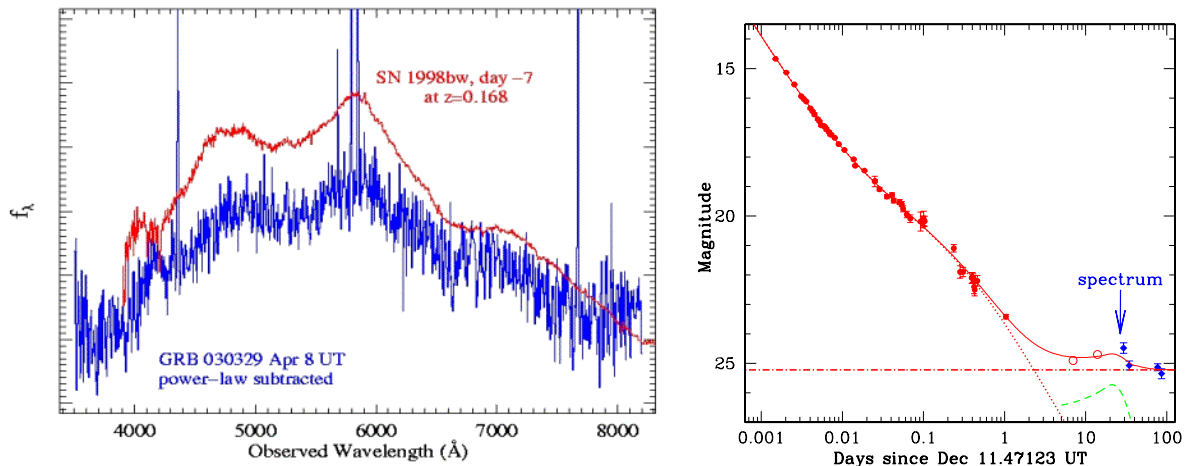


FIG. 1.12 – A gauche, le spectre visible de GRB030329 mesuré 8 jours après le sursaut et après soustraction de l’afterglow, comparé à celui de la supernova SN1998bw associée au sursaut GRB980425 [39]. A droite, la courbe de lumière de l’afterglow du sursaut GRB021211. La bosse à 20 jours est expliquée par l’émergence d’une supernova [16]. Le spectre obtenu 10 jours après le maximum est bien celui d’une supernova

dont le redshift est inférieur à 1, ne peut que nous éclairer sur ce sujet.

1.4 L’ère industrielle

1.4.1 HETE-2 et Swift

Suite à la découverte des contreparties de sursauts gamma par Beppo-SAX, deux satellites furent envoyés en orbite afin d’approfondir ce nouveau champ d’exploration: HETE-2 en octobre 2000, et Swift en novembre 2004.

HETE-2

Suite à l’échec, en Novembre 1996, de la mise en orbite du satellite HETE-1 dû à un problème technique du lanceur, le satellite HETE-2, pour High Energy Transient Experiment, fut lancé le 8 octobre 2000 [48]. L’objectif principal de ce satellite américain emportant des instruments américains, français et japonais, était la localisation rapide et précise des sursauts afin de permettre leur observation rapide dans une large gamme de longueurs d’onde. Pour ce faire, il fut équipé de 3 instruments complémentaires:

- FREGATE (pour FRENch GAMMA-ray TElescope) est composé de 4 détecteurs couvrant une gamme d’énergie de 6 keV à 400 keV et un champ de vue de 4 stéradians. Cet instrument permet la détection du sursaut ainsi que l’enregistrement de ses variations temporelles et de son spectre.
- La WXM (Wide field X-ray Monitor) contient 2 détecteurs sensibles aux rayons X (2-25 keV), permettant la localisation du sursaut avec une précision de 10 minutes d’arc.
- La SXC (Soft X-ray Camera), qui détecte les photons d’énergie allant de 0,5 keV à 10 keV, est capable de calculer la position du sursaut avec une précision de 1 minute d’arc.

Afin de distribuer les positions précises des sursauts en un temps record, des antennes au sol, disséminées tout le long de la trace de l'orbite du satellite sur l'équateur, garantissent un contact permanent avec HETE-2, et fournissent à la communauté des alertes et des localisation en quelques secondes seulement, par le biais du GCN, le Gamma-ray Coordinate Network, un système d'alerte mis en place spécialement pour les sursauts gamma, et qui permet de diffuser en temps réel par internet ou par courrier électronique toutes les observations de sursaut gamma. Associés à des télescopes au sol capables de pointer automatiquement vers les positions données par HETE-2, tel que RAPTOR, ROTSE-I et ROTSE-III, ou encore TAROT, il devint alors possible d'observer les premiers instants des afterglows.

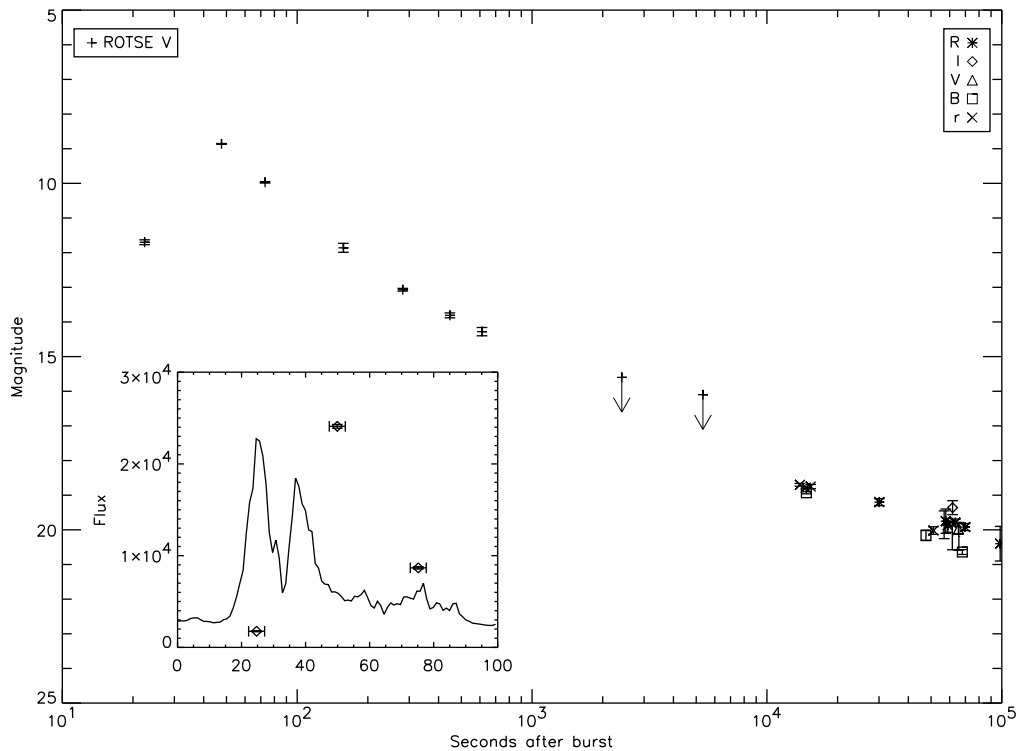


FIG. 1.13 – *Courbe de lumière de l'afterglow optique de GRB990123 observé par le télescope automatique ROTSE-I. Dans le cadre en bas à gauche est présenté le profil temporel de l'émission prompt du sursaut, ainsi que les 3 premières mesures en flux de l'afterglow optique [1]*

Avant HETE-2, une seule observation prompte d'un afterglow optique avait été faite. Il s'agissait du sursaut GRB990123, détecté par BATSE, et dont la position approximative fut transmise à la communauté par le biais d'une alerte GCN moins d'une minute après le début du sursaut. Le télescope automatique ROTSE-I reçut la position, se pointa dans sa direction et commença les observations [1]. La localisation précise du sursaut ne fut donnée que quelques heures plus tard par l'observation de l'afterglow X du sursaut par Beppo-SAX, ce qui permit d'identifier l'afterglow optique dans les images de ROTSE-I. Cette première observation prompte d'un afterglow optique est d'autant plus historique que les 3 premières images ont été prises pendant l'émission prompte (voir figure 1.13).

Avec HETE-2, et les deux autres satellites gamma Integral et Swift, les observations promptes de sursaut se firent de plus en plus fréquentes, grâce aux distributions rapides et précises des positions par les GCN, et aux les télescopes automatiques au sol. On peut recenser par ordre chronologique les sursauts GRB021004 (HETE-2/NEAT [19]), GRB021211 (HETE-2/RAPTOR [60]),

GRB030418 (HETE-2/ROTSE-III [49]), GRB041219a (Integral/RAPTOR [61]), GRB050319 (Swift/RAPTOR [62]), GRB050401 (Swift/ROTSE-III [50]), GRB050502a (Integral/ROTSE-III [65]), GRB050525 (Swift/TAROT [32], voir publications en annexe), GRB050801 (Swift/ROTSE-III [52]), GRB050820 (Swift/RAPTOR [63]), GRB050904 (Swift/TAROT [12]), GRB060111b (Swift/TAROT [33], voir publications en annexe). On peut retenir de ces observations que la courbe de lumière des afterglows a des comportements très erratiques durant ses premiers instants (voir figure 1.14). Dans certains cas [1] [61], la courbe de lumière de l'afterglow optique semble suivre le profil temporel de l'émission gamma.

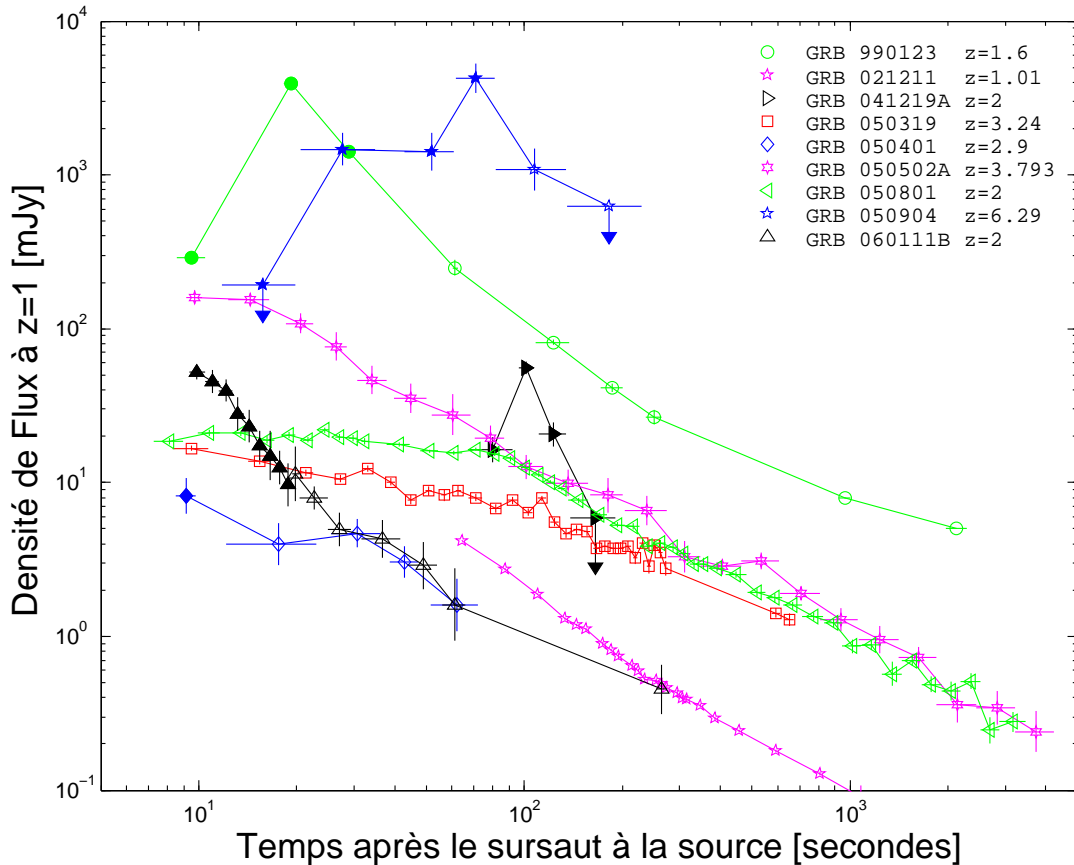


FIG. 1.14 – Courbe de lumière des afterglows optiques observés peu de temps après le sursaut. Les symboles pleins représentent les observations qui ont eu lieu pendant l'émission prompte. Le temps est recalé au redshift du sursaut et la densité de flux est calibrée à un redshift de 1. Les sursauts dont le redshift n'a pu être mesuré ont été arbitrairement placés à $z = 2$.

Un des résultats majeurs du satellite HETE-2 est certainement l'association du sursaut GRB030329 à la supernova SN2003dh (voir figure 1.12 et section précédente). Un autre domaine dans lequel le satellite HETE-2 a beaucoup contribué est celui des X-Ray Flashes, ou XRF. Les XRF sont des événements dont les paramètres sont quasiment identiques aux sursauts longs, à l'exception de leur pic d'énergie E_p qui se situe en deça de 50 keV. Une fraction importante de l'énergie d'un XRF est donc émise dans les rayons X, et c'est pourquoi ils étaient non détectables par des satellites comme BATSE, sensibles uniquement aux photons gamma. Quelques XRF avaient par contre été détectés par le satellite GINGA, puis par Beppo-SAX, mais sans que les scientifiques ne parviennent à déterminer s'il s'agissait de sursauts à grands redshift, ou bien d'événements différents des sursauts longs. La question fut tranchée par HETE-2 qui, grâce à ses instruments pouvant détecter des photons de basses énergies avec une bonne sensibilité, détecta

19 XRFs. Selon Barraud et al. [7], les XRF ne sont pas des sursauts longs à grands redshift⁷, ni ne proviennent d'un phénomène différent des sursauts longs, mais des sursauts intrinséquement mous, bien que quelques uns pourraient être des sursauts lointains. La parenté des XRF et des GRB est confirmée par le fait que les XRF suivent la relation d'Amati (voir section 1.3.1).

Enfin, la dernière contribution de HETE-2 à la science des sursauts gamma que je citerai dans cette étude est la localisation rapide du sursaut court GRB050709, qui mena à l'observation du premier afterglow optique d'un sursaut court⁸. Le sursaut GRB050709, d'une durée de 70 ms et avec un pic d'énergie à 83 keV, fut localisé par la SXC, grâce à une émission X émise 30 secondes après le sursaut, avec une boîte d'erreur de 81 secondes d'arc [59]. Cette boîte d'erreur fut observée 33 heures après le sursaut par le télescope Danois de La Silla [29], et une contrepartie optique fut détectée, par soustraction avec une image prise 7 jours plus tard, à l'emplacement de l'afterglow détecté par le Chandra X-ray Observatory (CXO) [20]. Cette source se trouve à la périphérie d'une galaxie irrégulière avec un redshift de 0,16, comme le montre la figure 1.15.

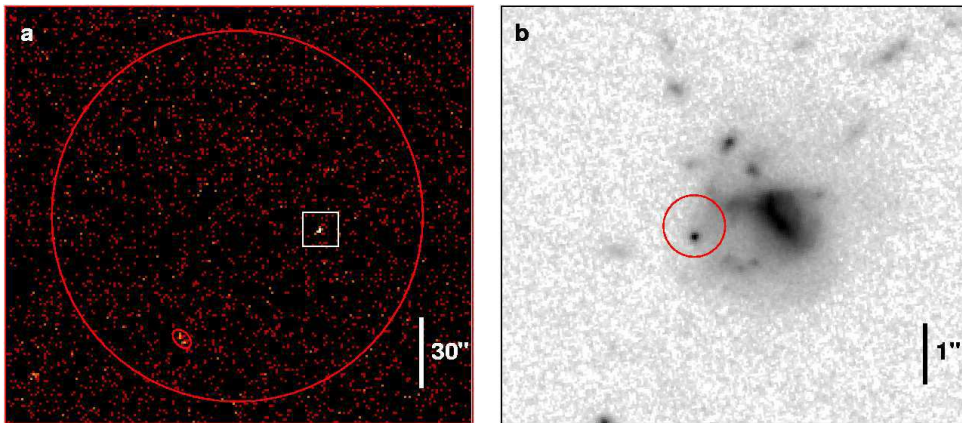


FIG. 1.15 – Observation du CXO (à gauche) et du Hubble Space Telescope (à droite) de l'afterglow du sursaut court GRB050709 [20]. Sur la figure a, le cercle rouge représente la boîte d'erreur de 81 secondes d'arc de l'instrument SXC de HETE-2, et la carré blanc correspond à la taille de la figure b. Sur cette dernière, le cercle rouge représente la boîte d'erreur de la position de l'afterglow X.

Le satellite HETE-2 est encore opérationnel aujourd'hui, et continue d'apporter son lot de sursauts gamma à la communauté.

Swift

Swift [24] est ce que l'on peut appeler un satellite "tout-en-un". Mis sur orbite le 20 novembre 2004, il est composé de 3 instruments:

- BAT (Burst Alert Telescope), un détecteur gamma sensible dans la gamme d'énergie 15-150 keV, permet de détecter environ 100 sursauts par an. La position du sursaut est calculée à bord avec une précision de 3 minutes d'arc et est distribuée à la communauté en quelques secondes.

7. La première mesure de redshift d'un XRF, XRF020903, détecté par HETE-2, effectuée par spectroscopie de la galaxie hôte, a pour valeur $z = 0,25$ [54]

8. Le premier afterglow X d'un sursaut court provint de la détection du sursaut 050509b, précédant de 2 mois celui de HETE-2. Hélas, la boîte d'erreur X était trop grande et le nombre de sources potentielles dans celle-ci trop élevé pour que l'afterglow optique puisse être identifié avec certitude.

- XRT (X-Ray Telescope), un imageur et spectrographe en rayon X (0,3-10 keV). L'image X du sursaut donne une localisation en quelques minutes avec une précision de 6 à 8 secondes d'arc.
- UVOT (UV/Optical Telescope), une caméra composée de 6 filtres observant dans la bande d'énergie 170-650 nm. La localisation est alors possible avec une erreur inférieure à quelques secondes d'arc, et les observations multi-filtres permettent d'obtenir la coupure Lyman- α et le redshift du sursaut.

L'intérêt de Swift réside dans le fait que le télescope se pointe automatiquement dans la direction du sursaut donnée par BAT en moins d'une minute, et commence ainsi les observations X et optiques très rapidement.

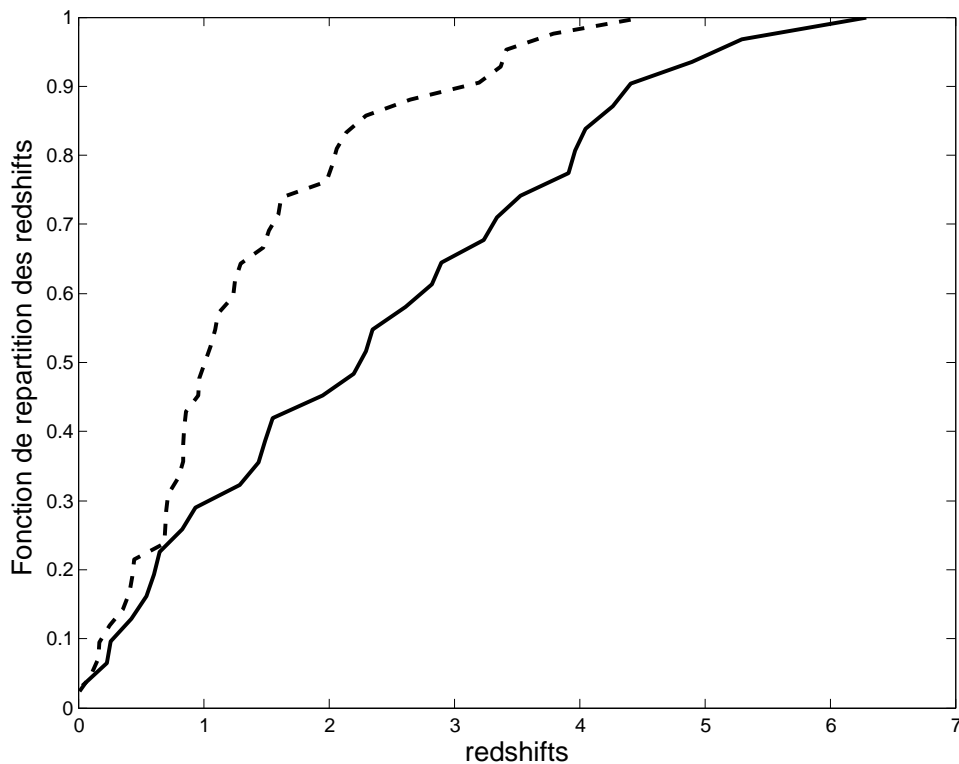


FIG. 1.16 – *Distribution des redshifts des sursauts de Swift (trait plein) et des autres détecteurs gamma (pointillés). On voit que Swift a élargi la distribution à de plus grands redshift.*

Les avancées majeures que Swift a apporté à l'étude des sursauts sont l'étude de l'afterglow X précoce et l'obtention de très nombreux redshifts de sursauts, et notamment du record de redshift pour GRB050904 avec $z = 6,29$. Depuis son lancement, Swift a permis la mesure de 31 redshifts, alors que tous les autres détecteurs gamma ne comptent que 42 redshifts à leur actif. De plus, les redshifts provenant des détections de Swift sont sensiblement plus élevés que ceux provenant des autres satellites (voir figure 1.16).

Tout les résultats obtenus à partir des deux satellites HETE-2 et Swift ont grandement contribué à l'étude des sursauts gamma. Ils ont permis d'affiner leurs propriétés, de résoudre l'énigme des sursauts courts et des XRF, et de faire énormément progresser les théories cherchant à expliquer les sursauts gamma, ce dont je vais discuter à présent.

1.4.2 Modèles théoriques

Au milieu des années 80 cohabitaient presque autant de modèles théoriques sur les sursauts gamma que de théoriciens dans ce domaine. Avec l'arrivée de BATSE et de Beppo-SAX, qui confirmèrent l'origine cosmologique des sursauts, nombre de ces modèles furent rendus caducs. Aujourd'hui, la communauté semble s'accorder sur un modèle nommé modèle Fireball pour expliquer les processus physique à l'origine du rayonnement observé, et sur la nature des astres qui produisent les sursauts longs, des étoiles hyper-massives, et les sursauts courts, des coalescences d'objets compacts. Je donnerai ici qu'une description très simplifiée de ces modèles.

Considérations Observationnelles

On a vu que les localisations promptes de sursauts par les satellites Beppo-SAX, HETE-2 et Swift ont mené à des observations rapides de leurs contreparties optiques, à partir desquelles des mesures de redshift ont pu être effectuées. Ces mesures ont montré que les sursauts gamma sont situés à des distances cosmologiques. A partir de la distance et du flux de photons reçu sur la Terre, il est possible d'en déduire l'énergie totale émise durant le sursaut. Celle-ci est généralement comprise entre 10^{51} erg et 10^{53} erg.

Les variabilités temporelles, qui sont de l'ordre de quelques secondes, observées dans les profils temporels des sursauts indiquent que le moteur central est un objet compact. Pour que les photons de très haute énergie puissent parvenir jusqu'à nous, il faut qu'ils aient pu s'échapper de la source sans interagir, ce qui implique que le milieu environnant la source est optiquement mince. Or, en considérant que le processus principal d'annihilation des photons de très haute énergie est la production de paires (2 photons donnent électron+positron), la profondeur optique est très importante si l'on considère une source au repos, ce qui contredirait le fait que l'on puisse détecter ces photons. La solution consiste à avoir un vent ultra-relativiste, avec un facteur de Lorentz de l'ordre de $\Gamma = 100$, ce qui diminue considérablement l'énergie des photons au niveau de la source, et donc la fraction de photons pouvant produire des paires électron-positron.

Il découle de cette analyse que les sursauts gamma sont produits au sein d'un vent ultra-relativiste émis par des sources compact et massives.

Progéniteurs

Les progéniteurs des sursauts longs sont des étoiles massives, appelées hypernovæ ou collapsars, qui s'effondrent sur elles-mêmes pour donner naissance au sursaut. En effet, les afterglows sont situés dans les régions de formation d'étoiles des galaxies, comme c'est le cas par exemple pour le sursaut GRB090425 (voir figure 1.8), ce qui implique que la durée de vie de l'astre ayant donné naissance au sursaut était trop courte pour qu'il ait le temps de sortir de la pouponnière dans laquelle il a été formé, et donc que son évolution s'est faite rapidement, comme c'est le cas pour les étoiles massives. De plus, un certain nombre de sursauts est associé à des supernovæ de type Ib ou Ic, elles-mêmes produites par l'effondrement d'étoiles massives. Cette association reste la preuve la plus solide confortant cette hypothèse.

Ce n'est que très récemment, avec l'observation d'afterglows optiques de sursauts courts, que l'on a pu vérifier que ceux-ci étaient bien produits par des coalescences d'objets compacts, tels que les étoiles à neutrons ou les trous noirs. En effet, leurs afterglows peuvent se situer dans une galaxie elliptique, à la périphérie d'une galaxie, ou à l'intérieur des galaxies à formation d'étoiles. Cela valide bien cette hypothèse, puisque, contrairement aux sursauts longs, le système binaire

progéniteur du sursaut court doit être très âgé⁹, et donc a eu le temps de migrer loin de sa zone de formation.

Que ce soit l'effondrement d'une étoile massive ou la coalescence de deux objets compacts, le résidu de ces phénomènes extrêmement violent est probablement un trou noir massif entouré par un disque d'accrétion.

Le modèle de la boule de feu (fireball)

Le modèle décrivant le processus de production des sursauts gamma majoritairement admis aujourd'hui est le modèle Fireball. Dans ce modèle, le moteur central (probablement un trou noir en rotation rapide) génère un vent de particules ultra-relativistes. Ce vent composé de photons, de paires électron/positron et de baryons transporte l'énergie sous forme cinétique. Dans ce vent, les particules sont éjectées par couches, avec des vitesses légèrement différentes. Les collisions des couches entre-elles transforment l'énergie cinétique du vent en énergie de radiation, et donnent lieu à l'émission de photons de très hautes énergies par émission synchrotron, produite par les électrons relativiste évoluant dans un champ magnétique. Cette émission de très haute énergie est l'émission prompte du sursaut. Au fur et à mesure de sa progression, le vent de particules ralentit en interagissant avec le milieu interstellaire environnant la source du sursaut. Cette interaction produit des photons de plus basses énergies, également par émission synchrotron, c'est l'afterglow. La figure 1.17 schématise ce modèle.

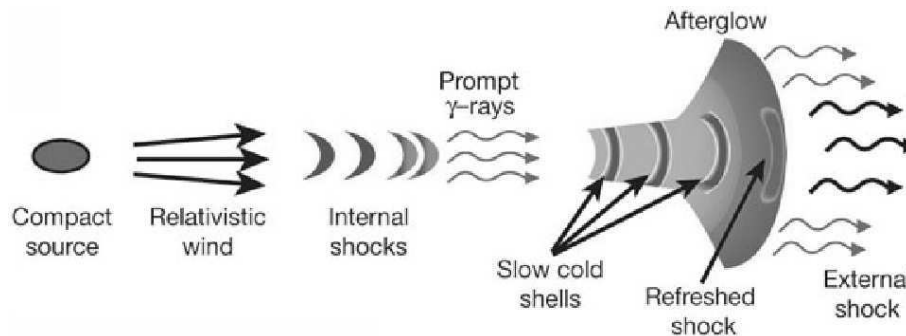


FIG. 1.17 – Ce schéma [26] décrit le principe de production d'un sursaut gamma. Un vent de particules ultra-relativistes est émis par un moteur central par couches successives de vitesses différentes. Les interactions entre ces couches donnent l'émission prompte. Ensuite, le vent ralentit et interagit avec le milieu environnant pour produire l'afterglow.

Les chercheurs ont exploré plusieurs pistes avant d'aboutir à des modèles théoriques qui soient en accord avec les observations des sursauts gamma. Encore aujourd'hui, même si nous avons une très bonne idée des mécanismes de base qui peuvent produire un sursaut, beaucoup de points restent à éclaircir, notamment au niveau de l'émission prompte. L'afterglow est quant à lui très bien expliqué par les modèles théoriques.

9. la coalescence d'un système binaire d'objets compacts n'intervient qu'au bout d'un temps très long, car la perte d'énergie, qui fait que les deux objets se rapprochent, se fait par ondes gravitationnelles.

Chapitre 2

La recherche d'afterglows optiques

Dans le chapitre précédent, j'ai énoncé les différentes caractéristiques des sursauts gamma, et notamment leur décomposition en une émission prompte, bref et intense flash de photons de très haute énergie, et en une contrepartie dans les autres longueurs d'onde, nommée l'afterglow. J'ai beaucoup insisté sur la description des afterglows, leur association à des supernovæ, et leur courbe de lumière caractéristique, qui décroît selon une loi de puissance avec le temps. J'ai terminé par la description des progéniteurs aux sursauts et du modèle théorique majoritairement admis aujourd'hui, le modèle fireball. Comme on le verra dans ce chapitre, les modèles de sursauts gamma prédisent que l'émission prompte est focalisée dans un cône, alors que l'émission de l'afterglow l'est de moins en moins au fur et à mesure de son évolution temporelle. La conséquence directe de cette collimation est que le nombre d'afterglows observables doit être bien plus important que le nombre de sursauts gamma détectés par leur émission prompte. Précisons simplement que, jusqu'à ce jour, toutes les observations d'afterglows ont été obtenues grâce à la localisation rapide et précise de l'émission prompte.

J'ai aussi présenté dans le premier chapitre l'évolution de la connaissance des sursauts gamma grâce aux missions spécifiques mises en place. La période BATSE et pré-BATSE peut être qualifiée d'ère de l'émission prompte. Avec la première observation par Beppo-SAX de la contrepartie X du sursaut GRB970228, la communauté est entrée dans l'ère des afterglows associés à l'émission γ . Et si la prochaine période était l'ère des afterglows sans détection d'émission γ ... Cette période arrivera prochainement grâce à des projets comme le Large Synoptic Survey Telescope¹ (LSST) qui verront le jour dans quelques années. Le travail que j'ai mené peut être considéré comme un précurseur des recherches systématiques qui seront entreprises dans le cadre de ces projets.

Dans ce chapitre, je commencerai par analyser en détails les indices nous laissant penser à une collimation du flux γ et aux conséquences que cela entraîne sur les courbes de lumière des afterglows et sur l'existence d'afterglows dits "orphelins", c'est-à-dire qui ne sont pas associés à une émission γ . Je présenterai ensuite l'intérêt scientifique lié à la recherche d'afterglows indépendamment de l'émission prompte. Puis j'énoncerai quelques considérations et réflexions qui m'ont été amenées par mon étude dans ce domaine. Je décrirai ensuite les tentatives antérieures de recherche directe d'afterglows (sans détection d'émission prompte), en tentant d'expliquer pourquoi elles se sont toutes révélées infructueuses. Enfin, je terminerai en introduisant notre recherche, et en la comparant avec ce qui a déjà été fait.

1. <http://www.lsst.org>

2.1 Une émission prompte collimatée

La majorité des modèles de sursauts gamma s’accordent sur le fait que l’ejecta relativiste, et donc l’émission prompte, est collimatée dans un jet, et non isotrope. L’angle d’ouverture du jet augmente avec le temps, et dépend du facteur de Lorentz de l’émission. De nombreuses déductions vont dans le sens de cette collimation.

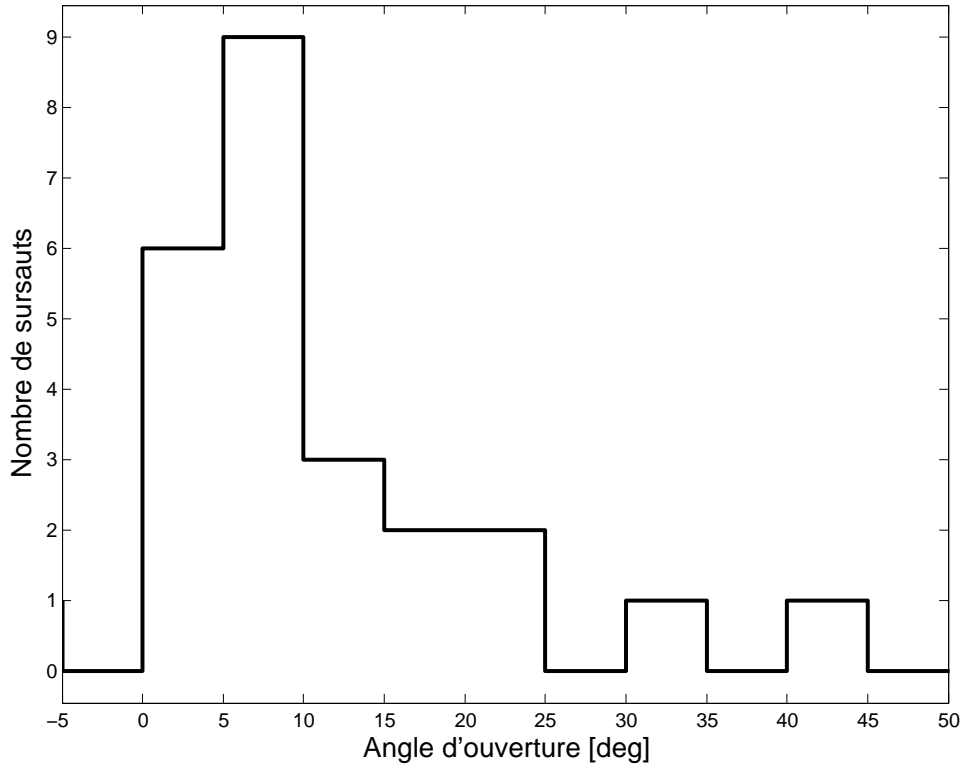


FIG. 2.1 – Distribution des angles d’ouverture de 24 sursauts selon Bloom et al. [10].

2.1.1 Cassure dans la courbe de lumière des afterglows

Dans environ 50% des courbes de lumière d’afterglows optiques, on observe une cassure de la pente quelques jours après le sursaut (voir la section 1.3.2). Cette cassure est interprétée comme le moment où l’angle du jet relativiste θ devient comparable à $1/\Gamma$, l’inverse du facteur de Lorentz de l’ejecta [47]. Avant cette cassure, le caractère relativiste de l’ejecta restreint l’émission à un angle $1/\Gamma$. Cet angle augmente du fait de la perte de vitesse de l’ejecta, et au moment où il atteint la valeur de l’angle du jet, la matière peut ”s’étendre” sur les côtés, et les propriétés hydrodynamiques du jet changent plus ou moins brutalement, ce qui provoque la cassure observée dans la courbe de lumière. Le second effet complémentaire à cette collimation est d’ordre observationnel. Au début de l’émission, la vision que l’on a de l’émission est restreinte par l’angle lié à la vitesse relativiste des photons, $1/\Gamma$. Jusqu’au moment où cet angle est inférieur à l’angle d’ouverture du jet, on ne peut voir qu’une partie de celui-ci. Lorsque l’écoulement ralentit, l’angle d’émission des photons augmente, jusqu’à atteindre l’angle d’ouverture du jet, moment auquel tout l’ejecta devient visible, et où s’opère la cassure dans la courbe de lumière de l’afterglow. D’après Sari et al. [53], la relation qui donne l’angle d’ouverture du jet à partir du moment de la cassure t_b dans la courbe de lumière de l’afterglow est la suivante:

$$\theta_b = 0,057 \left(\frac{t_b}{1 \text{ day}} \right)^{3/8} \left(\frac{1+z}{2} \right)^{-3/8} \left[\frac{E_{iso}(\gamma)}{10^{53} \text{ ergs}} \right]^{-1/8} \left(\frac{f_\gamma}{0,2} \right)^{1/8} \left(\frac{n}{0,1 \text{ cm}^{-3}} \right)^{1/8} \text{ rad} \quad (2.1)$$

où E_{iso} est l'énergie dans le cas d'une émission isotrope, f_γ est l'efficacité de conversion de l'énergie du vent en rayonnement gamma, et n est la densité moyenne de l'environnement du sursaut.

Il suffit donc théoriquement de connaître le redshift, l'énergie totale émise par le sursaut et le moment où a lieu la cassure dans la courbe de lumière de l'afterglow pour calculer l'angle d'ouverture du jet relativiste. Si l'on suppose un sursaut avec les paramètres indiqués ($t_b = 1 \text{ jour}$, $z = 1$, $E_{iso} = 10^{53} \text{ ergs}$, $f_\gamma = 0,2$ et $n = 0,1 \text{ cm}^{-3}$), l'angle d'ouverture du jet est $\theta_j = 0,057 \text{ rad}$, soit environ 3,2 degrés. La repartition des angles d'ouverture calculée d'après la formule 2.1 pour 24 sursauts par Bloom et al. [10] est présentée dans la figure 2.1.

2.1.2 Energie γ corrigée

On a vu que si l'on considère l'émission prompte comme isotrope, l'énergie totale émise pendant le sursaut E_{iso} variait de 10^{51} erg à 10^{54} erg . Si l'on considère maintenant cette émission collimatée, l'énergie totale émise pendant le sursaut est bien moindre, et donc l'énergie nécessaire pour produire un sursaut est elle aussi beaucoup plus faible. Cela fait des progéniteurs de sursaut beaucoup plus plausibles que sans l'hypothèse de la collimation.

De plus, à partir du calcul de l'angle d'ouverture du jet, il devient possible de corriger l'énergie émise par la formule suivante [21]:

$$E_\gamma = (1 - \cos\theta_b) E_{iso} \simeq (\theta_b^2/2) E_{iso} \quad (2.2)$$

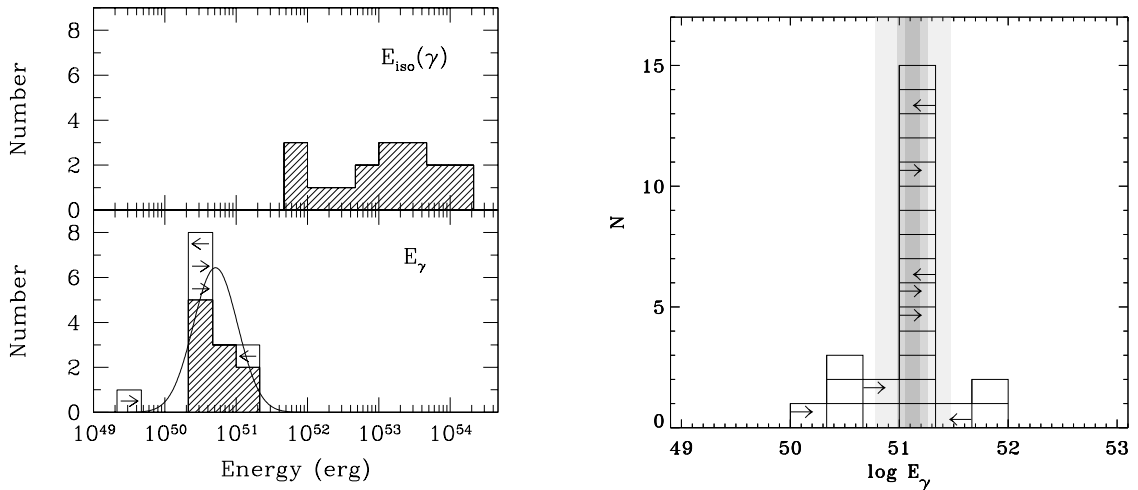


FIG. 2.2 – Sur ces deux figures est représentée la distribution de E_γ corrigée du facteur de collimation, à gauche pour 15 sursauts [21], et à droite pour 29 sursauts [10]. L'énergie ainsi corrigée semble se regrouper autour de la valeur $1,3 \cdot 10^{51} \text{ erg}$

Comme le montre la figure 2.2, la distribution de l'énergie E_γ ainsi corrigée est beaucoup plus étroite que l'énergie calculée dans l'hypothèse d'une émission isotrope. Ce résultat assez

remarquable, qui fait des sursauts des sources potentielles² d’énergie standard, a été confirmé pour 29 sursauts par Bloom et al [10].

2.1.3 Relation d’Amati corrigée

Enfin, il est aussi possible de redéfinir la relation d’Amati pour l’énergie corrigée de l’angle d’ouverture du jet. Cette nouvelle relation, montrée dans la figure 2.3, semble plus resserrée [25].

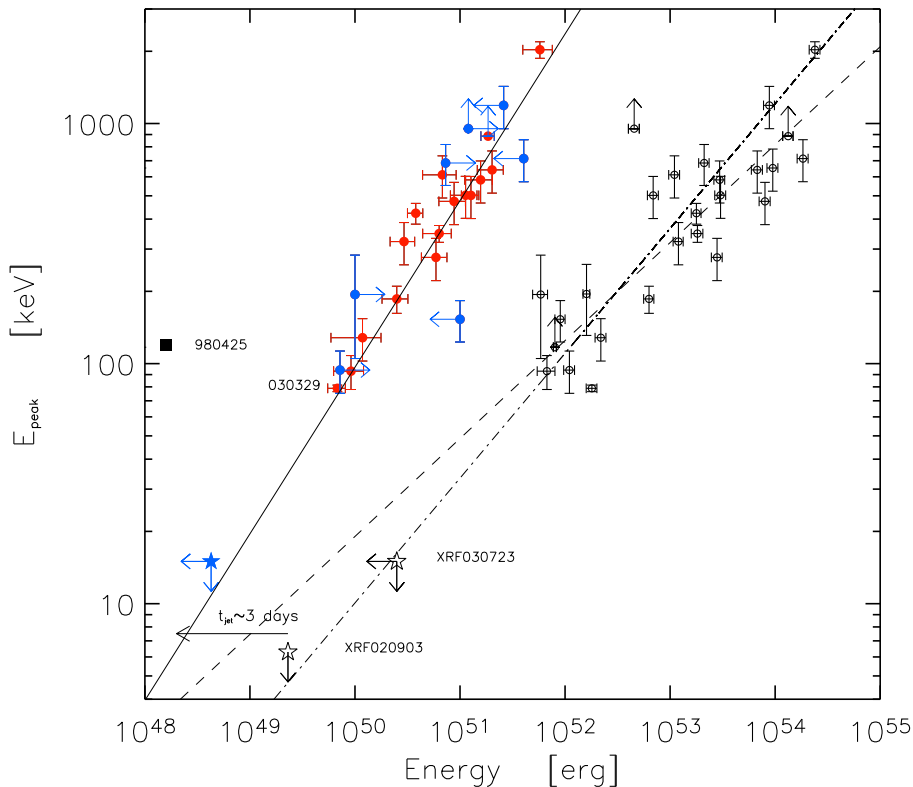


FIG. 2.3 – Cette figure montre la relation d’Amati dans la cas d’une énergie bolométrique isotrope (cercle vide) et dans le cas corrigé de l’ouverture du jet (cercle plein).

Si l’émission prompt d’un sursaut gamma est collimatée, celle de l’afterglow est, elle, émise dans un cône qui va en s’élargissant avec le temps. Ceci entraîne une constatation très simple, qui est à la base de mon travail de thèse: on s’attend à ce que les afterglows soient plus nombreux que les sursauts gamma. En effet, si l’on imagine que l’observateur est dans le prolongement du cône d’émission gamma, il pourra détecter et l’émission prompte, et l’afterglow (dans le cas d’un sursaut non obscur bien entendu, voir section 1.3.2), alors que si ce même observateur est décalé par rapport à l’émission gamma, celle-ci ne sera plus visible, mais l’afterglow lui, le sera toujours, puisque l’angle solide dans lequel il émet est supérieur à celui de l’émission prompte. On nomme ces afterglows théoriques, puisqu’ils n’ont encore jamais été observés, des afterglows orphelins. Les sursauts sans émission γ sont aussi une possibilité d’obtenir un afterglow orphelin.

2. En effet, ce résultat ne semble pas être valide lorsque que la contribution d’énergie émise dans l’optique et le domaine radio n’est plus négligeable par rapport à l’énergie γ [9], comme c’est le cas lorsqu’une supernova est associée au sursaut. Il faut aussi prêter attention au XRF, dont l’énergie de certains n’est que 10^{49} erg.

2.2 Objectifs scientifiques

Les conséquences d'une recherche d'afterglows orphelins, telle que celle discutée ici, sont nombreuses. Nous évoquons rapidement certaines d'entre elles dans cette section, et nous y reviendrons dans le chapitre 5.

2.2.1 Sursauts sans émission γ

Jusqu'à présent, tous les sursauts gamma ont été détectés à partir de leur émission prompte. Cela suppose un biais évident dans leur étude, puisque les sursauts "ratés", c'est à dire avec peu ou pas d'émission γ , sont complètement ignorés. En effet, la luminosité des afterglows optiques n'est pas corrélée avec l'intensité de l'émission γ (voir figure 2.4), donc certains sursauts non détectables par les instruments γ pourraient être visibles en optique ([30]).

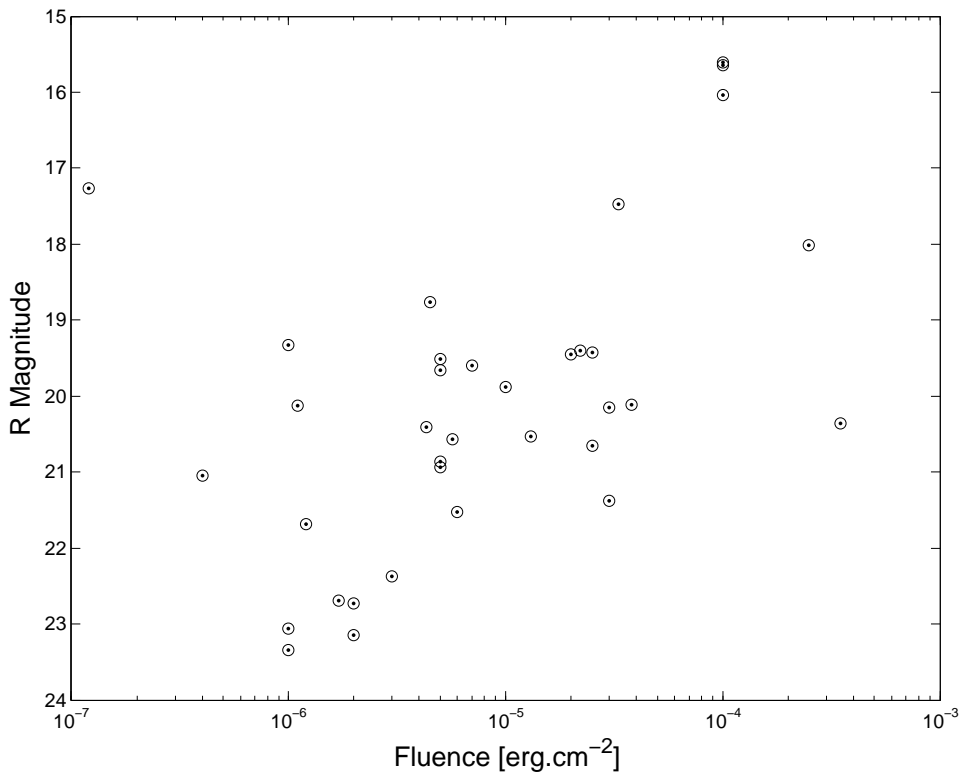


FIG. 2.4 – 35 sursauts représentés dans un plan magnitude à 1 jour en fonction de la fluence, montrant qu'il y a peu de corrélation entre ces deux valeurs.

2.2.2 Contraintes sur les modèles théoriques

La recherche d'afterglows optiques est un moyen, alternatif à celui de la cassure dans la courbe de lumière des afterglows, pour tester l'hypothèse de la collimation de l'émission prompte, et pour mesurer la valeur de l'angle d'ouverture du jet de photons γ [46]. Dans le cas d'une émission optique isotrope, on peut approximer l'angle d'ouverture du jet θ par la formule suivante:

$$1 - \cos\theta \sim \frac{\theta^2}{2} \quad (2.3)$$

Il est alors possible d'en déduire le facteur de collimation f_c , qui est le rapport entre 4π , l'angle solide pour une émission isotrope, et celui de l'émission prompte:

$$f_c = \frac{4\pi}{2\pi(1 - \cos\theta) \times 2} = \frac{1}{1 - \cos\theta} \sim \frac{2}{\theta^2} \quad (2.4)$$

Dans le cas où l'émission γ ne serait pas collimatée, le facteur de collimation vaut 1 ($\theta = \frac{\pi}{2}$). L'évolution du facteur de collimation avec θ est présentée dans la figure 2.5.

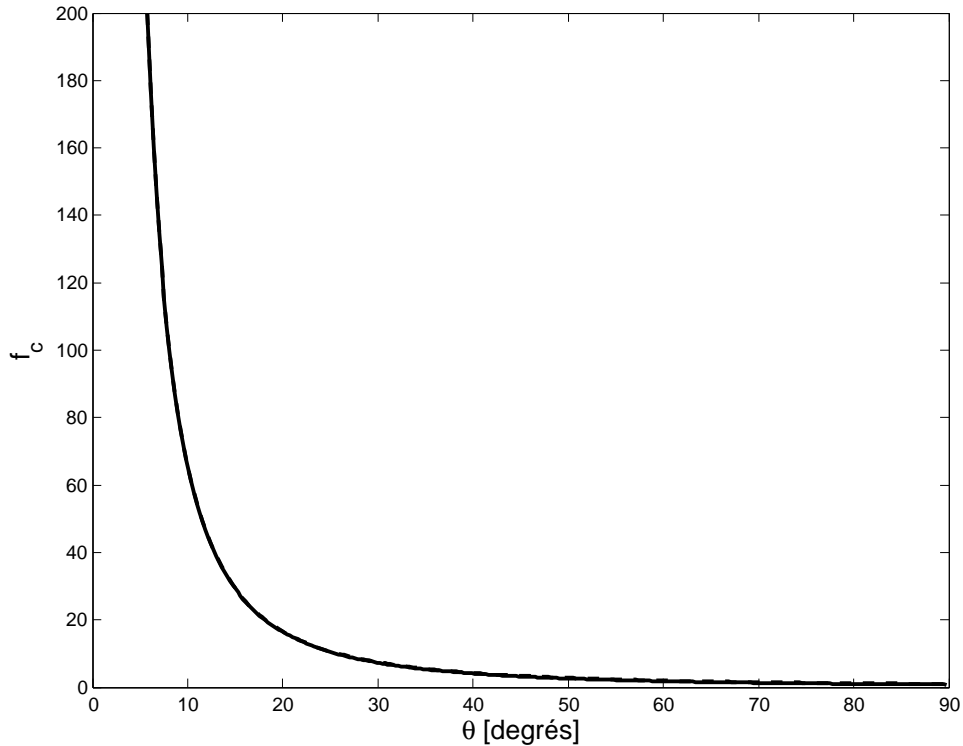


FIG. 2.5 – Sur ce graphique est tracé le facteur de collimation f_c en fonction de l'angle d'ouverture de jet de l'émission prompte θ dans le cas où on considère l'émission de l'afterglow comme isotrope, avec (pointillés) et sans approximation (traits pleins). Les deux courbes sont pratiquement confondues à ces échelles.

Dans une recherche d'afterglows optiques, nous n'avons pas directement accès au facteur de collimation f_c , mais à la valeur β définie comme suit:

$$\beta = \frac{N_{tot}}{N_{GRB}} \quad (2.5)$$

où N_{tot} est le nombre total de sursauts gamma se produisant dans l'Univers et N_{GRB} le nombre de sursauts dont l'émission γ est dirigée vers la Terre. Le lien entre β et f_c dépend du modèle théorique utilisé et sera abordé dans le chapitre 5.

Lors d'une recherche d'afterglows optiques, il est possible de donner une valeur supérieure au paramètre β , et donc de contraindre ses valeurs théoriques. Selon Totani et Panaitescu [56], β dépend essentiellement de la magnitude limite des observations. On définit donc β_m , qui

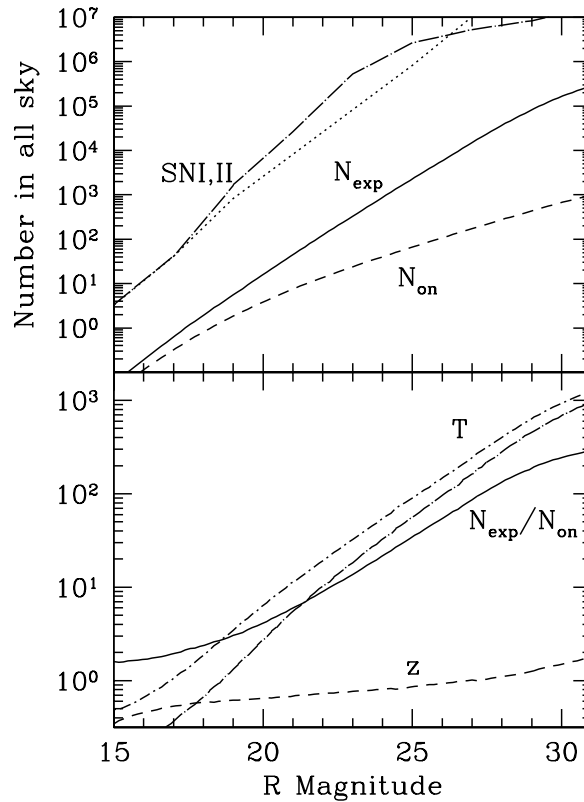


FIG. 2.6 – Ce graphique, tiré de Totani & Panaitescu [56], présente un calcul théorique de l'évolution du nombre d'afterglows par sursaut gamma (représenté dans le cadre du bas par la courbe en trait plein accompagnée de l'identification N_{exp}/N_{on} , qui équivaut au paramètre β) en fonction de la magnitude en filtre r . Par exemple, pour une magnitude $r = 22,5$, on s'attend à voir 11 fois plus d'afterglows que de sursauts gamma.

représente la valeur de β pour la magnitude limite m . Par exemple, β_{15} vaut $1,5^3$ et β_{25} 35 (voir figure 2.6). Le facteur β augmente donc avec le temps et avec la magnitude limite des observations.

2.2.3 Sursauts proches

Pour l'instant, seulement deux sursauts proches (avec un redshift inférieur à 0,1) ont été détectés, il s'agit de GRB980425, qui fut associé à une supernovæ à $z = 0,0085$ (voir section 1.3.1), et GRB060218 à $z = 0,0331$. La recherche d'afterglows optiques indépendamment de l'émission prompt permettra de mieux caractériser cette population locale de sursauts, car dans un même volume, seront présents beaucoup plus d'afterglows que de sursauts, et donc les sursauts proches, qui sont peu représentés par leur émission γ , devrait être plus nombreux par leur émission optique. De plus, la luminosité de l'afterglow dépend moins du facteur de Lorentz de l'ejecta que l'émission prompt, et on peut donc s'attendre à voir une plus grande proportion de sursauts proches.

3. En effet, si la magnitude limite des observations est très faible, on voit l'afterglow seulement peu de temps après le sursaut, et donc l'émission optique est restreinte au même cône d'émission que les photons γ

2.2.4 Lien entre sursauts et supernovæ

On a vu dans la section 1.3.2 que quelques sursauts ont été associés à des supernovæ. Ces supernovæ de type Ib ou Ic, sont moins brillantes que les supernovæ de type Ia, et ne sont donc plus observables au-delà d'un redshift d'environ 1⁴. En englobant les sursauts à bas redshift, la recherche d'afterglows optiques favorisera la découverte et le suivi de supernovæ associées aux sursauts gamma.

2.3 Considérations et Réflexions

2.3.1 Détecter et reconnaître un afterglow

La méthode utilisée pour rechercher des afterglows sans l'alerte γ est assez simple: elle consiste à faire une surveillance d'une même zone du ciel afin d'en extraire les objets astrophysiques étant apparus, ayant disparu, ou bien ayant changé de luminosité. Une fois ces objets identifiés, il faut être capable de déterminer rapidement leur nature avant que leur magnitude ne devienne plus faible que les limites des grands télescopes, sans quoi ils ne sont plus visibles. Cela peut être des objets variables en luminosité (étoiles, galaxies, AGN⁵), des objets mouvants (astéroïdes, Objets Trans-Neptunien (TNO), satellites, avions, etc...), ou bien provenir d'aléas observationnels (défauts sur les capteurs CCD, rayons cosmiques⁶). Tous les objets autres que des afterglows étant considérés comme sources de bruit, il est nécessaire d'avoir des moyens de les discriminer. Cet aspect sera discuté en détail dans le chapitre 4.

Une fois les sources de bruit éliminées, il faut pouvoir confirmer que l'objet ainsi détecté est bien un afterglow de sursaut gamma. Tout d'abord, il est nécessaire de vérifier que les paramètres de sa courbe de lumière correspondent bien à ceux d'un afterglow (voir figure 1.11). On peut ensuite vérifier si une source gamma ou X a été identifiée par les satellites dans les heures ou les jours précédents la détection⁷. Simultanément, une alerte doit être lancée afin de permettre un suivi de cet objet avec d'autres instruments, éventuellement dans d'autres longueurs d'ondes (Swift et Chandra pour l'émission X, les grands télescopes au sol ou le HST pour l'optique, le Very Large Array (VLA) pour le domaine radio). Enfin, établir un spectre de l'objet, ou éventuellement de sa galaxie hôte si celle-ci est visible, permettra de confirmer avec certitude que celui-ci est bien un afterglow de sursaut gamma.

Nous verrons dans le chapitre 4 que notre étude nous a permis de définir des critères très précis que doivent vérifier les candidats afterglows et que, finalement, la contamination due aux fausses détections est très restreinte en ce qui nous concerne.

2.3.2 Une stratégie d'observation adaptée

L'élément le plus important dans la recherche d'afterglows optiques est la stratégie d'observation, appelée aussi survey. Cette stratégie décrit la manière dont les observations sont faites. Une stratégie d'observation peut être divisée en deux parties distinctes la définissant complètement: la partie spatiale qui définit la profondeur des observations et la taille de la zone à observer, et la partie temporelle qui définit le nombre d'observations pour chaque zone et l'intervalle de

4. Le sursaut le plus lointain associé à une supernova est GRB000911, et a pour redshift $z = 1,058$

5. Active Galactic Nuclei, ou noyau de galaxies actives en français.

6. Les rayons cosmiques sont des protons de très hautes énergies qui interagissent avec les capteurs CCD et laissent des traces sous formes de points ou de traînées sur les images.

7. Les afterglows détectés dans l'optique peuvent aussi provenir de sursauts avec une émission γ dirigée vers la Terre.

temps les séparant. Il est clair qu'un compromis doit être fait entre tous ces paramètres afin de maximiser le nombre d'afterglows détectables en un minimum de temps télescope⁸. En tenant compte des instruments existants, deux types de stratégies d'observation ont été utilisées pour la recherche d'afterglows optiques:

- Un survey étendu mais peu profond: le but de cette stratégie est d'observer un nombre maximum de champs⁹, pouvant couvrir l'ensemble du ciel visible depuis un point donné, avec des temps de pose très brefs, et donc une magnitude limite très basse. Dans cette stratégie, un afterglow typique ne sera visible que pendant un temps court (voir figure 1.10), il convient donc de revenir sur chaque champ au moins deux fois dans la même nuit, avec un intervalle de temps très court entre les deux observations. L'inconvénient majeur de cette stratégie est que le paramètre β est de l'ordre de l'unité (voir section 2.2.2), et donc le nombre d'afterglow dans le ciel à un instant donné n'est guère supérieur à celui des sursauts gamma. Par contre, l'afterglow ainsi détecté sera précoce, laissant beaucoup de temps pour confirmer sa nature par d'autres observations ou par spectroscopie. Un autre avantage de cette stratégie est que, les catalogues de références existant déjà pour l'intégralité de la voûte céleste à ces magnitudes, la détection de nouveaux objets est de beaucoup facilitée. Si cette stratégie ne permet pas de détecter des afterglows "off-axis", elle peut par contre permettre la détection des afterglows de sursauts sans émission γ . Une stratégie d'observation typique est celle utilisée par ROTSE-III (voir section 2.4.1).
- Un survey profond mais restreint: c'est tout l'inverse de la stratégie précédente. Ici, peu de champs sont observés mais avec une magnitude limite élevée. On bénéficie ainsi du fait que les afterglows sont visibles pendant bien plus de temps (voir figure 1.10), et qu'ils sont beaucoup plus nombreux, car le paramètre β est grand (voir section 2.2.2). Parallèlement à cela, les afterglows étant peu lumineux 90% de leur temps, ils seront majoritairement détectés avec une faible luminosité. De plus, leur décroissance se faisant beaucoup plus lentement, il faut prévoir des intervalles de temps plus longs entre les différentes observations d'un même champ, afin de pouvoir percevoir leur changement de magnitude. L'inconvénient le plus handicapant de cette stratégie est que les catalogues de référence sont peu nombreux à ces magnitudes. Il est donc nécessaire soit de choisir des champs ayant déjà été observés par d'autres programmes d'observations et dont les données sont disponibles, soit de planifier la génération de catalogues de référence au sein même de la stratégie, par exemple sous la forme d'un "pré-survey". Cela implique bien entendu du temps télescope supplémentaire, mais permettra en contrepartie d'identifier très rapidement et avec certitude les nouveaux objets. Une telle stratégie pourrait inclure quelques dizaines de champ (chacun de l'ordre du degré carré) par an avec une magnitude limite de l'ordre de 24, et au moins deux observations pour chaque champ espacée de quelques jours.

L'efficacité de détection d'afterglows optiques de ces deux types de stratégie sera discutée dans le chapitre 5.

Quelle que soit la stratégie choisie, on peut se poser la question de l'observation multi-filtre de chaque champ. Si on est limité par le temps d'observation, il est préférable de couvrir plus de champs avec un seul filtre plutôt que de varier les filtres. En effet, notre étude nous montre clairement que l'observation multi-filtres n'est pas nécessaire, et n'aide en rien ni à la détection (deux images d'un même champ mais avec des filtres différents ne sont pas comparables, car les magnitudes des objets dans divers filtres ne sont pas corrélées), ni à l'identification (même si un afterglow est plutôt un objet "bleu", ses caractéristiques spectrales changent avec le temps

8. Temps total alloué par les institutions pour chaque programme d'observation

9. Un champ sera défini ici une zone du ciel observée, dont la taille est celle du champ de vue de l'instrument qui l'observe.

et avec le redshift, et ne sont de plus pas aisément différentiables des autres types d’objets variables). Notre préférence irait plutôt vers des filtres rouges ou infrarouges proches.

La stratégie d’observation doit également être choisie pour avoir des contraintes temporelles et observationnelles les plus faibles possibles. Il faut veiller à ce que les résultats obtenus ne soit pas compromis par des restrictions ou des pertes d’observations dues à des contraintes aléatoires, comme par exemple la perte d’une ou plusieurs nuits d’observations à cause de conditions climatiques défavorables, ou alors les différences de qualité entre les images d’un même champ, comme c’est le cas lorsque la hauteur au dessus de l’horizon du champ observé change. Les sursauts gamma étant répartis de manière isotrope dans le ciel, il est possible de choisir librement la zone à observer. Il est donc préférable d’éviter les plans galactique et écliptique, afin d’une part de ne pas avoir de champs trop surchargés d’objets, et d’autre part de minimiser le nombre d’astéroïdes dans les images, et de privilégier les régions observables par les grands télescopes au sol et dans l’espace, pour faciliter la confirmation des candidats et la mesure de leur redshift.

On peut enfin se poser la question de doubler, voir tripler, les observations principales, et ce afin de garantir l’authenticité astrophysique des objets détectés, ou bien de discriminer certains types d’objets, tels que les astéroïdes et les objets mouvants en général, en particulier si les champs observés sont dans l’écliptique. Ce point sera vu en détail dans le chapitre suivant.

2.4 Recherches similaires

Depuis la découverte des afterglows de sursauts gamma par Beppo-SAX et l’hypothèse de collimation de l’émission prompte, quelques tentatives ont été faites pour avoir le privilège de détecter le premier afterglow optique sans alerte γ . Basées sur l’un des deux types de stratégie d’observation décrits dans la partie précédente, elles se sont néanmoins toutes révélées infructueuses. Dans cette section, je décrirai les principales, et en ferai la critique, pas nécessairement négative. Deux d’entre-elles, effectuées par les télescopes ROTSE-III et avec la caméra WFI du télescope MPI/ESO au Chili, seront incluses dans les simulations du chapitre 5 afin de les comparer objectivement à notre propre recherche.

2.4.1 ROTSE-III Transient Search

ROTSE-III¹⁰ [2] est un système de 4 petits télescopes identiques repartis à différents endroits du globe, en Namibie, Turquie, Australie et aux Etats Unis. Ils sont équipés d’une caméra CCD avec un très grand champ de vue, environ $3,42 \text{ deg}^2$, mais avec une faible résolution spatiale, $3,25'' \text{ pixel}^{-1}$, capable d’atteindre la magnitude 18,5 en 60 secondes. Ces télescopes, conçus spécialement pour l’observation rapide d’afterglows, sont prévus pour réagir automatiquement à chaque alerte de sursaut. Ils ont permis l’observations de plusieurs afterglows dans les premières heures après le sursaut (voir section 1.4.1).

Une recherche d’afterglows optiques a été effectuée avec les télescopes ROTSE-III entre Septembre 2003 et Mars 2005 par Rykoff et al. [51]. 23000 champs indépendants ont été observés, avec une couverture moyenne de $2,85 \text{ deg}^2$, pour un total de $65\,500 \text{ deg}^2$, avec une magnitude limite moyenne de 18, sans filtre. Tous les champs sont à une latitude galactique supérieure à 30 degrés, et avec une latitude écliptique supérieure à 10 degrés, afin d’éviter les astéroïdes¹¹. Les champs sont choisis pour être visibles par les quatre télescopes, et font partie des données publiques du Sloan Digital Sky Survey (SDSS). Chaque champ est observé 2 fois d’affilée avec

10. Robotic Optical Transient Search Experiment-III

11. Cette parade contre les astéroïdes n’a été effectuée qu’à partir de Mai 2004.

un temps de pose de 60 secondes, puis encore 2 fois 30 minutes plus tard, avec un décalage de quelques pixels afin de combler les défauts CCD. Un objet est sélectionné comme transitoire s'il apparaît sur les 4 poses alors qu'il n'était pas présent dans le catalogue de référence interne à ROTSE-III. La caractérisation de ces objets se fait ensuite à vue. Lors de cette recherche, aucun afterglow n'a été détecté. Le contrainte obtenue est un maximum de 1,9 événements par degré carré et par an en deçà de la magnitude 20, soit une valeur limite supérieure β_{20} de 98, ce qui n'exclut aucun modèle de sursaut.

La stratégie d'observation utilisée par cette recherche d'afterglows optiques est de premier type, c'est à dire étendue mais peu profonde. Cette stratégie correspond très bien aux spécificités des petits télescopes comme ROTSE-III. La raison principale pour laquelle aucun afterglow n'a été détecté est l'insuffisance soit de la magnitude limite, soit de la couverture. En effet, la durée de vie moyenne d'un afterglow à magnitude 18 est d'environ 3 heures (voir figure 1.10). Or, si on se réfère à Totani & Panaitescu [56], β vaut 2 à cette magnitude, ce qui signifie que le nombre d'afterglows visibles est deux fois plus grand que celui des sursauts gamma. Le nombre de sursauts visibles dans le ciel est de 800 par an. Donc la fréquence d'apparition d'un afterglow est de $\frac{24 \times 365}{1600} \sim 5,5$ heures. Durant une nuit, il faudrait donc observer l'intégralité du ciel visible (c'est à dire la moitié de la voûte céleste) pour espérer voir un afterglow optique; alors que ROTSE-III n'observe en moyenne que 0,3% du ciel par nuit.

2.4.2 Sloan Digital Sky Survey

Le SDSS [64] est un programme d'observation non spécifique à la recherche d'afterglows optiques, effectué avec un télescope spécialement dédié de 2,5 mètres. L'objectif de ce programme est d'observer environ 10 000 deg^2 jusqu'à la 23^{ème} magnitude, et ce dans 5 filtres différents, et d'obtenir le spectre d'un million de galaxies et de 100 000 quasars.

Une recherche d'objets transitoires, pratiquée sur 1500 deg^2 et jusqu'à la magnitude 19 dans les images du SDSS, fit ressortir un objet ayant un comportement similaire à un afterglow [58]. Cet objet transitoire a été observé dans trois images différentes, à des intervalles de 2 jours et d'un peu plus de 1 an, avec des magnitudes $r_1 = 16,92$, $r_2 = 16,98$, $r_3 = 18,88$. Un spectre de cet objet donne un redshift de 0,385. Malheureusement, une recherche plus approfondie montra qu'il s'agissait en fait d'un AGN particulier [23].

2.4.3 Deep Lens Survey

Le Deep Lens Survey (DLS) est un programme d'observation planifié pour une durée initiale de 5 ans, et qui débuta en Décembre 1999. Les images sont acquises grâce à deux télescopes de 4 mètres: le Cerro Tololo Inter-American Observatory et le Kitt Peak National Observatory. L'objectif de ce programme est d'atteindre la magnitude 29 sur cinq champs de 4 deg^2 chacun, et ce dans quatre filtres, afin de mesurer le redshift photométrique¹² de près de 100 000 galaxies, et d'expérimenter la technique du Weak Lensing. Cette profondeur est atteinte en combinant des images de chaque champ atteignant la 24^{ème} magnitude, observées avec une récurrence non fixée, ce qui permet la recherche d'objets transitoires au sein de celles-ci.

Cette recherche a été effectuée par Becker et al. [8] de Novembre 2002 à Avril 2003 sur un champ de 4 deg^2 . Elle a révélé 3 objets variables sur une durée de l'ordre du millier de secondes, avec des courbes de lumière sensiblement identiques à celles des afterglows de sursauts gamma. L'un d'eux fut classé comme une étoile naine de type M par spectroscopie. Les deux derniers,

12. Un redshift photométrique est calculé à partir des couleurs d'un objet, et non de son spectre.

supposés extragalactiques au début, ont été analysés plus en profondeur par la suite [35], et furent aussi identifiés comme des étoiles naines galactiques de type M.

Ici, la stratégie d'observation est typiquement de type profonde, mais restreinte en nombre de degrés carrés observés. Si on considère $\beta_{24} = 20$ [56], on obtient le nombre de un afterglow par an pour $2,6 \text{ deg}^2$. Il aurait donc fallu "monitorer" au moins 5 deg^2 avec la même magnitude et durant le même temps que la recherche dans le DLS pour espérer détecter un seul afterglow.

Néanmoins, l'analyse et la détermination de la nature des sources transitoires détectées nous montrent que les naines de type M sont une source de bruit majeure dans la recherche d'afterglows optiques, puisqu'il est difficile de les discriminer sans observations supplémentaires, et que leur nombre est très important. On en attend environ 10^8 par an dans tout le ciel, soit approximativement 2400 par degré carré et par an, jusqu'à la magnitude $r = 24$ [35].

2.4.4 MPI/ESO

La dernière recherche spécifique d'afterglows optiques dont je parlerai ici a été effectuée par Rau et al. [45] sur des images prises par le télescope MPI/ESO au Chili. Il est équipé d'une caméra, nommée Wide Field Imager (WFI), comprenant 8 CCD avec une résolution spatiale de $0,238'' \cdot \text{pixel}^{-1}$ et un champ de vue de $34' \times 33'$.

La stratégie choisie est l'observation quasi-continue de 12 deg^2 pendant un maximum de 25 nuits non consécutives, et ce jusqu'à la magnitude 23. La description de cette stratégie sera détaillée dans le chapitre 5. Certains champs sont présents dans le SDSS, ce qui permet une bonne calibration photométrique des images. Un objet transitoire avec un comportement similaire à celui d'un afterglow de sursaut gamma a été détecté. Il a par la suite été identifié comme une étoile à flare galactique. La contrainte apportée par cette recherche d'afterglows optiques est $\beta_{23} < 12500$ jusqu'à la magnitude $r = 23$.

2.5 Notre étude

Notre étude se base sur un programme d'observation nommé le Very Wide Survey, qui n'est pas spécialement dédié à la recherche d'afterglows optiques, mais à celle des objets Trans-Neptunien, ou TNO. La stratégie d'observation utilisée est un hybride entre les deux types précédemment discutés. Plusieurs centaines de champs indépendants sont observés par an jusqu'à une magnitude de $r = 22,5$. Cette stratégie sera détaillée dans le chapitre suivant.

Afin de traiter rapidement les images et d'en extraire les objets variables, j'ai créé une série de programmes qui constitue un système d'analyse en temps réel, ou RTAS (pour Real Time Analysis System), nommé "Optically Selected GRB Afterglows". Ce système entièrement automatisé crée des catalogues d'objets à partir des images du Very Wide Survey et compare ces catalogues afin de détecter les objets nouveaux, disparus, et variables. Ces objets sont ensuite rassemblés sur une page Internet afin d'être caractérisés par un membre de la collaboration.

Cette stratégie, de par sa profondeur et sa couverture, est, de toutes celles qui ont été effectuées jusqu'à présent, celle qui nous assure le plus grand nombre d'afterglows potentiellement observables. Associée au RTAS qui permet une détection rapide des objets variables et une caractérisation de ces objets dans la journée qui suit les observations, elle autorise l'envoi d'alertes à la communauté des sursauts, et ainsi le suivi rapide des candidats afterglows dans les autres longueurs d'onde, et avec de grands télescopes au sol.

Les trois inconvénients majeurs de notre recherche d'afterglows sont: 1) Les champs sont choisis dans le plan de l'écliptique, le nombre d'astéroïdes dans les images est donc très élevé;

- 2) Nous n'avons pas de catalogues de références à ces magnitudes, mais, comme nous le verrons dans le chapitre suivant, la stratégie d'observation utilisée compense partiellement ce manque;
- 3) Nous n'avons pas choisi la stratégie d'observation.

Dans un premier temps, cette étude nous permettra d'apporter une très forte contrainte sur les valeurs théoriques de l'angle d'ouverture de l'émission γ . Cependant, les autres types d'objets détectés par le RTAS dans les images du Very Wide Survey peuvent aussi être analysés plus en détails afin d'en tirer des conclusions importantes. C'est ce que nous avons commencé de faire avec les étoiles variables et les astéroïdes.

Chapitre 3

Description de notre recherche d'afterglows

Nous avons vu dans le chapitre précédent la nécessité de la recherche d'afterglows optiques pour espérer atteindre une compréhension exhaustive des sursauts gamma. Les contraintes que de telles recherches peuvent apporter sur l'angle d'ouverture du jet de l'émission prompte et la recherche de sursauts invisibles aux hautes énergies sont leurs principales motivations. J'ai également mentionné l'importance de la stratégie d'observation dans la recherche d'afterglows optiques. Etant donnée la rareté du phénomène, il convient d'opter pour une stratégie d'observation qui maximise le nombre de détections, et non leur suivi au sein de la stratégie. En effet, les afterglows étant des phénomènes astrophysiques très particuliers du point de vue de leurs caractéristiques, leur nature peut être aisément confirmée moyennant des observations supplémentaires dans d'autres longueurs d'onde, ou bien l'analyse de leur spectre. Ceci est bien sûr possible à condition d'avoir une méthode de détection qui soit rapide, et qui permette de facilement les différencier des sources de bruit potentielles, telles que les étoiles variables par exemple. Les descriptions succinctes des recherches ayant déjà été effectuées nous ont montré la difficulté de cette étude, puisqu'à ce jour aucun afterglow n'a été observé sans la localisation donnée par l'émission γ du sursaut.

Notre recherche d'afterglows optiques fait partie d'un programme d'observation actuellement en cours au télescope Canada-France-Hawaii, nommé le Legacy Survey. Cette recherche est effectuée plus précisément sur le Very Wide Survey, une stratégie d'observation planifiée pour la détection d'objets Trans-Neptuniens, mais dont la récurrence est tout à fait adaptée à la détection d'afterglows de sursauts gamma. Afin d'analyser les images prises dans le cadre de cette stratégie, j'ai conçu et mis en place un système d'analyse en temps réel, ou RTAS, que nous avons nommé "Optically Selected GRB Afterglows". Ce système entièrement automatisé traite les images en deux temps: une première série de programmes crée des catalogues d'objets à partir des images astronomiques, et une seconde série compare entre eux les catalogues concernant des images du même champ. Cette comparaison de catalogues d'objets permet la détection des objets astrométriquement et photométriquement variables, et leur caractérisation dans les 24 heures qui suivent les observations.

Dans ce chapitre, je décrirai de manière détaillée notre recherche d'afterglows optiques. Je commencerai par présenter le télescope Canada-France-Hawaii ainsi que la stratégie d'observation que nous utilisons, le Very Wide Survey. Je continuerai en détaillant le système d'analyse en temps réel, la création des catalogues et leur comparaison, en évitant de trop surcharger le texte de détails techniques, ceux-ci étant explicités de manière exhaustive dans la publication présente à la fin du chapitre 4.

3.1 Le Télescope Canada-France-Hawaii

Le télescope Canada-France-Hawaii (abrégié par la suite en TCFH), est basé sur le Mauna Kea. Cette montagne, située sur la plus grande île de l'archipel de Hawaii, accueille également de nombreux autres instruments, tels que les télescopes américains Keck ou bien encore le télescope japonais Subaru. Son altitude supérieure à 4000 mètres, qui la place au-dessus de la plus grande partie des perturbations atmosphériques, et son absence complète de pollution lumineuse en a fait un des lieux les plus prisés pour l'emplacement de grands télescopes au sol, au même titre que les sites d'observation de La Silla ou du Paranal, au Chili.

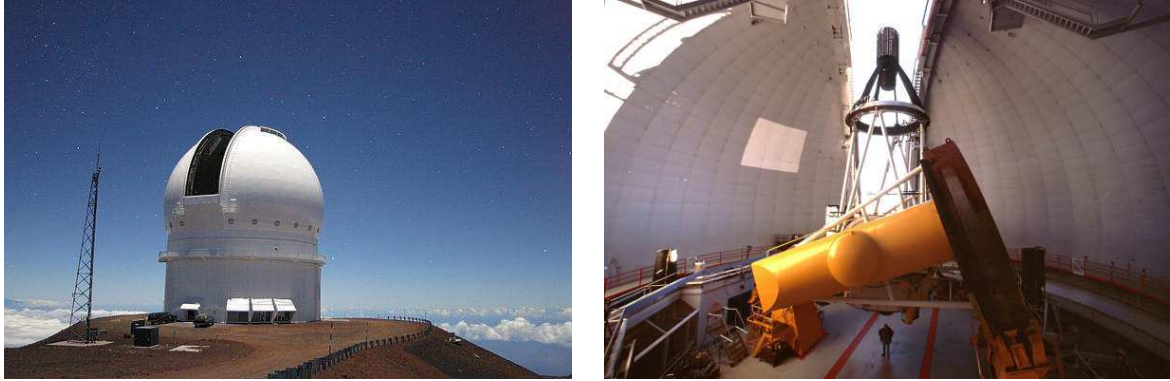


FIG. 3.1 – *A gauche, le TCFH par une nuit de pleine Lune. A droite, l'intérieur du TCFH, avec l'imager MegaPrime.*

Bâti à la fin des années 70, ce télescope de 3,6 mètres est équipé depuis Mars 2003 de l'une des caméras CCD les plus performantes actuellement, MegaCAM. MegaCAM est composée de 36 CCDs qui couvrent environ 1 deg^2 . Chaque CCD est une mosaïque de 2048×4612 pixels, pour un total de 340 millions de pixels. Le ciel peut être observé à travers 5 filtres différents (u^* , g' , r' , i' et z'), et ce avec une résolution de $0,185''$ par pixel. La magnitude $r' = 22,5$ est atteinte en un temps d'exposition d'une centaine de secondes environ.

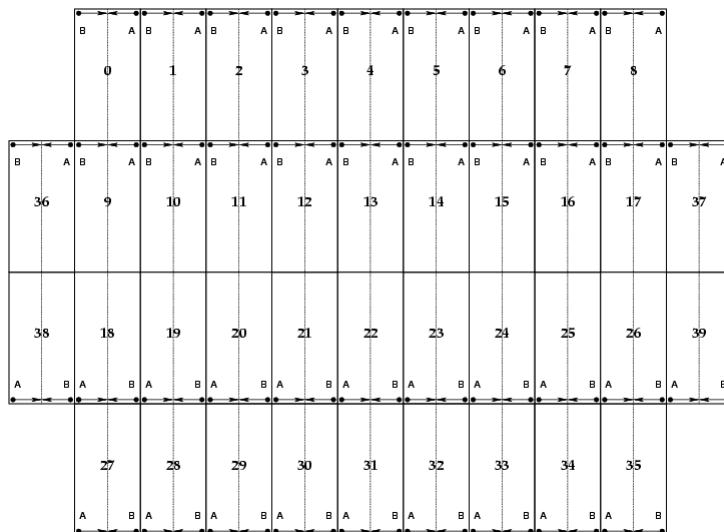


FIG. 3.2 – *Diagramme de la mosaïque CCD de MegaCAM. Les 4 CCDs du bord, appelés "oreillettes", ne voient pas le ciel.*

L'alliance de l'emplacement idéal et d'un instrument au summum de la technologie procure des images d'une qualité exceptionnelle (voir figure 3.3), avec un seeing moyen de $0,8''$.



FIG. 3.3 – *La nébuleuse de la Rosette observée par MegaCAM au TCFH.*

3.1.1 Le Legacy Survey

Le Legacy Survey est le programme d'observation principal au TCFH depuis Juin 2003. Prévu pour une durée initiale de 5 ans, il est composé de trois sous-survey:

- Le Wide Synoptic Survey a pour objectif de couvrir 170 deg^2 jusqu'à la magnitude $i' = 25,5$, et ce avec les cinq filtres disponibles. Son but est l'étude des structures de l'univers à grande échelle et de la distribution de matière. L'ensemble des champs observés est séparé en trois régions principales, ce qui permet une visibilité permanente d'au moins l'une d'elle quelle

que soit la saison. La stratégie d’observation n’est pas figée; chaque partie est imagée plusieurs fois par période d’observation, en fonction de la pression observationnelle sur le télescope.

- Le Deep Synoptic Survey travaille uniquement sur 4 champs MegaCAM, mais à une profondeur de $i' = 28,4$. Cette stratégie, planifiée pour la détection de 2000 supernovæ et pour l’étude de la distribution des galaxies, permettra une détermination très précise des paramètres cosmologiques. La disposition des quatre champs permet des observations toute l’année. Ceux-ci sont imagés régulièrement afin de pouvoir suivre les supernovæ détectées.
- Le Very Wide Survey couvre $1\,200\text{ deg}^2$ jusqu’à la magnitude $i' = 23,5$, et dans les filtres g' , r' et i' . Ce survey a été initialement conçu pour la détection et le suivi des objets de la ceinture de Kuiper, afin de déterminer leurs paramètres d’orbite. Chaque champ est observé plusieurs fois, avec la stratégie décrite dans la figure 3.4. Ce sont les images de ce programme d’observation que nous utilisons dans notre recherche d’afterglows.

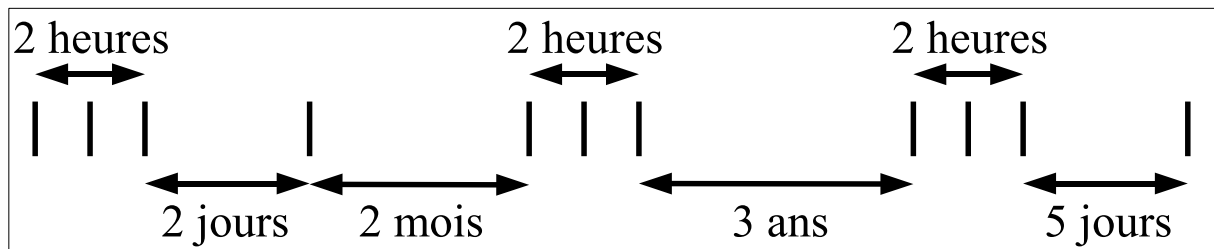


FIG. 3.4 – Stratégie d’observation du Very Wide Survey pour un champ. Chaque trait vertical représente une observation. Le temps d’exposition dépend du filtre utilisé, mais est typiquement de l’ordre de la centaine de secondes. Une quinzaine de champs est observée chaque mois.

3.1.2 Le Very Wide Survey

Comme nous l’avons vu dans la section précédente, le Very Wide Survey prévoit de couvrir $1\,200\text{ deg}^2$ jusqu’à des magnitudes de l’ordre de 22,5 en r' par pose. Les champs sont majoritairement choisis pour être dans l’écliptique, afin de maximiser la détection des TNO (voir figure 3.5). On s’attend donc à avoir un nombre conséquent d’astéroïdes dans les images.

La stratégie d’observation implique un retour sur chaque champ à des intervalles réguliers, mais très différents, de l’ordre de l’heure, de la journée, du mois et de l’année (voir figure 3.4). Cette récurrence est idéale pour la recherche d’afterglows optiques. La série de trois images de la même nuit séparées d’une heure, que l’on nommera par la suite ”triplet”, nous permet de faire une reconnaissance et une classification des objets astrophysiques, d’ôter les objets non astrophysiques, tels que les rayons cosmiques, et de détecter les astéroïdes, afin de ne pas les confondre avec de nouveaux objets. C’est dans l’image prise la nuit suivante, qui sera nommée ”doublet”, que sera effectuée la véritable recherche d’afterglows, par variation de luminosité ou bien disparition d’un objet. Avec les autres observations du même champ imagé un mois ou une année plus tôt ou plus tard, nous sommes en mesure de clarifier la nature des objets sélectionnés comme candidats afterglows.

Néanmoins, la stratégie d’observation prévue initialement n’est pas fixe, et peut varier au rythme des conditions climatiques défavorables, des pressions observationnelles, et des besoins pour la détection et l’analyse des TNO, qui est la priorité de ce survey. Deux demi-nuits par période d’observation sont généralement consacrées au Very Wide Survey, durant lesquelles une quinzaine de champs est observée de une à quatre fois. Les intervalles de temps séparant chaque

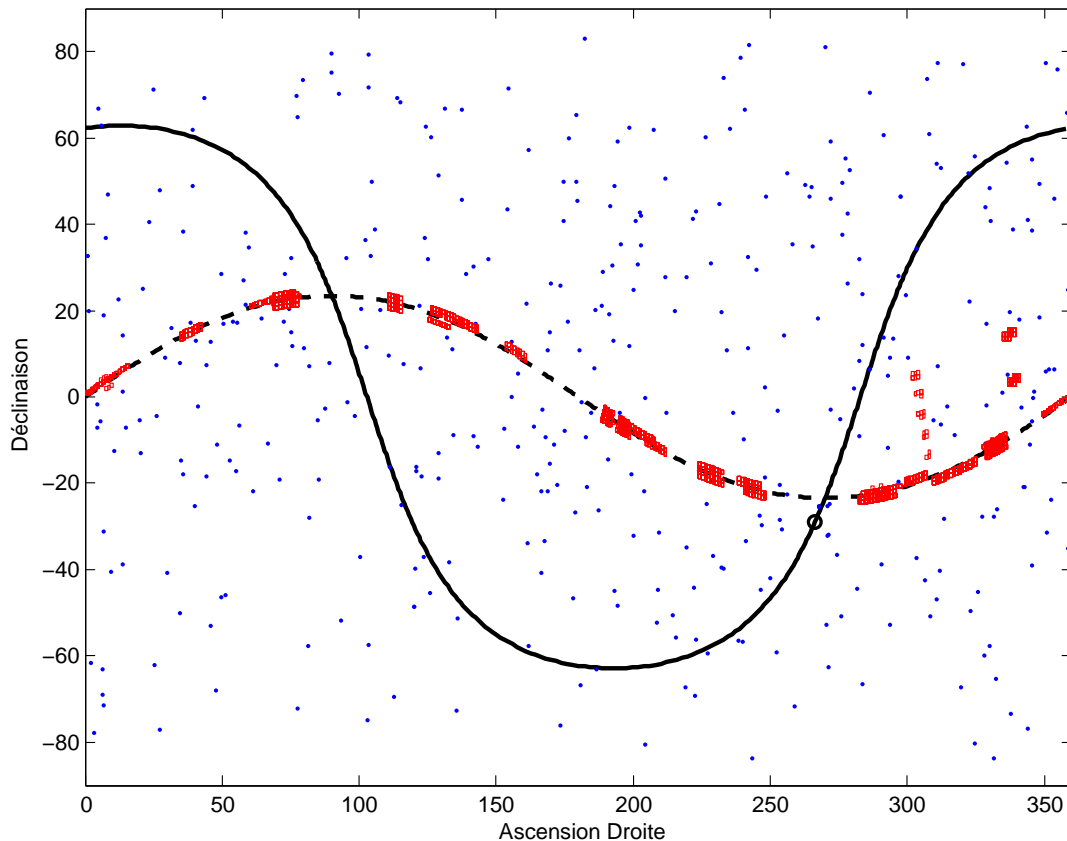


FIG. 3.5 – En rectangles rouges les positions dans le ciel des champs observés pour le Very Wide Survey. La majorité de ces champs se situe dans l'écliptique, afin de permettre la détection de TNO. Les points bleus représente la position de tous les sursauts détectés depuis GRB960720. J'ai également représenté le plan de l'écliptique en pointillés, et le plan galactique en trait plein, le centre galactique étant symbolisé par le cercle noir.

observation de la première du même champ, et deux observations consécutives d'un même champ sont présentés dans la figure 3.6. On remarquera que même si la stratégie initiale est globalement suivie, son application n'est pas systématique, d'où la nécessité d'une souplesse temporelle dans le système d'analyse.

3.1.3 Observations et images

Au TCFH, le cours de l'année est divisé en "runs", qui sont les périodes d'observations entre deux pleines lunes. Les runs sont dénommés de la manière suivante: deux chiffres pour l'année, deux lettres représentant le semestre (AQ du 1^{er} Février au 31 Juillet, et BQ du 1^{er} Août au 31 Janvier), et enfin deux chiffres pour le numéro du run dans le semestre. Par exemple, le run 05AQ06, qui est le sixième run du premier semestre 2005, s'est étendu du 28 Juin au 14 Juillet 2005. Au cours d'un run, les observations sont planifiées en fonction de la priorité des programmes d'observation, des conditions climatiques, de la visibilité de la zone à observer, etc.... Les trois stratégies du Legacy Survey sont généralement privilégiées par rapport aux autres programmes d'observation. Certains runs, comme 05AQ02, ont entièrement été perdus par cause de mauvais temps. Si les runs d'avant le semestre 05BQ étaient complètement dédiés à MegaCAM, il faut maintenant compter avec un autre imageur, infrarouge celui-ci, installé au TCFH, WirCAM.

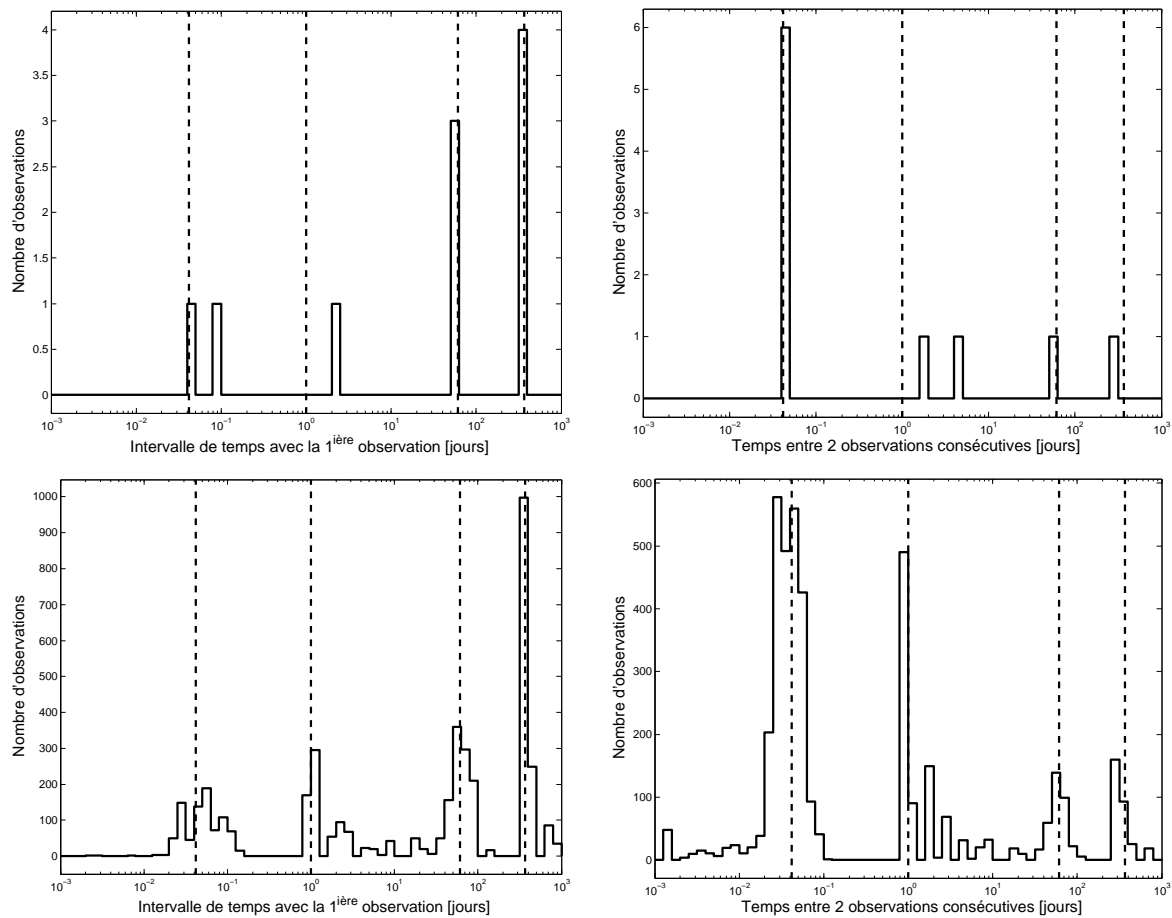


FIG. 3.6 – Ces quatre histogrammes représentent pour chaque champ les intervalles de temps entre la première observation et les suivantes (gauche), et les intervalles de temps entre deux observations consécutives (droite), pour la stratégie initialement prévue pour un seul champ (en ramenant l’écart de trois ans à une année) en haut, et pour la stratégie réelle en bas. Les lignes verticales valent pour 1 heure, 1 jour, 2 mois et 1 an. Les graphiques de gauche nous montrent que les écarts de temps de 1 jour et de 1 an ont été privilégiés par rapport à ceux initialement prévus de 2 jours et 3 ans. Sur ceux de droite, on peut voir que les observations à 1 ou 2 jours ont été privilégiées.

Les images de MegaCAM suivent le traitement décrit dans la figure 3.7. Aussitôt acquises, elles sont transférées du sommet au quartier général du TCFH à Waimea, où celles du Deep Synoptic Survey et du Very Wide Survey sont traitées par Elixir afin d’être rapidement utilisables par les systèmes d’analyse en temps réel. Elixir [38] est une chaîne de traitement qui permet de rendre exploitables les images brutes de MegaCAM. Elle procède, entre autre, à une calibration astrométrique et photométrique grossière, à l’élimination des franges sur les images, à l’homogénéisation du fond de ciel. Moins d’une demi-heure après leur acquisition, les images sont déposées dans un répertoire et deviennent ainsi disponibles pour les RTAS.

C’est grâce à la mise au point du traitement Elixir qu’a pu être possible la création des systèmes d’analyse en temps réel. Suite à un appel d’offre de la part du TCFH (voir à la fin de ce chapitre), nous avons proposé un RTAS permettant la recherche d’afterglows optiques dans les images du Very Wide Survey (voir également à la fin de ce chapitre). Cette proposition, basée sur des estimations du nombre d’afterglows attendus dans le Very Wide Survey que j’avais procurées

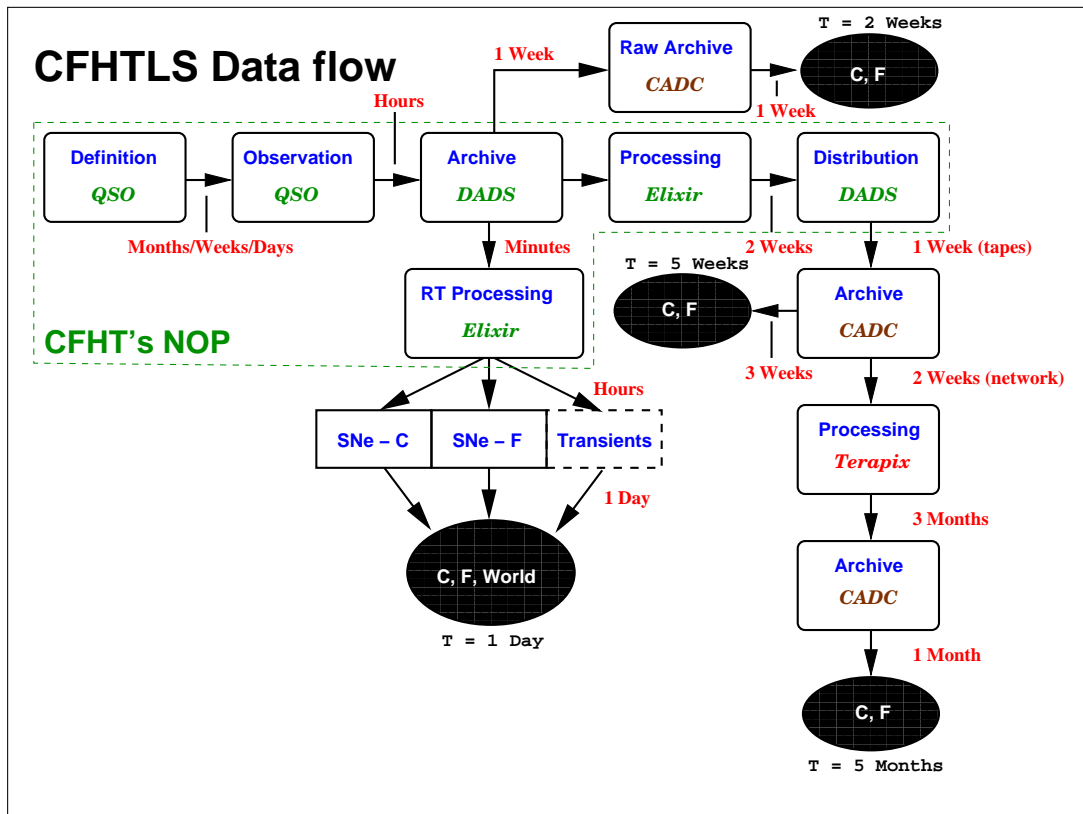


FIG. 3.7 – Diagramme représentant le flux de données des images prises par MegaCAM, de leur acquisition à leur mise à disposition.

à la collaboration et qui furent le sujet principal de mon stage de master, a été acceptée par le TCFH et financée par l'Observatoire Midi-Pyrénées, nous permettant l'achat d'un ordinateur puissant installé sur le site du TCFH afin d'accueillir le RTAS.

3.2 Le système d'analyse en temps réel

Afin de traiter les images du Very Wide Survey et d'en extraire les objets variables, j'ai conçu et réalisé un système d'analyse en temps réel nommé "Optically Selected GRB Afterglows". Ce système entièrement automatisé produit des catalogues d'objets à partir des images, et compare les catalogues d'un même champ observé durant la même nuit ou quelques jours plus tard. Les objets variables détectés lors de cette comparaison sont rassemblés sur une page Internet à partir de laquelle un membre de la collaboration peut définir leur nature et aussi envoyer une alerte à la communauté des observateurs de sursauts dans le cas où un candidat afterglow est observé.

Le choix de travailler avec des catalogues d'objets plutôt que directement sur les images s'est fait à partir de deux considérations. Les afterglows étant des objets qui décroissent rapidement avec le temps, il est nécessaire de pouvoir analyser les objets variables le plus rapidement possible. Contrairement à la détection d'objets variables par soustraction d'images, celle par comparaison de catalogues, même si elle reste moins précise, est tout aussi efficace, et surtout bien plus

rapide. La création des catalogues d'objets d'une image de 36 CCDs prend environ 20 minutes, et une comparaison triple ou double dure moins de cinq minutes. Ainsi, nous sommes en mesure d'envoyer des alertes moins de 24 heures après l'acquisition des images. Le second avantage du travail par catalogues d'objets est l'espace disque nécessaire. La taille d'une image MegaCAM décompressée est d'environ 700 Mo, alors que les données réduites de cette image (incluant les catalogues, les images JPEG et les en-têtes de chaque CCD) ont une taille de quelques dizaines de Mo tout au plus. Cette réduction non seulement améliore la vitesse du traitement, mais en plus permet d'avoir à notre disponibilité l'intégralité des données du Very Wide Survey sur une machine avec un espace disque modéré, de l'ordre de 300 Go.

Comme nous l'avons vu dans la section précédente, la stratégie d'observation réelle du Very Wide Survey n'est pas fixe. De plus, il nous est impossible de savoir à quel moment du run les images seront prises. Cette imprévisibilité justifie l'entière automatisation du RTAS. Le programme principal vérifie toutes les quinze minutes l'arrivée de nouvelles images à traiter, et leur traitement est fait sans aucune intervention humaine jusqu'à la vérification des objets variables sur Internet.

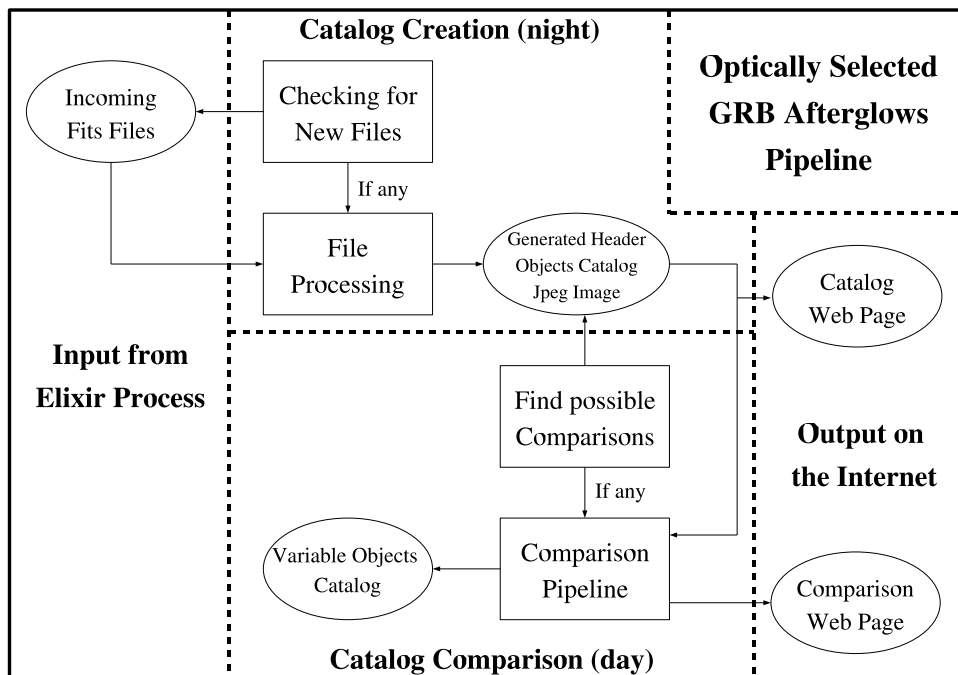


FIG. 3.8 – Diagramme de fonctionnement du RTAS. Les ovales représentent des données, les rectangles des programmes, et les flèches les interactions.

Comme le montre la figure 3.8, le RTAS se compose de deux parties principales. Le premier processus, nocturne à Hawaii, récupère les images, crée les catalogues d'objets à partir de celles-ci et prépare ces catalogues pour les comparaisons. Le second, diurne, compare les catalogues de même champ afin d'en extraire les objets variables et génère les pages Internet les regroupant. Le choix d'afficher les résultats sur une page web offre la possibilité de valider les comparaisons à tout moment, de manière conviviale, et depuis n'importe quel ordinateur équipé d'une connexion Internet.

Pour l'ensemble des traitements du RTAS, nous avons choisi de travailler avec chaque CCD séparément, et non pas avec l'image entière. La première raison à cela est que les images arrivent CCD par CCD, et il est donc plus facile et plus économique de les garder telles quelles. La

seconde raison est que la calibration astrométrique avec le catalogue USNOA-2.0, qui est le point sensible du traitement au niveau du temps processeur, s'en trouve grandement accélérée. Elle reste néanmoins tout aussi précise, puisque chaque CCD contient de 500 à 2000 objets, en fonction du filtre utilisé, du temps de pose et de la position céleste. Une dernière raison est que lorsqu'une erreur arrive, on perd seulement un CCD et pas l'image toute entière. Le travail par CCD n'apporte pas d'inconvénients majeurs au traitement, car les différentes images de chaque champ pointent la plupart du temps exactement sur les mêmes coordonnées, et donc les CCDs se correspondent dans chaque image.

Le traitement temps réel a débuté en Novembre 2004. Depuis, le RTAS a subi de nombreux ajouts et améliorations, la plupart afin d'obtenir une meilleure détection et de faciliter la classification des objets variables. Parmi les améliorations, on peut noter une calibration astrométrique par rapport au catalogue USNOA-2.0 afin d'atteindre une précision absolue sur la position des objets de moins de 1'', le passage du linéaire à la méthode des triangles pour cette calibration, tout aussi rapide mais beaucoup plus efficace, la détection et le rejet automatique des astéroïdes, qui étaient notre principale source de bruit au début du traitement, les corrections des problèmes de magnitude lorsque les images à comparer n'ont pas été acquises dans les mêmes conditions (ce dernier point est encore en cours d'amélioration). Afin de faciliter la classification des objets variables, j'ai ajouté pour chacun d'eux sur la page Internet une découpe automatique du champ du DSS autour de la position de l'objet, très utile pour confirmer ou infirmer la présence de l'objet dans le passé. J'ai aussi construit un système de catalogue de référence permettant de reporter simplement la classification de l'objet dans les autres comparaisons où il est présent. Avec Fabien Vitoz, étudiant de l'ENSEIGHT qui a effectué un stage sous notre direction, nous avons également mis en place un outil de recherche sous la forme d'un formulaire HTML qui, à partir d'une position, extrait de tous les catalogues déjà traités les objets autour de celle-ci et découpe dans les fichiers JPEG la zone centrée sur chaque objet, qui sont enfin affichés sur une page Internet (pour un exemple, voir le chapitre 4). En plus des comparaisons qui suivent les objets sur quelques jours, on est alors capable de visualiser ceux-ci sur l'intégralité de la durée du Very Wide Survey.

3.2.1 La création des catalogues

La première partie du RTAS a un double but: elle permet de réduire la taille de l'information utile des images en convertissant les images FITS en catalogues d'objets, images JPEG et fichier ASCII, et elle prépare les catalogues pour les comparaisons ultérieures en calibrant astrométriquement et photométriquement les objets, et en les classifiant suivant leurs propriétés astrophysiques.

Dans un premier temps, le programme détecte la présence d'une nouvelle image copiée dans le répertoire de sortie d'Elixir, et attend que celle-ci soit complète. Si cette image ne fait pas partie du Very Wide Survey ou bien a déjà été traitée, elle est rejetée; dans le cas contraire, une copie de sécurité est effectuée au cas où une erreur interviendrait durant le traitement. Le fichier FITS de chaque CCD est ensuite converti en image GIF puis JPEG, et son en-tête est conservée dans un fichier ASCII. Certaines entrées de ce fichier sont utilisées pour calibrer le logiciel permettant de créer les catalogues d'objets à partir de ces images, SExtractor. Les catalogues ainsi créés contiennent une ligne par objet, avec les paramètres suivants:

- Un numéro unique
- Ses coordonnées en pixels, x et y
- Ses coordonnées dans le système J2000, ascension droite (RA) et déclinaison (DEC)

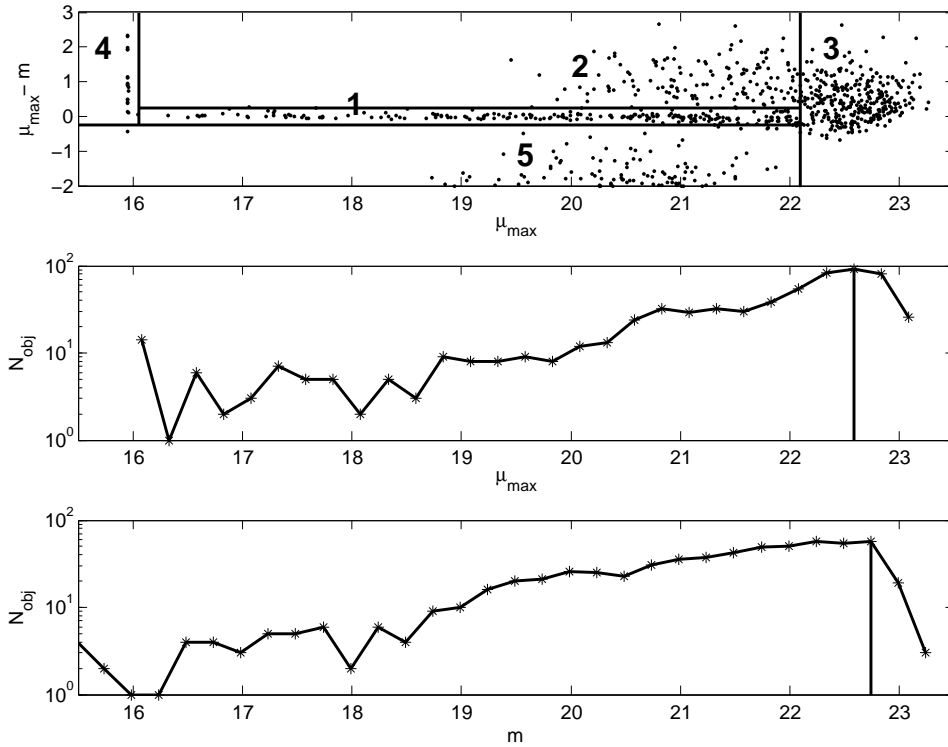


FIG. 3.9 – Le premier graphique montre la classification astrophysique des objets de chaque CCD dans un plan μ_{max} – magnitude en fonction du μ_{max} . Les étoiles sont dans la zone 1, les galaxies dans la 2, les objets faibles dans la 3, les objets saturés dans la 4 et les rayons cosmiques dans la 5. Les deux graphiques suivants montrent le calcul des complétudes des objets en μ_{max} et en magnitude.

- Son μ_{max} ¹ et sa magnitude
- Sa largeur à mi-hauteur, ou FWHM²
- Une valeur correspondant à la validation de son extraction de l’image. Si cette valeur est supérieure à 0, les paramètres précédents ne sont pas fiables

Dans un second temps, on effectue un découpage dans le catalogue USNOA-2.0 d’un fichier ASCII correspondant à la zone couverte par le CCD, avec lequel les positions des objets du catalogue sont calibré astrométriquement par la méthode des triangles [57]. La précision obtenue est meilleure que $1''$ pour 98,15% des CCDs (voir section 4.1.1). En comparant le μ_{max} et la magnitude de chaque objet, nous sommes capable d’en déduire la "ligne des étoiles"³ (voir figure 3.9). A partir de celle-ci, tous les objets du CCD sont classés dans l’une des cinq catégories suivantes: étoiles, galaxies, objets faibles, objets saturés, et rayons cosmiques. Cette classification, bien qu’arbitraire, s’avère indispensable dans les comparaisons pour suivre l’évolution des objets et rejeter les objets non astrophysiques. Finalement, les complétudes en μ_{max} et en magnitude sont calculées afin de servir ultérieurement de coupures dans les comparaisons.

Le temps de traitement d’une image varie de quelques minutes à quelques dizaines de minutes, et dépend surtout du nombre d’objets présents dans l’image. Seulement 0,53% des CCD

1. Le μ_{max} correspond à la magnitude du pixel le plus brillant de l’objet.
 2. Full-Width at Half-Maximum.
 3. Les étoiles sont des objets ponctuels, donc leur μ_{max} doit être égal à leur magnitude lorsque ces paramètres sont bien calibrés.

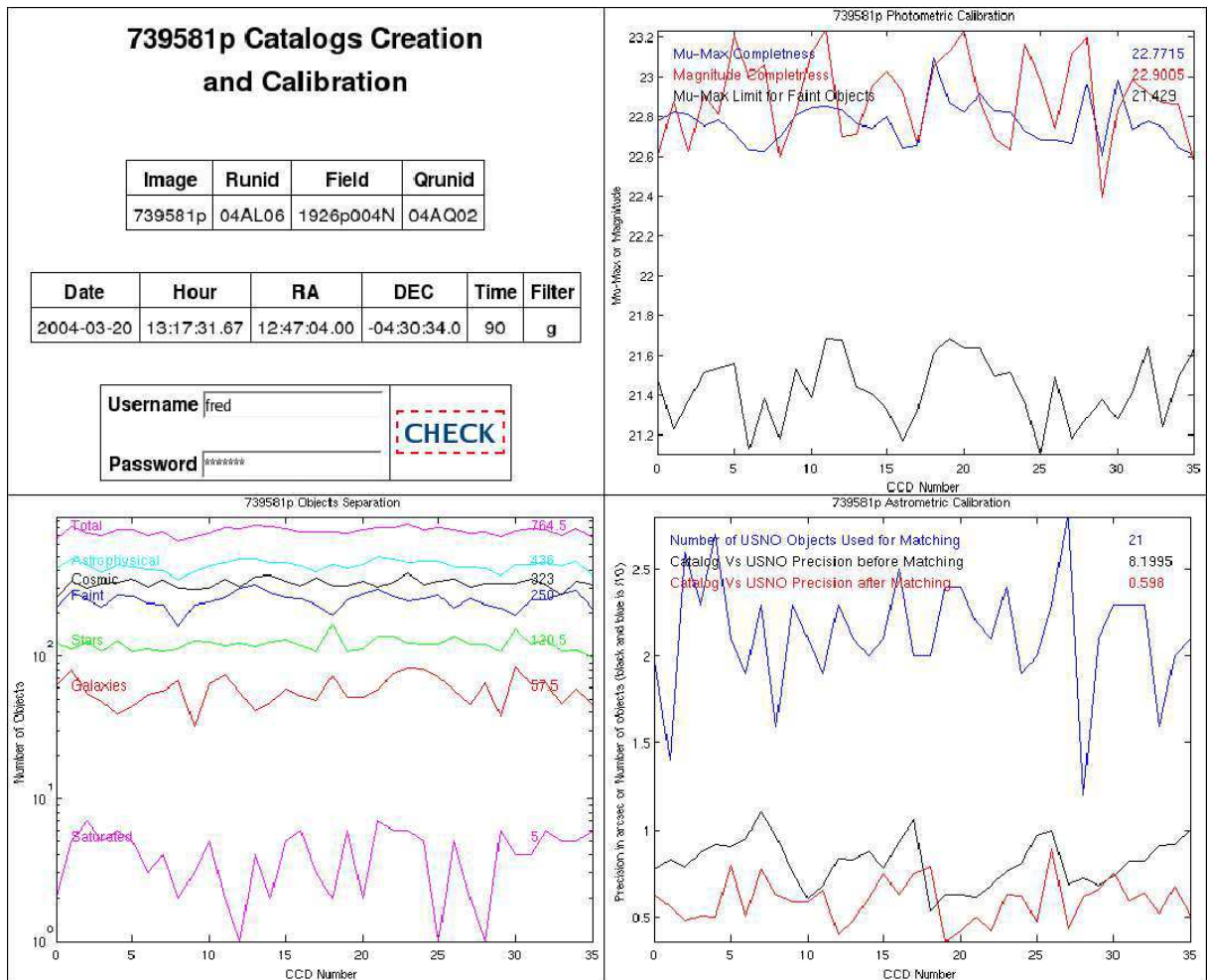


FIG. 3.10 – La capture d'écran d'une page Internet de création de catalogues présente des informations sur la photométrie (en haut à droite), l'astrométrie (en bas à droite) et la classification des objets (en bas à gauche), qui permettent à l'utilisateur d'apprécier la qualité de l'image et le bon déroulement du traitement. Le cadre en haut à gauche est utilisé afin de valider la création des catalogues.

produisent des erreurs, et la majorité d'entre elles provient de la calibration astrométrique. Ces CCDs ne sont pas utilisés lors des comparaisons. En cas d'erreur, un courrier électronique contenant le code qui l'a produite m'est envoyé automatiquement, afin que je puisse éventuellement la corriger. Toutes les données correctement traitées sont sauvegardées sur notre machine, afin de rendre la suite du traitement indépendante du TCFH, et sont disponibles de manière permanente, permettant à tout moment la recherche d'informations dans l'intégralité des images du Very Wide Survey déjà traitées.

La dernière étape du traitement consiste à rassembler des informations sur les catalogues et les objets qu'ils contiennent dans une page Internet, utilisée afin de vérifier le bon déroulement de la création des catalogues. Ces pages, dont une capture est présentée dans la figure 3.10, contiennent des informations sur la photométrie, l'astrométrie et la classification des objets. Un script interactif permet aux membres de la collaboration de valider ou non le processus, ce qui entraîne dans le cas positif la validation de cette image pour son utilisation dans la seconde partie du RTAS, la comparaison de catalogues.

3.2.2 La comparaison des catalogues

La seconde partie du traitement consiste à comparer les catalogues d'objets afin d'en extraire les objets variables. Pour qu'une comparaison soit possible, les images doivent pointer la même zone du ciel et avoir été prises avec le même filtre. De plus, leur temps d'exposition doit être du même ordre de grandeur. Nous avons choisi de comparer uniquement les images d'un même run, car la plupart des afterglows passent au-delà de notre magnitude limite d'un run à l'autre.

Dans un premier temps, les images d'un même champ sont comparées nuit par nuit, par doublet ou triplet suivant la stratégie d'observation utilisée. Cette première série nous permet d'une part d'extraire les objets fortement variables, et d'autre part de créer un catalogue de classification des objets dans les comparaisons, qui nous servira de référence pour les comparaisons avec les images prises les nuits suivantes. Dans un second temps, les meilleures images de chaque nuit sont sélectionnées et comparées entre-elles par doublet uniquement. C'est dans ces comparaisons "inter nuit" qu'on a le plus de chance de détecter un afterglow optique (voir figure 5.3).

Comparaisons triples

Les comparaisons triples servent principalement à détecter les objets fortement variables, ainsi que les astéroïdes et les TNO, et à créer un catalogue de comparaison qui sera utilisé dans les comparaisons "inter nuit". Les trois images d'une comparaison triple sont toujours acquises durant la même nuit.

Des trois catalogues d'objets d'une comparaison triple, le meilleur⁴ est sélectionné et utilisé comme référence pour les deux autres, qui sont alors calibrés astrométriquement et photométriquement par rapport à lui. Pour chaque objet de chaque catalogue, nous cherchons le correspondant dans les deux autres, c'est à dire l'objet le plus proche de ses coordonnées. Les différences entre les positions du triplet d'objet ainsi trouvé, qui correspondent aux distances entre les 3 objets de chaque catalogue (1-2, 1-3, 2-3), sont comparées à une tolérance en position calculée pour chaque CCD, et dont la valeur est habituellement de 1 pixel, ou 0,18". Suivant les valeurs minimales et maximales des distances, les objets sont ensuite séparés en trois catégories:

- Si la distance minimale est inférieure à la tolérance en position et la distance maximale est inférieure à deux fois la tolérance de position, l'objet est classé comme commun.
- Si la distance minimale est inférieure à la tolérance en position et la distance maximale est supérieure à deux fois la tolérance de position, l'objet est classé comme suspect.
- Sinon, l'objet est classé comme seul (la distance minimale est supérieure à la tolérance en position).

On peut dire pour simplifier que les objets communs sont présents dans les trois catalogues, les objets suspects le sont dans seulement deux, et les objets seuls dans un seul catalogue sur les trois. Une représentation graphique de cette classification est présentée dans la figure 3.11.

A partir des étoiles communes, les catalogues 1 et 2 sont calibrés en μ_{max} , magnitude et FWHM par rapport au catalogue 3. Une recherche d'objets variables parmi les étoiles, galaxies et objets faibles communs est ensuite effectuée. Les objets sont séparés en 9 intervalles de magnitude contenant chacun un même nombre d'objet. Pour chacun des ces intervalles, on calcule d'une part les trois valeurs médianes de la différence de magnitude entre chaque catalogue, et d'autre part la valeur médiane de la somme des valeurs absolues de toutes les différences de magnitude

4. On considère comme meilleur catalogue celui qui a le plus grand nombre moyen d'objets astrophysiques par CCD.

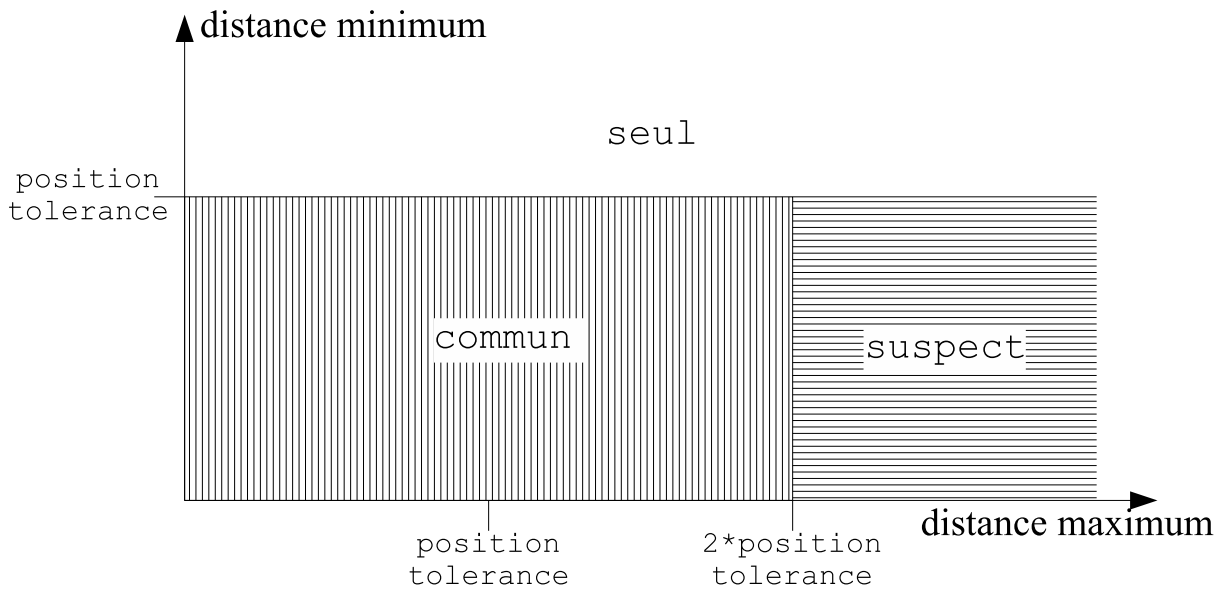


FIG. 3.11 – Représentation graphique de la classification spatiale des objets en fonction de leurs distances dans les comparaisons triples.

combinées. Ces valeurs sont ensuite comparées avec les différences de magnitude de chaque objet individuellement. Un objet est classifié comme variable si toutes ses valeurs de différence de magnitude sont supérieures aux valeurs médianes de chaque catalogue, **et** si sa différence totale est trois fois supérieure à la valeur médiane totale. Nous nous assurons ainsi que l'objet est variable et globalement, et localement entre chaque catalogue. Un exemple graphique de cette recherche d'objets variables pour un CCD est montré dans la figure 3.12. Des coupures sont ensuite appliquées sur ces objets afin d'éliminer la majorité des défauts CCD, les objets dont la valeur d'extraction est supérieure à zéro (voir section 3.2.1), et les objets très faibles en μ_{max} .

Les objets seuls sont utilisés dans la détection d'astéroïdes. Ces derniers sont détectés simplement en associant trois objets seuls, un pour chaque catalogue, avec un déplacement linéaire identique entre les trois images. Pour finir, un catalogue de référence pour cette comparaison est créé, indiquant la classification de chaque objet (seul, suspect, commun, variable, astéroïde). Ce catalogue sera utilisé lors de la comparaison double avec l'image du même champ prise quelques jours plus tard, afin de rechercher les objets ayant disparu, ou bien étant apparus, dans le cas où l'image seule du doublet serait prise avant celles du triplet.

Comparaisons doubles

Le traitement des comparaisons doubles est sensiblement similaire à celui des comparaisons triples. Les comparaisons doubles peuvent impliquer des images de la même nuit, si deux images seulement du même champ ont été acquises, ou bien, ce qui est plus souvent le cas, deux images de deux nuits différentes, dont l'une d'elle est la meilleure du triplet d'une nuit.

Comme dans les comparaisons triples, les catalogues sont calibrés astrométriquement, et une tolérance en position est calculée à partir de la distance moyenne des paires d'objets les plus proches entre les deux catalogues. Les objets dont la distance est inférieure à cette tolérance sont classés comme objets communs, et ceux pour lesquels elle est supérieure sont classés comme

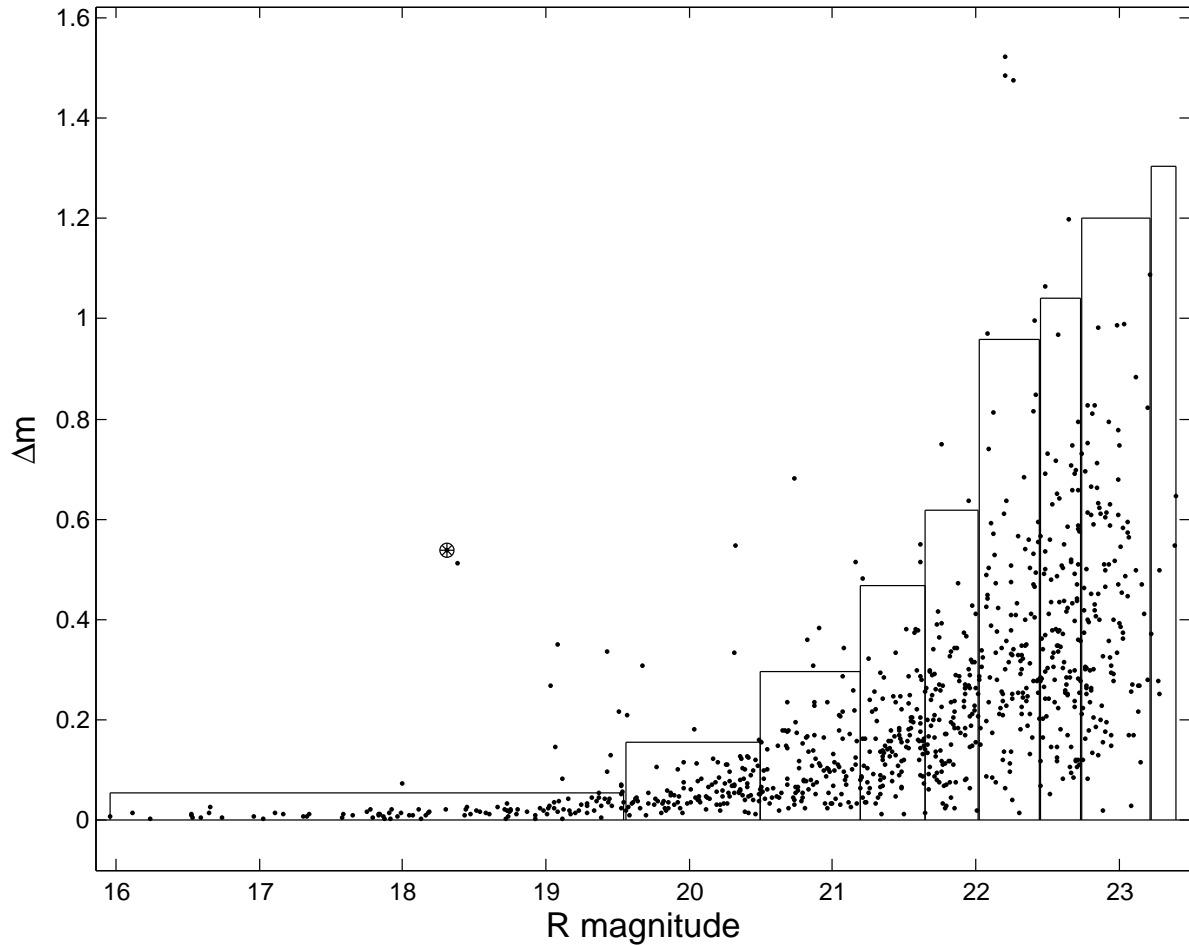


FIG. 3.12 – Cette figure schématise la sélection des objets variables parmi les objets communs d'un CCD d'une comparaison triple. Chaque point représente un objet commun dans un plan différence de magnitude en fonction de la magnitude. La valeur en ordonnées $\Sigma|\Delta m|$ est la somme des valeurs absolues des différences de magnitude entre chacun des trois catalogues. Les traits symbolisent nos tolérances en magnitude pour chaque intervalle de magnitude. Le seul objet commun sélectionné comme variable après l'ensemble des coupures est représenté par le cercle; il s'agit d'une étoile variable.

objets seuls. Le premier catalogue est ensuite recalé en μ_{max} , magnitude et FWHM, en utilisant les étoiles communes. Les objets dont la différence de magnitude est supérieure à 0,2 et supérieure à quatre fois la différence de magnitude médiane de tous les objets de l'intervalle correspondant, sont extraits et classifiés comme variables.

Contrairement aux trois images des comparaisons triples, celles des comparaisons doubles sont beaucoup plus susceptibles d'être acquises dans des conditions d'observation différentes, n'étant pas prises durant la même nuit. Ceci affecte grandement la qualité des images, et ainsi donc les valeurs des paramètres d'extraction des objets, notamment la magnitude et la FWHM. Pour les objets étendus, SExtractor calibre la forme de l'objet sur une surface plus grande lorsque l'image est de moins bonne qualité. La magnitude de l'objet étant calculée pour cette surface, elle est d'autant plus élevée que la surface est étendue, et donc que la FWHM est grande. Cela entraîne un biais non seulement dans la calibration photométrique des catalogues, puisque plus l'objet est étendu, plus l'erreur sur sa magnitude est grande, mais aussi dans la détection

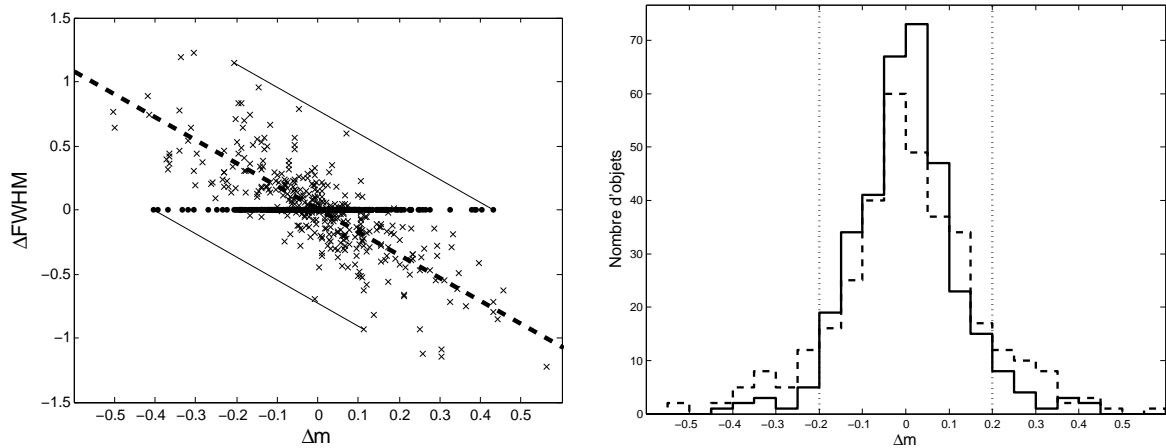


FIG. 3.13 – Sur la gauche un graphique avec en abscisse la différence de magnitude et en ordonnée la différence de FWHM pour les galaxies et les objets faibles communs d'un CCD d'une comparaison double, chaque croix représentant un objet avant correction. Les objets sont ramenés à une différence de FWHM nulle (rond) suivant une regression linéaire symbolisée par la ligne en tirets. A droite, les histogramme des différences de magnitude avant correction (tirets), et après correction (trait plein). Sont également présentées en pointillés les valeurs minimales à $-0,2$ et $0,2$ pour qu'un objet soit classé comme variable. L'histogramme en trait plein s'étale moins au delà de ces valeurs, ce qui justifie notre correction.

des objets variables. Il est donc nécessaire de corriger la magnitude des objets. La figure 3.13 montre pour un CCD la différence de FWHM des objets communs en fonction de leur différence de magnitude. La corrélation entre ces deux valeurs permet de corriger les magnitudes des objets en effectuant une régression linéaire et en supposant que les objets ne doivent pas avoir varié de FWHM entre les deux images. Même si cette correction n'est pas parfaite, elle permet d'éliminer la majorité des fausses détections d'objets variables dues à la différence de qualité des images dans les comparaisons doubles, bien que celles-ci restent néanmoins les plus nombreuses, comme on le verra dans la section 4.1.5.

Finalement, nous sommes aussi en mesure de détecter les objets qui n'apparaissent pas dans l'image seule du doublet, mais qui étaient classifiés comme communs ou variables dans la comparaison triple correspondante. Grâce au catalogue de référence créé lors de la comparaison triple, nous vérifions que tout objet commun dans la comparaison triple est bien présent dans l'image seule du doublet, moyennant des coupures en μ_{max} et en magnitude et le retrait des zones de défauts CCD. Les objets dont ce n'est pas le cas sont sélectionnés en tant qu'objets nouveaux (si la pose unique est avant le triplet) ou disparus (si la pose unique est après le triplet).

Tous les résultats des comparaisons triples et doubles sont ensuite stockés dans une base de données nous permettant de garder mémoire ce qui a été fait et de rendre les informations disponibles à n'importe quelle moment, ce qui s'avère très utile pour clarifier la nature d'un objet variable, comme on le verra dans le chapitre suivant.

3.2.3 Visualisation des comparaisons

Afin de pouvoir visualiser les résultats des comparaisons, tous les objets variables sont regroupés dans des pages web publiées sur Internet. Dans une première page sont présents les

objets photométriquement variables ainsi que les objets seuls intéressants. Les objets mouvants sont quant à eux envoyés sur une page spéciale dite "page astéroïde". Ces pages comprennent dans un premier temps quelques graphiques nous permettant d’évaluer rapidement la fiabilité de la comparaison pour chaque CCD, à partir de la valeur de la tolérance en position utilisée pour différencier les objets communs, des complétudes en μ_{max} et en magnitude, et du nombre d’objets communs, seuls, et éventuellement suspects dans le cas d’une comparaison triple. Ensuite, chaque objet est représenté par une ligne contenant plusieurs informations: 1) des découpes de l’objet sur les images astronomiques, centrées autour de celui-ci et d’une taille de 250×250 pixels, soit un peu plus de $46''$; 2) deux figures présentant pour la première les positions et le déplacement de l’objet sur un graphique $\mu_{max} - mag$ en fonctions du μ_{max} , et pour la seconde la variabilité de l’objet dans un graphique $\Sigma|\Delta mag|$ en fonction de la magnitude, avec éventuellement les corrections apportées dues aux problèmes de seeing global; 3) une identification unique de l’objet dans la comparaison, ainsi que des informations sur sa validation et sur ses valeurs corrigées de différences de magnitude entre les images; 4) les valeurs des paramètres de l’objet donnés par SExtractor; 5) un formulaire interactif permettant de définir la nature de l’objet (j’y reviendrai plus en détails juste après); 6) et enfin un lien automatique permettant d’obtenir une découpe autour de la position de l’objet dans les images du DSS. La figure 3.14 représente la ligne d’un objet pour une comparaison double et la figure 3.15 pour une comparaison triple.

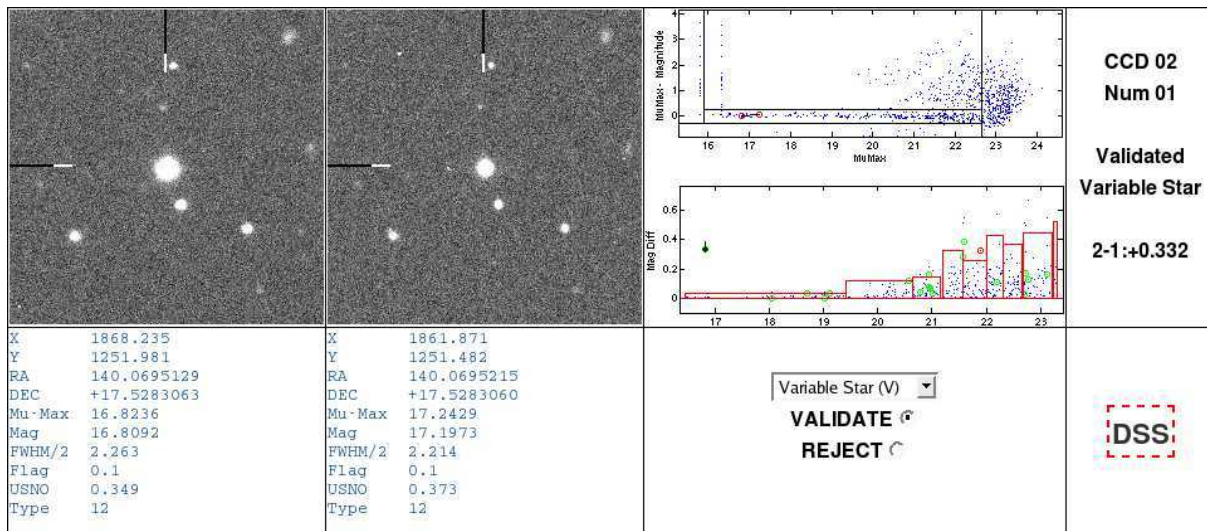


FIG. 3.14 – Cette ligne représente un objet caractérisé comme étoile variable, telle qu’elle apparaît dans une page Internet de comparaison double. L’objet est représenté visuellement par son image et par ses paramètres pour chaque catalogue de la comparaison. L’icone "DSS" permet d’obtenir instantanément une découpe autour de la position de l’objet dans les images du DSS.

3.2.4 Caractérisation des objets variables

Le formulaire interactif associé à chaque objet va permettre à un membre de la collaboration de caractériser la nature de l’objet, et ainsi de le valider comme objet astrométriquement variable, de le classer en tant qu’astéroïde, ou bien de le rejeter comme fausse détection. Les natures possibles ont été choisies comme suit:

1. Sans Commentaire (A)
2. Rayon Cosmique (R)
3. Défaut CCD (R)

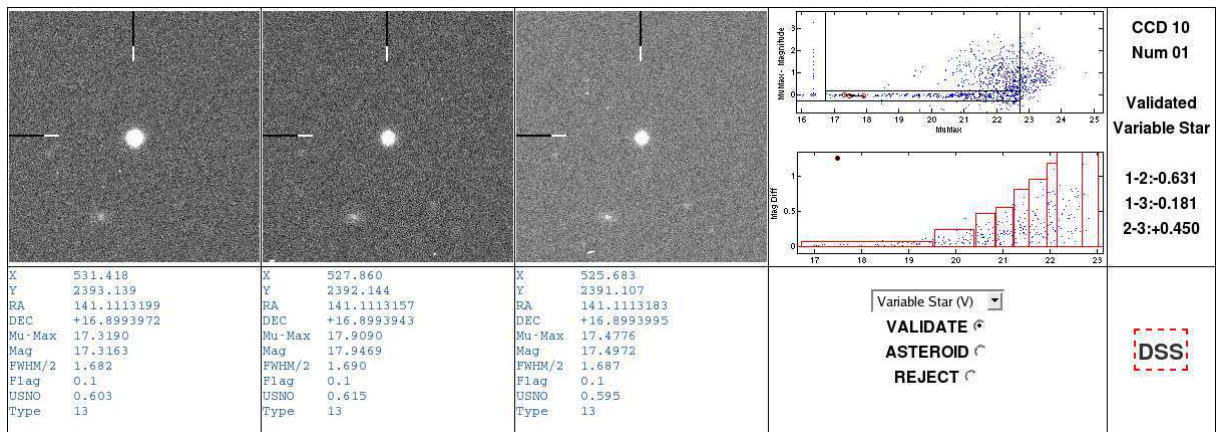


FIG. 3.15 – Cette ligne représente un objet caractérisé comme étoile variable, telle qu'elle apparaît dans une page Internet de comparaison triple. L'objet est visuellement par son image et par ses paramètres pour chaque catalogue de la comparaison. L'icône "DSS" permet d'obtenir instantanément une découpe autour de la position de l'objet dans les images du DSS.

4. Bord du CCD (R)
5. Problème de Seeing (R)
6. Objet Contaminé (R) (objet proche d'un objet brillant)
7. Objet Faible (R)
8. Autre (R/V)
9. Galaxie (V) (sous entendu variable)
10. Etoile Variable(V)
11. Objet Trans-Neptunien (V)
12. Candidat (V)

Un exemple visuel de chaque choix sera présenté dans le chapitre suivant. Selon le choix fait, l'objet est classé comme astéroïde (A), rejeté (R), ou validé (V). La validation manuelle d'une comparaison prend quelques minutes tout au plus.

Call for Proposals
CFHTLS near Real Time Analysis Systems
(CFHTLS RTAS)

In its resolution defining the data policy access of the CFHTLS data, the CFHT Board opened the possibility of near real time analysis systems as following:

- The CFHT Executive Director, acting upon advice from the CFHTLS Science Steering Group, may authorize the installation of near real time analysis systems (RTAS's) at the CFHT base facility in Waimea. Such RTAS's must have limited and clearly stated scientific goals. The fundamental criterion for installing (or maintaining) an RTAS is that follow-up observations are required before results can be obtained from the anticipated general release date in order to achieve a stated science goal.
- It is understood installed RTAS's may access the data only for the purpose of achieving their stated scientific goals. Images accessed by the RTAS's may not be copied to any transportable media nor exported from the CFHT site by any means. In the case of the RTAS's, it is anticipated that there will be co-operation and collaboration between groups in the participating communities in the dissemination of detected objects.

The whole data policy document can be seen at:

<http://www.cfht.hawaii.edu/Science/CFHTLS/Policy.html>

The equipment (machines, sub-networks, disk storage) needed for an RTA will be selected in consultation with and with the agreement of CFHT, and paid for by the proposer. Due to limited resources (space and manpower) at CFHT for the housing and maintenance of the RTAS's, there are obvious practical limitations to the number and the nature of the RTAS's which would run at CFHT. It is the intent of the Steering Group to facilitate as much as possible the collaboration between the teams interested in proposing an RTAS.

If your scientific project requires the installation of an RTAS at CFHT, please submit to the CFHT Executive Director and to the Steering Group (see e-mail addresses below) an application providing the following information (suggested maximum page guidelines):

1. Scientific rationale (2 pages of text + 1 page of figures)
2. Operational rationale (1 page of text, figures as needed)
3. RTAS equipment description (as complete as possible - cpu's, disks and S/W)
4. Special needs (extended stay at CFHT for installation/tests, ...)

In addition to addressing the need for an RTA as defined in the Data Access Policy, the scientific rationale should describe the data product from the RTA and what is to be done with them. Anticipated interactions with CFHT should be described in the operational rationale, as well as any external links that are envisioned.

If you have specific questions related to hardware issues, feel free to contact the CFHT system administrator, Kanoa Withington (kanoa@cfht.hawaii.edu).

The deadline for submission is October 14 - 24:00 UTC.

Your application will be reviewed by the Steering Group. The SG will then advise the CFHT Executive Director who will ultimately authorize or refuse the installation of the RTAS's.

For the Steering Group,
Christian Veillet.

“Optically Selected GRB Afterglows within the CFHTLS”

Application for a CFHTLS Real Time Analysis System

Proposed by

J-L. Atteia¹, T. Contini¹, J-P. Kneib¹, G. Soucail¹, J.J. Kavelaars², M. Boer³, A. Klotz³,
J-F. Olive³, F. Mirabel⁴, F. Daigne⁵, R. Mochkovitch⁵

¹ Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire Midi-Pyrénées, 14 Av. E. Belin, 31400 Toulouse, France

² Herzberg Institute for Astrophysics, CADC, 5071, Chemin West Saanich, Victoria (C.-B.) V9E 2E7, Canada

³ C.E.S.R., Observatoire Midi-Pyrénées, 9 Av. du Colonel Roche, 31028 Toulouse Cedex 4, France

⁴ Service d'Astrophysique, CEA, L'Orme des Merisiers, Bâtiment 709, 91191 Gif-sur-Yvette cedex, France

⁵ IAP, 98, bis boulevard Arago, 75014 Paris, France

Executive summary

Gamma-Ray Bursts (hereafter GRBs) are bright flashes of gamma-rays due to powerful stellar explosions occurring in distant galaxies (at redshift ≥ 1). They are usually followed by an afterglow visible at X-ray, optical and/or radio wavelengths. Observation and study of GRB afterglows has become a major field of research in the recent years. These observations provide insight into critical issues like the distance and the luminosity distribution of the sources, the physics of the ejecta, the nature of the GRB hosts, the density and the composition of the gas surrounding the sources. All the afterglows observed to date were found from GRBs localized by their prompt emission at high energies. **We propose to search “optically selected” GRB afterglows in real time in the CFHTLS very-wide survey.**

In the “standard model” of GRBs, the prompt emission is believed to be produced by internal shocks within the ejecta, while the afterglow is powered by the external shocks on the external medium. This model predicts a lack of correlation between the luminosity of the prompt phase and the luminosity of the afterglow. The present situation, where all GRBs are selected from their prompt emission at high energies, implies that we are seeing a biased sample of the GRB population. Optically selected afterglows will open a new window on gamma-ray poor GRBs (e.g. GRBs seen off-axis or GRBs where the internal shocks are not efficient). **The detection of “orphan afterglows” will be crucial to address pending issues like the GRB energy content, the local GRB rate or the GRB-supernova connection.**

The rationale to perform this search in near real time is to allow fast follow-up observations while the afterglow is still bright. Once a candidate afterglow is detected in the CFHTLS, follow-up observations are required to determine the redshift of the host, the total energy content of the burst and the shape of the light curve (providing clues on the existence of an underlying supernova...). Since the afterglow luminosity declines as a power law of the time, it is important to perform follow-up observations as soon as possible after the detection, justifying a real time analysis system. Even if afterglow identification takes several hours at the beginning of the survey, having the RTAS implies that nothing will prevent us to go to automatic alert generation.

The CFHTLS provides one of the first credible opportunities to detect GRB afterglows independently of the gamma-ray signal. Calculations based on available observations and on theoretical models show that a rate of 1-10 afterglows/yr can be reasonably expected in the very-wide survey. Lower rates are expected in the deep survey, which could also be searched for afterglows. GRB afterglows will be identified by comparing two images of the same field taken few days apart. They will appear as sources visible in one image only or with a large difference in magnitude between the two images. The processing should take place within the few hours following the acquisition of the second image.

Our collaboration gather individuals who have experience in the processing of astronomical images, who have privileged access to the data of space GRB detectors, who have expertise in the domains of optical/NIR spectroscopy and radio follow-up but also theoreticians who will contribute to the interpretation of the observations.

In the first months, afterglow candidates will be checked by a member of our collaboration before an alert is generated. The alerts will be distributed via the Gamma-ray burst Coordinate Network (GCN, see <http://gcn.gsfc.nasa.gov>). A template alert message will be prepared in collaboration with the CFHTLS Steering Group. Our collaboration will take care that afterglows discovered in the CFHTLS will undergo detailed follow-up observations.

Scientific justification

GRB afterglows and orphan afterglows. Gamma-ray bursts are due to powerful stellar explosions taking place in distant galaxies (at redshifts close to or larger than one). Their true nature was not understood until 1997 when the first afterglows were discovered allowing the measure of the GRB distances and the identification of their host galaxies. Beyond their own interest, gamma-ray bursts represent remarkable tools for the study of the physical processes at work in regions of space where large amounts of energy are released, and for the study of early stellar formation and young galaxies. Since late 70's GRBs have always been detected via their high energy emission. In the recent years it was realized that the gamma-ray emission only represents the most visible component of the GRB phenomenon, and that we should expect the existence of "GRBs" without a detectable gamma-ray emission (e.g. off-axis GRBs or GRBs in which the internal shocks are inefficient). It is now admitted that the detection and observation of "orphan" GRB afterglows will open a completely new window on this phenomenon, and as emphasized by various authors (e.g. Totani & Panaitescu 2002) the time is now mature for their detection.

We discuss below the scientific advances expected from the detection of optically selected afterglows, the detection rate expected in the very-wide survey and the data products generated by the Real Time Analysis System. The strategy for the detection and the follow-up observations are discussed in the next Section (RTAS operations). In the following the afterglows detected in the CFHTLS are referred to as "optically selected GRB afterglows."

Why is it important to search for optically selected GRB afterglows ?

All GRBs recorded to date have been detected by their high energy emission. We note however that in the recent years both theoretical and observational evidence have been growing in favour of the existence of GRB-like events with little or no prompt emission at high energies. The observational evidence comes from the observation by BeppoSAX and HETE-2 of a population of "X-ray flashes", which seem to possess all the properties of gamma-ray bursts (in particular similar redshifts and hosts), except for their lack of gamma-ray photons. These observations have motivated theoretical studies which in turn showed that it is quite easy to produce "GRBs" without gamma-rays (Mochkovitch et al. 2002). We also observe that the optical luminosity of the afterglows is not correlated with the luminosity of the prompt emission in gamma-rays, this provides another reason to try to detect GRB afterglows independently of the detection of the prompt gamma-ray flash. This bias in the GRB detection implies that we do not sample the whole population. We show below how the detection of optically selected afterglows may improve our understanding of crucial issues which could be strongly affected by this situation.

The amount of energy radiated during a GRB. If the GRB emitting pattern is not isotropic, the energy fluence received at the Earth does not permit to measure the radiated energy.

Assuming all GRBs radiate isotropically in 4π steradians leads to radiated energies ranging from a few 10^{50} to above 10^{54} ergs (in electromagnetic power). A way to reduce this energy budget is to assume that the high energy emission is confined to a beam. Theoretical models predict that the afterglows of beamed GRBs should exhibit a break in their light curve at a time which depends on the opening angle of the beam (e.g. Rhoads 1999). Such breaks have been observed and assuming they are beaming breaks, the GRB energy budget is reduced to values between 10^{50} and 10^{51} ergs, closer to values released during supernova events. Since there are other ways to produce breaks in the light curves of GRB afterglows, it is crucial to test the beaming hypothesis. The detection of "orphan afterglows" is probably the best way to

measure the beaming factor in GRBs because the standard model predicts that off-axis GRBs have detectable afterglows but no high energy emission.

The local GRB rate. The association of GRB980425 with a nearby supernova (SN1998bw at $z=0.008$) demonstrated both the existence of a local population of GRBs and the association of some GRBs with supernovae. GRB980425 was extremely gamma-ray poor, with a gamma-ray luminosity 10^4 times smaller than a typical GRB (while the luminosity radiated by the supernova was still 10^{51} ergs). This suggests either the existence of a local population of GRBs (of which GRB980425 would be the only known member) or a continuum extending from events with little or no gamma-ray emission to strong GRBs where the bulk of the energy is radiated by high energy photons. The detection of optically selected afterglows may help to solve this question. It will also provide an independent view on GRB statistics, very helpful to understand the biases which affect our current GRB sample and estimate the local GRB rate more accurately.

The connection between GRBs and supernovae. While GRB980425 was clearly associated with a nearby supernova, more distant GRBs could also hide supernovae. Evidence for GRB-SN association comes from late-time bumps in GRB light curves (although other explanations have been proposed, see Beloborodov 2002 and Bulik et al. 2002) and from X-ray lines in the spectrum of a few afterglows (Reeves et al. 2002) which indicate that some GRBs explode in an environment enriched with heavy elements (e.g. a supernova ejecta). Optically selected afterglows could reveal intermediate events having comparable luminosities in the supernova and in the afterglow. In 1998 Vietri and Stella proposed a model where the GRB is delayed with respect to the supernova by several weeks to several months. If this model is correct, and with some chance, the CFHTLS *deep* survey could prove it by detecting both the supernova and the GRB at a few months interval...

GRB afterglows in the CFHTLS. The number of GRB afterglows expected per year in the CFHTLS is given by the following expression:

$$n = N_0 B (A/4\pi) (T/365)$$

Where N_0 is the number of GRBs per year detected in gamma-rays in the whole sky, B is the ratio of the number of GRBs with an optical afterglow to the number of GRBs with prompt gamma-ray emission. $(A/4\pi)$ is the percentage of the sky observed in the course of the year and $(T/365)$ is the time during which the afterglow is visible (fraction of a year).

For reasonable values of the parameters ($N_0 = 800$, $B=2-20$, $A/4\pi = 433/41253$, and $T= 6-40$ days), we expect between 0.26 and 18 afterglows *per year* in the very-wide survey of the CFHTLS. Figure 1 illustrates how N varies with the properties of the afterglow (m_1 is the magnitude at 1 day, and α the index of the decay slope of the afterglow). This figure also displays the magnitude of several afterglows at the time of their discovery.

While the expected rate of afterglows and the scientific interest of optically selected afterglows justifies that we search them, it is clear that the candidate afterglows will be hidden among a number of 'background' sources. The most important background will come from Solar System Objects (SSOs). This important background means that we cannot rely on just the *detection* of a new object, but we need to be able to distinguish quickly a GRB afterglow from an SSO. We are currently discussing with the SSO collaboration to see whether they can send us their SSO candidates fast enough or whether we need to build our own identification/rejection scheme for SSOs. Another background components is due to

supernovae. Detecting supernovae in the very-wide survey is however something which we are interested in because it will help us to compare the GRB rate with the SN rate. Finally, since the combination of area and observing depth of the very-wide survey is unique, it is difficult to infer what will be our main source of background (e.g. variable stars, AGNs...). We will use the first images taken with MEGACAM to measure more precisely the level and nature of the dominant background sources, and to define adequate strategies for their rejection.

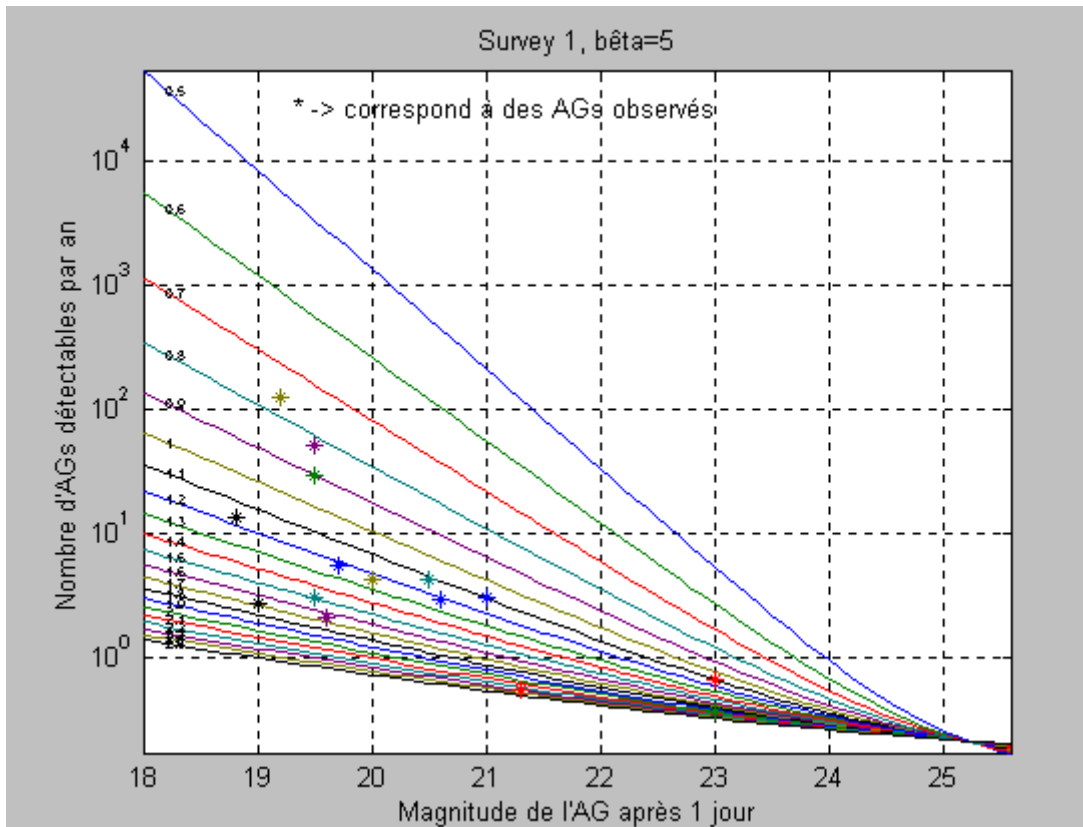


Figure 1. This plot illustrates the number of GRB afterglows expected in the CFHTLS very-wide survey (to be read on the y axis) for various afterglow parameters. We assumed $N_0=800$ GRBs/yr and $B=5$ (where B is the ratio of the number of GRBs with an optical afterglow to the number of GRBs with prompt gamma-ray emission). The afterglow parameters are the R magnitude at one day and the index of the decay slope. Observed afterglows are shown as stars.

We would like to conclude this discussion with two limitations applying to the search of optically selected afterglows and one key comment on the identification of the afterglow candidates.

Dark/Dim GRBs: About half of the well localized GRBs have no detectable afterglow. The reasons for the non-detection of the afterglow might be diverse: dust obscuration, late observations and/or fast fading GRBs, intrinsically dark GRBs. The present definition of a dark/dim burst is a GRB which has an afterglow fainter than $R=23$ at one day. The recent detection of two afterglows (GRB000630 and GRB020124) with faint afterglows ($R=23$ at one day) shows that GRBs which were previously believed to be *dark* are just *dim*, a fact which reduces the proportion of truly dark GRBs and will enhance the number of afterglows

detectable in the CFHTLS. Nevertheless it is clear that highly obscured afterglows will not be detected in this search.

High redshift GRBs: The second limitation is due to the filter which will be used. The Lyman break coming into the bandpass of the r' filter will reduce the flux from afterglows beyond $z=5.1$ and prevent the detection of afterglows more distant than $z=6.6$. This does not change the statistics discussed here since the most distant GRB afterglow detected to date is at $z=4.5$.

Identification of afterglow candidates: The collaboration has privileged access to GRB detectors on HETE-2, ULYSSES and INTEGRAL. We expect that some of our afterglow candidates will be confirmed by the detection of the gamma-ray burst itself (all afterglows will not be ‘orphan afterglows’ after all). In this respect we note that ULYSSES and INTEGRAL have very high duty cycle for GRB detection and that the field of view of HETE is centred on the anti-solar direction, fully compatible with the sky coverage of the very-wide survey.

Detection. The detection strategy is discussed in details in the next section (RTAS operation), we just mention here the basic principles of the detection. GRB afterglows are detected as new objects or objects with a strong magnitude variation between two consecutive images. Our starting point is to build a catalogue of objects present in each image and to compare the catalogues from two consecutive images. New objects and objects with strong magnitude variation between the two images will be listed and a snapshot image will be saved on a web page. The final identification of GRB afterglows will be made by a human in the hours following the observation. If a positive identification is made, the coordinates and magnitude of the afterglow candidate will be distributed via the Gamma-ray burst Coordinate Network (GCN, see <http://gcn.gsfc.nasa.gov>), the content of the GCN notice will be discussed in advance with the CFHTLS Steering Group. The detection of a candidate afterglow will trigger specific tasks within the collaboration. We will 1) check the gamma-ray data to search GRB signals in the hours/days preceding the discovery of the afterglow, 2) perform some of the follow-up observations (e.g. optical/NIR spectroscopy and radio follow-up, and 3) take all appropriate initiatives to ensure the proper follow-up of the afterglow candidates discovered in the CFHTLS.

Data products.

The data products generated by the RTAS will be minimal, consisting of a list of a few “new” or varying objects per image and a series of snapshot images which should be accessible on a web page. Because our goal is to distribute alerts within hours of the acquisition of the discovery image, we will restrict the use of the RTAS to perform simple analysis of the images.

Follow-up.

Our baseline is to use the GCN to distribute the alerts for the afterglow candidates detected in the CFHTLS. Our vision is that the CFHTLS will provide *the detection* (with the RTAS) and could also contribute to follow-up activities on a case by case basis. However we do not want to link the afterglow detection with a set of, potentially constraining, follow-up observations at the CFHT. Present day experience shows that the alerts distributed via the GCN benefit of sufficient follow-up observations at various sites around the world. As explained below our collaboration will also contribute to follow-up activities.

Expected results and contribution from the collaboration. *The detection of optically selected afterglows will by itself be a remarkable result.* In addition such detections are

expected to provide important constraints on the GRB energy content, on the local space density of bursters, on the link between GRBs and supernovae, and ultimately on the GRB progenitors. To ensure the maximal scientific return of the RTAS, the collaboration will perform the following tasks: same-day identification of afterglow candidates, search for contemporaneous gamma-ray burst with space GRB detectors, distribution of GCN notices, spectroscopic observations and radio follow-up.

GRB afterglows in the other surveys.

Deep Survey: While the angular coverage of the deep survey is significantly smaller than the very-wide survey, its greater depth allows detecting the afterglows for a much longer time. Some models predict that the number of afterglows expected in the deep survey could be comparable to the number expected in the very-wide survey. Afterglows in the deep survey will be detected as a by product of the SN detection and there is no specific task to perform in this case. GRB afterglows in the deep survey will be detected at much later times than in the very-wide survey and they will be too faint (on average) to justify extensive follow-up observations (except may be in radio). On the other hand the survey data will provide for each afterglow an accurate light curve in 5 colours.

Wide Synoptic Survey: This survey cannot be used for the detection of GRB afterglows due to the lack of comparison images.

Bibliography.

A. Beloborodov 2002, astro-ph/0209228

T. Bulik, M. Sikora and R. Moderski 2002, astro-ph/0209339

R. Mochkovitch, C. Barraud, F. Daigne, J-L. Atteia, Proceedings of the workshop “Gamma-Ray Bursts in the Afterglow Era”, Rome 2002, to be published in 2003

J. Reeves et al. 2002, Nature, 416, 512

J.E. Rhoads 1999, A&AS, 138, 539

T. Totani and A. Panaitescu 2002, ApJ, 576,120

M. Vietri and L. Stella 1999, ApJ, 527, 43

RTAS Operation

Work in Waimea (RTAS).

Afterglow detection. The detection of GRB afterglows will require the following steps

- 1 Image acquisition
- 2 Detection of all the objects in the image and construction of a catalogue (new catalogue)
- 3 Detection of all the objects in the previous image of the same field and construction of the corresponding catalogue (previous catalogue)
- 4 Comparison of the objects between the new catalogue and the previous catalogue
- 5 Constitution of a list of all new or variable objects (in both images), update a web page with this list and snapshot pictures around each object.

Comments:

- 2 The catalogue will be made using SExtractor.
- 3 In a first time we will only compare one image to the previous one in order to simplify the processing, no average images will be built.
The system should be able to give us the list of new images (already pre-processed by Elixir) and a way to identify the images of the same field in the database. It will always be possible to reprocess an image by adding it to the list of new images. In this way there is no need to store large amounts of data at Waimea and we reduce the operational constraints.
- 4 This is done with a computing software like IDL or MATLAB.
We have a prototype software which has been tested with images from the CFHT12K. The time needed for the comparison of the two catalogues is smaller than the time needed by SExtractor to construct the list of objects in one image.
- 5 This list will be checked by a human eye during the validation phase.
When the rate and nature of background sources is better understood we might want to generate the alerts automatically, with the RTAS, nothing prevents us doing it.

Work by the collaboration.

- 0 Provide the software for the detection of afterglow candidates.
This software includes:
 - 1) The determination of the parameters for object detection with SExtractor
 - 2) The comparison of the catalogues and the selection of valid afterglow candidates
 - 3) The automatic generation of the web page with the results of the analysis
- 1 Same day identification and validation of afterglow candidates (by a human eye in a first time).
- 2 Verification of the nature of the afterglow (GRB afterglow or orphan afterglow) using data from space GRB detectors.
- 3 Alert distribution.
- 4 Follow-up observations: optical/NIR spectroscopy and radio.
- 5 Interpretation of the observations

In addition to the experience of its members, the collaboration will benefit from the contribution of a post-graduate student appointed by the European Union Research and Training Network “Gamma-Ray Bursts: an enigma and a tool” to work on GRB observations in Toulouse.

RTAS equipment description

A PC with good computing power and enough RAM memory is needed to extract the objects and compare the catalogues. The PC must have the capability to store at least 10 MEGACAM images. The driving factor of our system is the time needed to process 1 MEGACAM image with SExtractor which should not exceed 5 minutes.

SExtractor and MATLAB or IDL will be installed on the RTAS machine.

The results of the analysis (lists of objects and snapshot images in jpeg or equivalent format) will be made available on web pages.

Special needs

We have no special need except that we expect the system to be able to give us at any time the name(s) and location(s) of the images covering a given portion of the sky.

Chapitre 4

Analyse des données du RTAS

Dans le chapitre précédent, j'ai présenté la méthode que nous utilisons pour détecter des objets variables dans les images d'une stratégie d'observation du télescope Canada-France-Hawaii, le Very Wide Survey. Un système d'analyse en temps réel traite automatiquement toute nouvelle image acquise pour cette stratégie et en extrait les objets variables, les astéroïdes, et les objets nouveaux ou disparus. Ces objets sont ensuite placés sur une page Internet où ils sont caractérisés par un membre de la collaboration, qui peut décider de rejeter l'objet en tant que fausse détection, ou bien de le valider comme véritable objet variable.

Tout au long de son développement et de son fonctionnement, le RTAS n'a cessé d'être amélioré, afin d'accélérer et de perfectionner le traitement, mais aussi de minimiser le nombre de fausses détections. L'efficacité du RTAS va être définie dans un premier temps par la qualité de traitement des images du Very Wide Survey, dans un second temps par sa capacité à détecter des objets variables parmi une multitude d'objets qui ne le sont pas, et enfin dans un troisième temps par son aptitude à rejeter automatiquement les fausses détections pour ne garder qu'un minimum d'objets réellement variables.

Le but de ce chapitre est de statuer sur la performance du traitement et sur son efficacité à détecter et reconnaître les objets variables. Je présenterai dans un premier temps les performances du RTAS sur la création des catalogues, sur les comparaisons triples et doubles, et sur la caractérisation des objets variables, pour quelques périodes d'observations. La mesure des performances du RTAS est présentée ici à partir de statistiques portant principalement sur le nombre d'objets détectés et validés aux différentes étapes du traitement. Dans un second temps, je ferai la revue de tous les objets détectés variables par le RTAS, aussi bien les fausses détections que les objets mouvants et les véritables d'objets variables. J'expliquerai pour chaque type d'objet les méthodes utilisées pour les caractériser, accompagnées d'illustrations et d'exemples concrets. Enfin, je terminerai en analysant plus en détails deux sous-produits du RTAS, sur lesquels nous avons particulièrement travaillé: les astéroïdes et les étoiles variables.

4.1 Statistiques

Les statistiques présentées ici sont basées sur une année d'observation. Afin d'obtenir des valeurs "propres", j'ai entièrement retraité les images avec une version améliorée d'Elixir, qui est légèrement différente de celle utilisée pour l'analyse en temps réel. Les résultats obtenus étant similaires à ceux du traitement en temps réel, nous considérerons qu'ils caractérisent de la même manière le RTAS.

Ces statistiques vont être subdivisées en quatre parties distinctes. La première porte sur

la création des catalogues, qui représente notre efficacité à traiter les images astrophysiques et à obtenir de bonnes calibrations astrométriques et photométriques. Les seconde et troisième présentent les statistiques sur les comparaisons triples et doubles respectivement, et montrent notre capacité à reconnaître les objets variables, les astéroïdes et les objets seuls intéressants. Enfin, dans une dernière partie, je présenterai quelques résultats sur les validations des objets classés comme variables par les membres de la collaboration, et la caractérisation de leur nature.

4.1.1 Catalogues

Les statistiques sur les catalogues définissent la qualité des images du Very Wide Survey ainsi que l'efficacité du RTAS à les traiter. Elle sont résumées dans le tableau 4.1, et concernent toutes les périodes d'observation analysées par le RTAS, qui sont au nombre de 17, regroupées par filtre.

TAB. 4.1 – Ce tableau présente les statistiques sur la création des catalogues pour quelques runs dans différents filtres. N_{obs} est le nombre d'images observées, S_{obs} la surface observée, δ_{pos} la précision moyenne de la calibration astrométrique avec le catalogue USNOA-2.0, M_{lim} la magnitude de complétude (voir texte), et N_{obj}/deg^2 le nombre d'objets par degré carré.

Filtre	N_{obs}	S_{obs} [deg^2]	δ_{pos} [arcsec]	M_{lim}	N_{obj}/deg^2 [deg^{-2}]
g'	536	481	0,52	23,1	31 910
r'	1302	1167	0,54	22,6	41 370
i'	589	531	0,51	22,4	51 075

Durant notre activité, 2427 images ont été traitées par le RTAS. Si on considère le champ réel de MegaCAM, qui est de $0,96 deg \times 0,94 deg$, la surface totale couverte par ces images représente environ $2190 deg^2$, soit un peu plus de 5% du ciel. La surface totale traitée par le RTAS est de $2179 deg^2$. Elle est logiquement inférieure à la surface totale couverte par les images car le traitement automatique est parfois amené à rejeter un CCD qu'il n'a pas pu traiter correctement dans une image. Cela correspond à une efficacité de traitement de 99,5%. Ce premier chiffre important nous indique que le RTAS est un système très performant, puisque seulement 0,5% des CCDs produisent une erreur dans le traitement, erreur qui provient la plupart du temps d'un problème de calibration astrométrique, ou de recherche de la ligne des étoiles parmi les objets du catalogues. Le premier cas survient lorsqu'un trop grand nombre d'objets est présent dans l'image; les solutions pour la calibration sont alors multiples, et cette multiplicité entraîne une défaillance au sein du programme. Le second cas est la situation opposée: le catalogue contient trop peu d'objets pour permettre de trouver la ligne des étoiles de manière certaine, et conduit à une mauvaise définition des zones des différents types d'objets (voir figure 3.9). Dans tout les cas, le CCD défaillant est retiré des catalogues, afin d'éviter les nombreuses erreurs auxquelles il aurait mené dans les comparaisons, qui seraient de toute façon inexploitable.

Un autre point important de ces statistiques est l'efficacité du programme à calibrer de manière optimale les catalogues, d'un point de vue astrométrique et photométrique. Comme on peut le voir dans le tableau 4.1, la précision de la calibration astrométrique avec le catalogue USNOA-2.0 est toujours meilleure que $1''$, et ce quelque soit la zone du ciel observée, avec une valeur moyenne d'approximativement $0,53''$ (moins de 3 pixels). Il nous faut préciser ici que la dispersion moyenne du catalogue USNOA-2.0 étant de $0,4''$, la valeur que nous obtenons est relativement excellente. Les positions absolues des objets sont donc suffisamment précises pour permettre éventuellement une observation spectroscopique des objets intéressants, celle-ci nécessitant des précisions de l'ordre de la seconde d'arc.

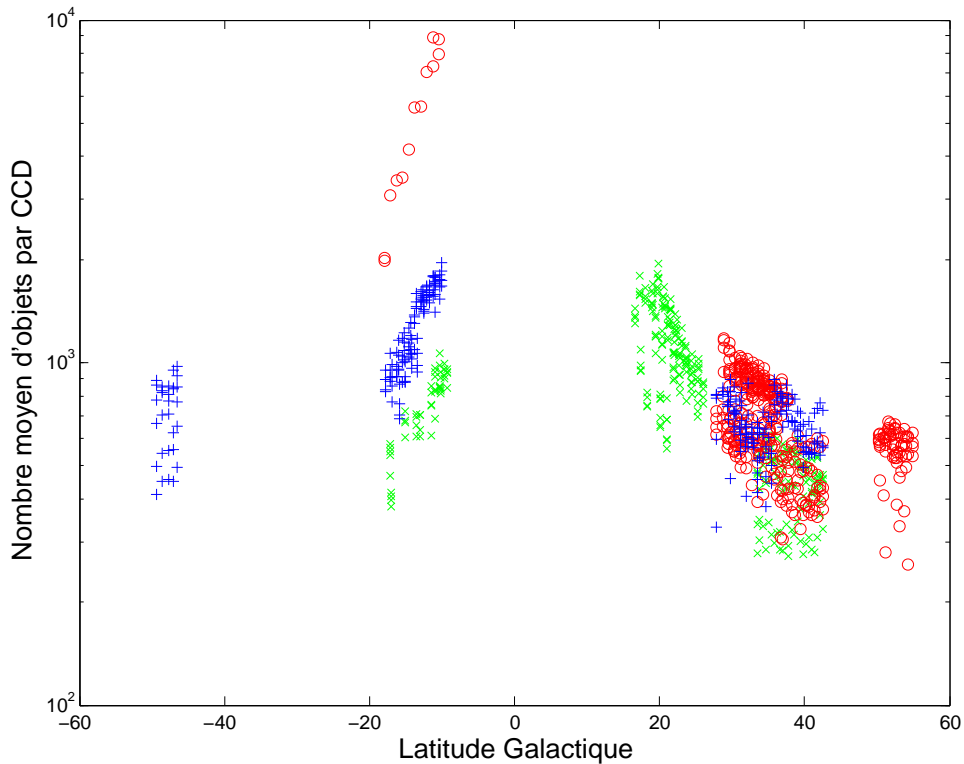


FIG. 4.1 – Figure représentant le nombre moyen d’objets par CCD en fonction de la latitude galactique, pour les 958 images du Very Wide Survey acquises au cours des runs 05AQ01 06AQ01. Les trois filtres sont représentés par des symboles différents (g' en \times verts, r' en ronds rouges et i' en $+$ bleues). Le nombre moyen d’objets augmente lorsque la latitude galactique diminue, et donc lorsque l’on s’approche du plan galactique.

Les valeurs obtenues pour les magnitudes de complétude montrent la qualité de l’imageur MegaCAM, puisque la magnitude $r' = 22,6$ est atteinte avec un temps de pose de 110 secondes seulement. De plus, il s’agit ici d’une magnitude de complétude (voir figure 3.9), et non d’une magnitude limite. Cela signifie qu’on trouve encore un grand nombre d’objets plus faibles que cette valeur dans nos catalogues. Par contre, la précision absolue sur les magnitudes réelles des objets n’est pas quantifiable, puisque aucun des filtres utilisés ne correspond à ceux donnés dans le catalogue USNOA-2.0. Afin d’obtenir des valeurs de magnitude concordantes, le programme se base sur des paramètres contenus dans l’entête de l’image FITS pour calculer le point de magnitude zéro, qui correspond à la magnitude qu’aurait un pixel générant un seul ADU durant le temps d’exposition. Ces valeurs malheureusement ne tiennent pas compte des perturbations dues aux conditions climatiques (vent ou nuages). Les magnitudes calculées pour les objets sont donc celles qu’on obtiendrait pour des conditions d’observation idéales. Néanmoins, les magnitudes obtenues restent très proches de la réalité, avec un décalage de l’ordre de 0,5 magnitude dans le pire des cas, et cette erreur n’affecte pas les comparaisons, puisque qu’une inter-calibration photométrique des catalogues est effectuée avec le meilleur d’entre eux. Les magnitudes relatives obtenues sont, elles, excellentes, meilleures que 0,05 pour les objets de magnitude 21.

A cette profondeur d’observation, le nombre moyen d’objets par degré carré est d’environ 40 000, mais il dépend beaucoup du filtre utilisé et de la zone du ciel observée (voir figure 4.1). Pour les images du filtre r' du run 05AQ05 par exemple, ce nombre atteint 225 000, car les champs imagés sont situés non loin du centre galactique. Ce nombre d’objets calculé tient compte de

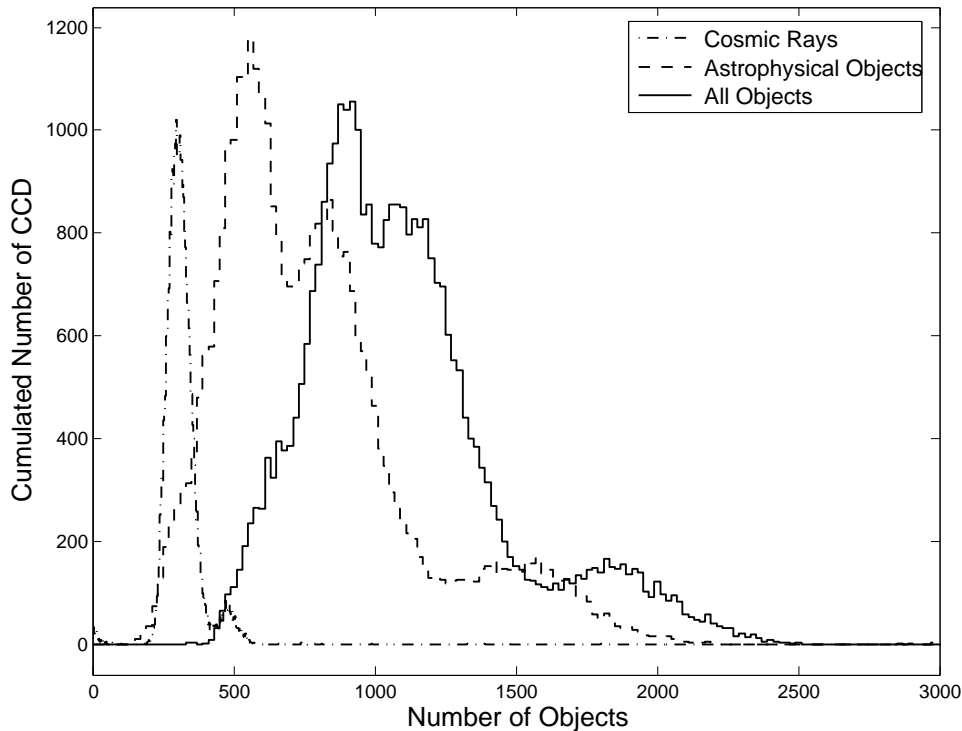


FIG. 4.2 – Histogrammes représentant la distribution du nombre de rayons cosmiques (tirets-pointillés), d’objets astrophysiques (tirets), et du nombre total d’objets (traits pleins). On peut noter que le nombre de rayons cosmiques reste constant quel que soit le nombre d’objets dans le CCD.

tous les objets astrophysiques présents dans le catalogue, donc sans les rayons cosmiques.

La qualité de la classification des objets est le dernier point sur lequel nous pouvons tester le RTAS. Les histogrammes présentés dans la figure 4.2 montrent la distribution du nombre de rayons cosmiques, d’objets astrophysiques et d’objets au total pour chaque CCD traité. Il est remarquable de voir que, bien que le nombre total d’objets varie énormément, le nombre de rayons cosmiques lui reste approximativement constant quel que soit le nombre d’objets présents dans le catalogue. Le nombre théorique de rayons cosmiques doit en effet rester sensiblement le même pour un même temps d’exposition et une même inclinaison de l’imageur CCD. Le seul écart au nombre de rayons cosmiques provient des images en filtre g' du run 05BQ11, leur temps d’exposition étant deux fois supérieur à celui utilisé en temps normal. Ce résultat nous montre l’efficacité de la méthode utilisée pour séparer les objets astrophysiques des autres objets des catalogues, ce qui s’avère très utile pour appliquer les coupures effectuées dans les comparaisons.

4.1.2 Comparaisons triples

Comme je l’ai décrit dans le chapitre précédent, les comparaisons triples permettent une recherche des objets variables parmi les objets communs aux trois catalogues comparés, et des astéroïdes parmi les objets présents dans un seul des trois catalogues. Les statistiques sur les comparaisons triples nous informent sur l’efficacité du RTAS à identifier les objets variables parmi les objets communs et à détecter les astéroïdes, notre principale source de bruit. Elles sont présentées dans le tableau 4.2.

A partir des 2427 catalogues d’objets, 592 comparaisons triples ont été effectuées. Si on

TAB. 4.2 – *Statistiques pour les comparaisons triples.* N_{tri} est le nombre de comparaisons triples, S_{tri} la surface traitée, M_{lim} la magnitude de complétude, N_{ast} le nombre d'astéroïdes, N_{var} le nombre d'objets détectés variables, et n_6 le nombre d'objets détectés variables par million d'objets communs.

Run	N_{tri}	S_{tri} [deg ²]	M_{lim}	N_{ast}	N_{var}	n_6
All	592	525	22,7	23 006	12114	624

considère la stratégie basique de trois images durant la même nuit et d'une image la nuit suivante pour chaque champ observé, le nombre théorique maximum de comparaisons triples est de $2427 \div 4 \sim 607$. Les raisons pour lesquelles nous obtenons un nombre de comparaisons triples moindre sont multiples. En premier lieu, et comme nous avons pu le voir dans la figure 3.5, la stratégie initialement prévue n'est pas scrupuleusement suivie, et dans les quelques cas où le triplet d'image laisse place à une image seule, la comparaison triple n'a plus de raison d'être. En second lieu, la stratégie d'observation peut être perturbée par des conditions climatiques défavorables. Les images du Very Wide Survey ayant des contraintes assez strictes à respecter au niveau de la qualité des images, certaines nuits quatre ou cinq images du même champ sont acquises au lieu de l'habituel triplet, et ce afin de remplacer les images prises dans de mauvaises conditions. Dans ce cas, le programme choisit un triplet d'image avec un compromis entre les intervalles de temps entre les observations (comparer des images successives ne donne aucun résultat valable) et leur qualité. Les images restantes sont éventuellement utilisées dans des comparaisons doubles.

La surface totale traitée par le RTAS pour les comparaisons triples est d'approximativement 525 deg^2 . Idéalement, elle devrait être de $592 \times 0,94 \times 0,96 = 534,2 \text{ deg}$, ce qui donne une efficacité "fictive" de 98,3%. J'emploie ici le terme fictif, car il faut tenir compte dans ce calcul de l'efficacité de la création des catalogues, qui, je le rappelle, est de 99,65%. L'efficacité moindre des comparaisons triples pourrait laisser penser à des erreurs supplémentaires dans le traitement, mais ce n'est pas le cas. En effet, si un CCD n'a pas été traité correctement par le programme de création des catalogues, il n'est pas inclus dans la comparaison triple correspondante, et donc les deux mêmes CCDs des deux autres images de la comparaison sont eux aussi perdus. En tenant compte de ce facteur, l'efficacité des comparaisons triples atteint 100%, c'est-à-dire que tous les CCDs comparables sont correctement traités.

La magnitude de complétude des comparaisons est quant à elle légèrement inférieure à celle des catalogues, avec une valeur de 22,7. Ceci est simplement dû au fait qu'elle est calculée en tenant compte uniquement des objets communs, et est donc sensiblement la même que celle de l'image de la plus mauvaise qualité de la comparaison triple.

Sur toutes les comparaisons, le programme a détecté 23 006 astéroïdes, soit 39 par champ traité. Cette recherche automatique d'astéroïdes retire donc la majorité des objets qui auraient pu être classés comme objets seuls intéressants par le programme.

J'introduis ici la notion d'objets "détectés variables", qui comprennent tous les objets détectés comme tel par le traitement automatique, et qui inclue les fausses détections, à différencier des objets réellement variables, qui sont caractérisés par un membre de la collaboration dans les pages de comparaisons parmi les objets détectés variables. Comme nous le verrons dans la section 4.1.5, 90% des objets détectés variables par le RTAS ne sont pas de véritables objets variables.

Le nombre total d'objets détectés variables par le RTAS s'élève à 12114, soit 1 objet variable pour 1602 objets communs, ou encore 20 par comparaison (0,5 par CCD environ), valeur très

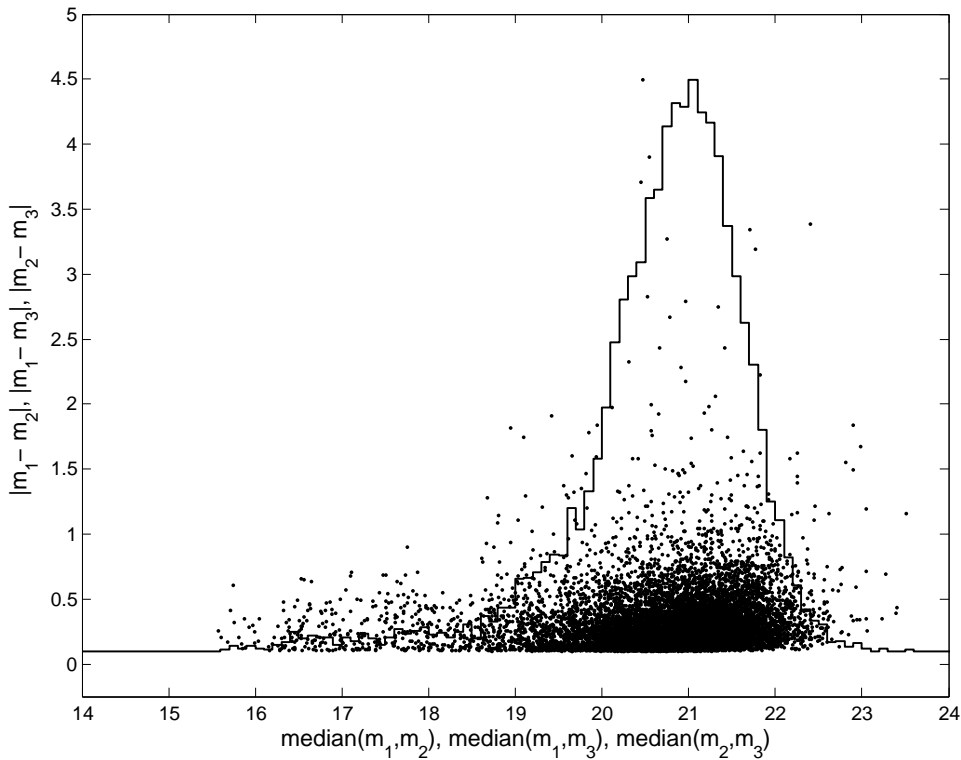


FIG. 4.3 – Chaque point de cette figure représente un objet détecté variable par le traitement dans les comparaisons triples, dans un plan montrant la différence de magnitude en fonction de la magnitude, et ce dans les trois catalogues. L’histogramme présente la distribution des magnitude des objets détectés variables. 90% des objets sont détectés avec une variation de magnitude inférieure à 0,57, et 99% avec une variation inférieure à 1,2 en moyenne.

faible compte tenu du nombre total d’objets présents dans chaque image (environ 40 000). Afin de pouvoir comparer le nombre d’objets détectés variables pour toutes les périodes d’observation indépendamment du filtre utilisé et de la zone du ciel observée, nous utilisons une valeur nommée n_6 , qui représente le nombre d’objets détectés variables pour un million d’objets communs, et qui s’échelonne habituellement entre 300 et 700, avec pour moyenne 624. La capacité du RTAS à extraire les objets variables est donc excellente, puisque seulement 0,062% des objets communs sont classés comme tels. Si on tient compte de tous les objets des catalogues, y compris les objets seuls et les objets suspects, cette valeur devient inférieure à 0,01%. Les différences de magnitude des objets détectés variables entre chaque catalogue des comparaisons triple sont présentées dans la figure 4.3. 90% des objets variables ont une variation de magnitude inférieure à 0,57, et pour 99% d’entre eux, la variation est inférieure à 1,21. Les objets avec une forte variation de magnitude sont généralement des astéroïdes superposés à des objets faibles, ou bien des étoiles variables particulières. Des exemples d’astéroïdes et d’étoiles variables seront donnés à la fin de ce chapitre.

4.1.3 Comparaisons doubles

Les comparaisons doubles concernent la plupart du temps des images prises à une ou quelques nuits d’intervalle, et permettent la recherche des objets variables et des objets étant apparus ou ayant disparu. Les statistiques sur les comparaisons doubles nous apportent des in-

TAB. 4.3 – *Statistiques pour les comparaisons doubles. N_{dou} est le nombre de comparaisons doubles, S_{dou} la surface traitée, M_{lim} la magnitude de complétude, N_{sin} le nombre d’objets seuls intéressants, N_{var} le nombre d’objets détectés variables, et n_6 le nombre d’objets détectés variables par million d’objets communs.*

Run	N_{dou}	S_{dou} [deg^2]	M_{lim}	N_{sin}	N_{var}	n_6
All	549	490	22,7	3398	13809	821

formations sur la capacité du RTAS à détecter les objets variables et les objets seuls intéressants, c’est-à-dire ceux qui étaient communs dans la comparaison triple associée mais qui ne sont pas présents dans l’image seule du doublet. Les résultats sont présentés dans le tableau 4.3.

Pour ces périodes d’observations, nous avons effectué 549 comparaisons doubles, valeur plus faible que celle des comparaisons triples. Si on considère à nouveau la stratégie initiale de quatre images par champ, on devrait obtenir le même nombre idéal de 607 comparaisons, qui est supérieure au nombre de comparaisons doubles effectuées. Ceci est dû à des variations dans la stratégie d’observation réelle par rapport à celle initialement prévue.

En ce qui concerne l’efficacité du RTAS à réussir avec succès des comparaisons doubles, on trouve ici une valeur ”fictive” de 98,91%, inférieure à celle des catalogues, mais supérieure à celle des comparaisons triples. Le problème qui se pose ici est exactement le même que pour les comparaisons triples (voir section précédente), excepté que, dans le cas des comparaisons doubles, on ne perd que deux CCDs au lieu de trois pour chaque CCD défectueux. L’efficacité réelle est elle aussi de 100% pour les comparaisons doubles.

Même si la magnitude de complétude moyenne a une valeur identique à celle des comparaisons triples, elle est très souvent meilleure pour un run et un filtre donnés. On s’attend bien à ce résultat puisque c’est la meilleure image du triplet qui est sélectionnée pour la comparaison double. Les cas où la magnitude de complétude est moins bonne dans les comparaisons doubles proviennent d’une qualité moindre de l’image seule du doublet, et donc la magnitude calculée est limitée par celle-ci.

Le nombre d’objets ayant disparu ou étant apparus durant l’intervalle de temps entre les deux images du doublet est la plupart du temps inférieur à six par comparaison. Il existe néanmoins des exceptions, comme pour les comparaisons du filtre g' pour les runs 05AQ04 et 05AQ05, dont le très grand nombre d’objets disparus est dû à un nombre conséquent d’étoiles très brillantes dans les champs, dont les halos, beaucoup plus visibles en filtre g' , perturbent la détection d’objets. Néanmoins, même si on inclut ces comparaisons dans les statistiques, on obtient seulement quelques objets seuls intéressants par comparaisons doubles, soit moins de 0,01% de tout les objets seuls.

Le nombre total d’objets détectés variables par le RTAS s’élève à 13 809, soit 25 objets en moyenne par comparaison double, ou 821 objets détectés variables pour un million d’objets communs. Ces valeurs sont sensiblement plus élevées que celles obtenues pour les comparaisons triples, et ceci pour deux raisons principales: 1) dans le ciel, un plus grand nombre d’objets ont une période de variabilité de l’ordre de la journée plutôt que de l’ordre de l’heure; 2) les images prises à un ou plusieurs jours d’intervalle sont plus susceptibles d’être acquises avec des conditions climatiques différentes, ce qui augmente la probabilité de fausses détections d’objets variables, puisque les différences de seeing (voir section 3.2.2) sont plus grandes et perturbent la magnitude des objets. A nouveau, un peu moins de 90% des objets détectés comme variables ne sont pas de véritables objets variables (voir section suivante).

Sur la figure 4.4 sont présentées les différences de magnitude de tous les objets détectés

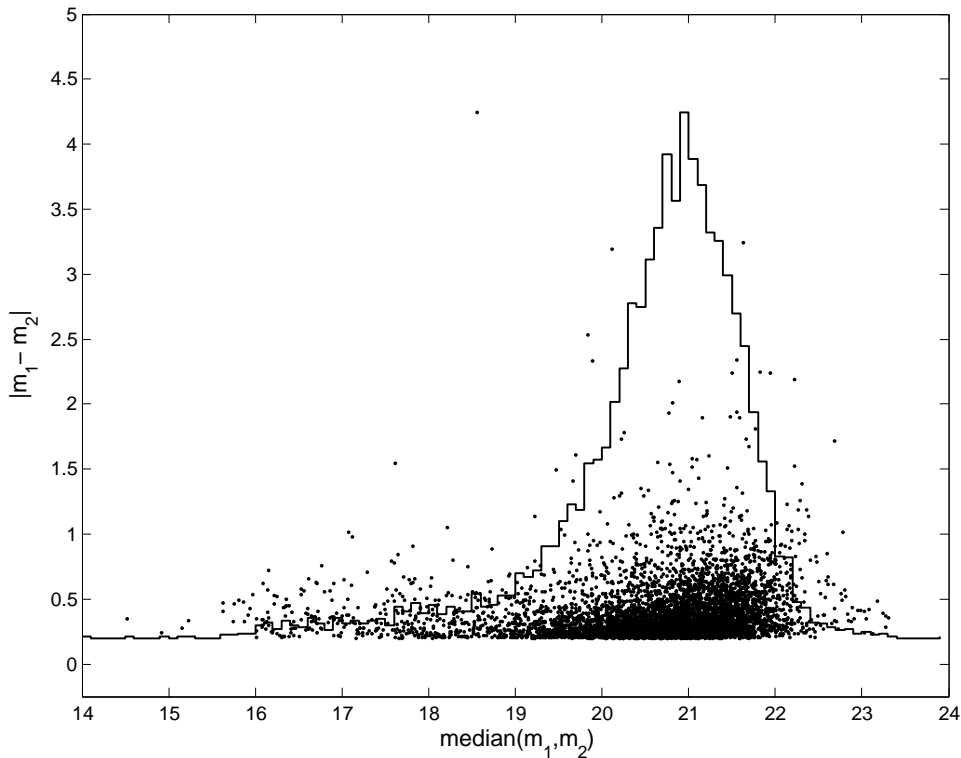


FIG. 4.4 – Chaque point de cette figure représente un objet détecté comme variable par le traitement dans les comparaisons doubles, dans un plan différence de magnitude en fonction de la magnitude. L’histogramme présente la distribution des magnitudes. Ce graphique montre qu’on détecte plus d’objets brillants avec une grande variation de magnitude que dans les comparaisons triples. Cet effet peut s’expliquer par la base de temps plus longue entre les deux mesures. 90% des objets sont détectés avec une variation de magnitude inférieure à 0,65, et 99% avec une variation inférieure à 1,22.

comme variables dans les comparaisons doubles. La répartition est similaire à celle des objets variables des comparaisons triples. On peut néanmoins remarquer que certains objets très brillants ont des variations de magnitudes élevées; il s’agit d’étoiles variables à forte amplitude de variation.

4.1.4 Formulaire de recherche d’objets

Afin de faciliter la caractérisation des objets dans les cas litigieux, il est possible d’utiliser un formulaire en ligne interactif (voir figure 4.5). Ce script, que nous avons mis en place avec Fabien Vitoz, extrait des catalogues les objets les plus proches d’une position donnée et découpe dans les images la zone centrée sur l’objet, de manière similaire à celles des pages de comparaisons. Un historique complet des paramètres de l’objet est alors disponible, et permet de définir sa nature de manière beaucoup plus certaine.

Ce formulaire peut s’utiliser de trois façons différentes. La première est une simple recherche de l’objet le plus proche d’une position donnée dans chaque image du Very Wide Survey précédemment traitée par le RTAS. Un exemple de ce type de recherche pour un candidat afterglow est montré dans la figures 4.7. La seconde est une recherche de tous les objets dans une aire donnée, centrée sur la position d’entrée. Celle-ci, contrairement au premier type de recherche,

Object informations

help

General parameters Selection interval <input type="text"/> ' <input type="text"/> " (optional)		<input type="radio"/> Hours format RA <input type="text"/> hh:mm:ss.ss DEC <input type="text"/> (+/-)dd:mm:ss.ss	
<input checked="" type="checkbox"/> HTML Output <input checked="" type="checkbox"/> ASCII File name : <input type="text"/> (optional)		<input checked="" type="radio"/> Degrees format RA <input type="text"/> xxx.xx...xx° DEC <input type="text"/> xx.xx...xx°	
Objects to display <input type="text"/> 20 (html output only) Objects limit <input type="text"/> 100000 <= 500000			
<input type="checkbox"/> Image filter Field of view <input type="text"/> QSO Run ID <input type="text"/> Duration of exposure <input type="text"/> Filter <input type="text"/>		<input type="checkbox"/> CCD filter CCD number <input type="text"/> Mu-max complitness <input type="text"/> Magnitude completeness <input type="text"/> USNO precision <input type="text"/>	
<input type="checkbox"/> Object filter Magnitude <input type="text"/> - <input type="text"/> Flag <input type="text"/> - <input type="text"/> FWHM <input type="text"/> - <input type="text"/>		<input type="checkbox"/> Comparison filter Object Type <input type="text"/>	
		Mag. diff. <input type="text"/> Exposure Time <input type="text"/>	

Clear data **Find object**

FIG. 4.5 – Le formulaire de recherche en ligne du RTAS tel qu'il apparaît sur la page web correspondante. Les différents filtres permettent de restreindre les recherches aux objets vérifiant les paramètres d'entrée.

permet d'avoir une découpe autour de la position des objets même dans les images où ils ne sont pas présents. Enfin, il est aussi possible dans un troisième temps de rechercher des objets d'une certaine catégorie sans position donnée, en utilisant les filtres mis à disposition dans le formulaire (voir figure 4.5). On obtiendra alors un catalogue de tous les objets du RTAS vérifiant les conditions d'entrée. Pour les trois types de recherche, les paramètres des images et de l'objet dans les catalogues et les comparaisons sont présents et téléchargeables pour une utilisation hors ligne.

4.1.5 Caractérisations

Dans cette partie sont présentées les statistiques sur la caractérisation manuelle des objets variables. Comme nous l'avons déjà vu, cette caractérisation s'effectue par le biais d'un formulaire en ligne permettant à un membre de la collaboration de définir la nature des objets parmi une dizaine de choix imposés. L'utilisateur peut choisir de valider un objet s'il considère qu'il s'agit

Results

new research

Download all data : web page + files

RA	DEC
16:0:13.01	-19:49:14.36
240.0542216	-19.8206561

Stats	
Catalogs found	14
Objects found	14
Double comparisons found	8
Triple comparisons found	9
Limit	~100000
Research time	0.88 s.

General parameters	Selection Interval Output File Name Objects	none ascii html results 20
Image filter	Field of view QSO Run ID Duration of exposure Filter	none none none none
CCD filter	CCD number Mu-max completeness Magnitude completeness USNO precision	none none none none
Object filter	Magnitude Flag FWHM	none none none
Comparison filter	Object Type Mag. Diff. Exposure Time	none none none

-- download .pro | download .ros | download .cat --

FIG. 4.6 – Une fois la recherche accomplie, une page apparaît avec les résultats de la recherche, offrant la possibilité de télécharger différentes données correspondant à l'objet trouvé.

bien d'une variation de magnitude d'origine astrophysique, ou bien de le rejeter dans le cas contraire. Les résultats sur les caractérisations permettent de juger l'aptitude du RTAS à séparer les fausses détections des vrais objets variables. Ces résultats étant sensiblement similaires d'une

Name: 805536p Run ID: 05AQ07 Field of view: 2418p004 USNO precision: 0.78 Filter: i Exposure time: 180 CCD: 10 Date: 2005-07-28		X: 762.810 Y: 470.698 RA: 240.0542216 DEC: -19.8206561 Mu-Max: 20.4414 Mag: 20.4938 FWHM: 1.617 Flag: 0.1 USNO: 12.680 distance: 0.00
Name: 805553p Run ID: 05AQ07 Field of view: 2418p004 USNO precision: 0.92 Filter: i Exposure time: 180 CCD: 10 Date: 2005-07-28		X: 765.241 Y: 473.726 RA: 240.0543322 DEC: -19.8208167 Mu-Max: 20.4096 Mag: 20.4997 FWHM: 1.848 Flag: 0.1 USNO: 13.373 distance: 0.49
Name: 805571p Run ID: 05AQ07 Field of view: 2418p004 USNO precision: 0.69 Filter: i Exposure time: 180 CCD: 10 Date: 2005-07-28		X: 766.299 Y: 478.005 RA: 240.0544300 DEC: -19.8210227 Mu-Max: 20.3367 Mag: 20.7709 FWHM: 5.286 Flag: 0.3 USNO: 14.156 distance: 1.00
Name: 797139p Run ID: 05AQ05 Field of view: 2418p004 USNO precision: 0.90 Filter: g Exposure time: 90 CCD: 10 Date: 2005-06-10		X: 763.994 Y: 409.977 RA: 240.0547337 DEC: -19.8203256 Mu-Max: 19.6418 Mag: 23.5413 FWHM: 0.446 Flag: 0.5 USNO: 13.281 distance: 1.94
Name: 797107p Run ID: 05AQ05 Field of view: 2418p004 USNO precision: 1.12 Filter: g Exposure time: 90 CCD: 10 Date: 2005-06-10		X: 785.136 Y: 418.057 RA: 240.0556983 DEC: -19.8196787 Mu-Max: 19.5444 Mag: 20.3698 FWHM: 4.737 Flag: 0.5 USNO: 15.195 distance: 5.60
Name: 797123p Run ID: 05AQ05 Field of view: 2418p004 USNO precision: 1.04 Filter: g Exposure time: 90 CCD: 10 Date: 2005-06-10		X: 779.142 Y: 433.994 RA: 240.0558893 DEC: -19.8201006 Mu-Max: 20.9160 Mag: 23.8441 FWHM: 0.552 Flag: 0.5 USNO: 16.435 distance: 6.09

FIG. 4.7 – Exemple d'utilisation du formulaire de recherche pour un candidat afterglow du RTAS. L'objet est présent sur les trois images de gauche, qui correspondent à une comparaison triple, mais est absent des autres images du même champ à droite, où il est remplacé par un astéroïde dans la seconde image. Ce candidat s'avère en fait être un objet trans-neptunien, du fait de son léger déplacement dans les trois images de gauche (voir la valeur "distance", qui correspond à la distance entre la position de l'objet et celle donnée en entrée du formulaire). Dans ce cas-là, une vérification a été effectuée avec le Minor Planet Checker, dans lequel on retrouve bien l'objet à la position attendue.

période d'observation à l'autre, tout du moins en proportion, j'ai choisi ici de ne présenter que ceux du run 05AQ01 (voir tableau 4.4).

Les 103 images acquises durant le run 05AQ01 atteignent la profondeur de $g' = 23,3$. Pourtant, ce sont celles qui contiennent le plus petit nombre d'objets par degré carré, environ 29 450. Le traitement de ces images par le RTAS a mené à 24 comparaisons triples et 28 comparaisons doubles. Parmi l'intégralité des comparaisons, celles de 05AQ01 sont celles qui contiennent un des plus grand nombres d'objets détectés variables par million d'objets communs. On peut donc considérer cette période d'observation comme la moins performante du point de vue du traitement. Ceci est majoritairement dû à la qualité bien moindre de l'image seule du doublet par rapport aux images du triplet.

Il apparaît de ces statistiques sur la caractérisation qu'une grande partie des objets détectés variables par le RTAS ne sont pas réellement variables, mais découlent de problèmes dans le processus de détection. Environ 90% des objets ont été rejetés par les membres de la collaboration comme fausses détections. Parmi celles-ci, on trouve beaucoup de problèmes dûs au seeing. Si on s'attarde sur les magnitudes de complétude obtenues au cours des différents traitements, on remarque que celles des comparaisons doubles sont très nettement inférieures à celles des catalogues et des comparaisons triples, avec une valeur de $g' = 22,6$. On peut donc en conclure que les images seules des doublets sont de moins bonne qualité que les images acquises durant la même nuit, et ceci à cause de conditions climatiques défavorables. Comme je l'ai expliqué dans la section 3.2.2, ceci entraîne des variations de magnitude difficilement corrigeables de manière

TAB. 4.4 – Statistiques sur la caractérisation des objets variables du run 05AQ01

	Triple	Pourcentage	Double	Pourcentage
Sans commentaire	1	0,41	0	0
Rayons cosmiques	10	4,13	31	9,48
Défaut CCD	42	17,36	100	30,58
Bord du CCD	2	0,83	9	2,75
Problème de Seeing	113	46,69	129	39,45
Objet Contaminé	55	22,73	9	2,75
Objet Faible	0	0	5	1,53
Autre	0	0	0	0
Galaxie	2	0,83	5	1,53
Etoile Variable	17	7,03	39	11,93
TNO	0	0	0	0
Candidat	0	0	0	0
Rejeté	222	91,7	283	86,54
Validé	19	7,8	44	13,46

globale, et donc un nombre de fausses détections grandement accru.

Une autre partie, non négligeable, des fausses détections provient des défauts CCD, ou plutôt d'objets traversés par ou à côté de défauts CCD. Ces défauts au sein de la mosaïque provoquent des variations de magnitude importantes, puisque chaque point comptabilisé pour un objet est considéré comme un point n'ayant reçu aucun photon. Les objets touchés par les défauts CCD sont des objets étendus, puisque nous retirons des objets variables tout ceux dont le centre est plus proche que 10 pixels d'un défaut. Les comparaisons doubles sont plus touchées par ce type de fausses détections, car, les images étant souvent décalées de quelques pixels, les objets proches de défauts CCD sont plus facilement éliminés dans les comparaisons triples, puisque nous retirons des objets variables les objets touchés par un défaut sur au moins une des images.

On peut enfin noter un nombre important de fausses détections dues à des objets contaminés dans les comparaisons triples. La magnitude de ces objets est faussée par la présence d'un astre proche plus brillant qu'eux. Il sont plus facilement classés comme objets variables dans les comparaisons triples, la tolérance sur la différence de magnitude étant moindre.

Les objets variables validés représentent environ 8% pour les comparaisons triples et 13% pour les comparaisons doubles. La majorité d'entre eux est des étoiles variables. Aucun objet n'a été classé comme TNO durant cette période d'observation¹; néanmoins, il faudrait regarder les résultats de la détection automatique d'astéroïdes pour être certain qu'aucun d'entre eux n'était dans les images. De même, aucun objet variable n'a été suffisamment intéressant pour être classé en tant que candidat. Pour les runs traités en temps réel, nous obtenons en général un ou deux candidat sérieux, que nous tentons de discriminer en recherchant sa présence dans les images du même champ acquises durant des périodes d'observation différentes, un mois ou un an auparavant.

Ces statistiques sur la caractérisation des objets montrent très clairement notre point de

1. Un TNO peut être détecté comme objet ayant disparu ou étant apparu par le RTAS si son mouvement entre les images de la comparaison triple n'est pas suffisant pour le classer comme objet seul.

vue conservatif sur la sélection des objets variables. Le nombre de fausses détections dues aux problèmes de seeing ou aux défauts CCD pourrait facilement être abaissé, mais nous risquons alors de manquer la détection d'un afterglow par ces coupures trop drastiques. Ceux-ci seront suffisamment peu nombreux, comme nous le verrons dans le chapitre suivant, pour que nous puissions nous permettre de "passer à côté". Au final, nous nous retrouvons avec environ 70 véritables objets variables pour un million d'objets astrophysiques, ce qui paraît relativement faible.

4.2 Nature des objets détectés par le RTAS

La caractérisation manuelle des objets détectés variables par le RTAS est une étape importante du traitement. L'utilisateur peut statuer sur la nature des objets grâce, d'une part, aux informations données sur la page Web des comparaisons, et d'autre part grâce aux autres images ou catalogues du même champ disponibles. L'utilisateur a notamment accès de manière conviviale aux images du DSS, en cliquant sur l'icône "DSS" présente pour chaque objet détecté variable, et au catalogue USNOA-2.0, mais aussi à d'autres images et catalogues par le biais d'Aladin, un logiciel en ligne permettant la recherche d'objets dans tous les programmes d'observation archivés. Lorsque ces recherches ne suffisent pas à discriminer la nature de l'objet, l'utilisateur peut utiliser le formulaire interactif de recherche d'images autour d'une position dans toutes les images du Very Wide Survey déjà traitées décrit précédemment. L'utilisation de ce programme de recherche suffit la plupart du temps à définir sa nature, et à classer l'objet dans une des douze catégories prédéfinies (voir section 3.2.3). Dans cette partie, je détaillerai ces différentes catégories et expliquerai les moyens que nous avons afin de les discriminer. Je m'attarderai plus longtemps sur deux sous-produits intéressants de la détection d'objets variables, les astéroïdes et les étoiles variables.

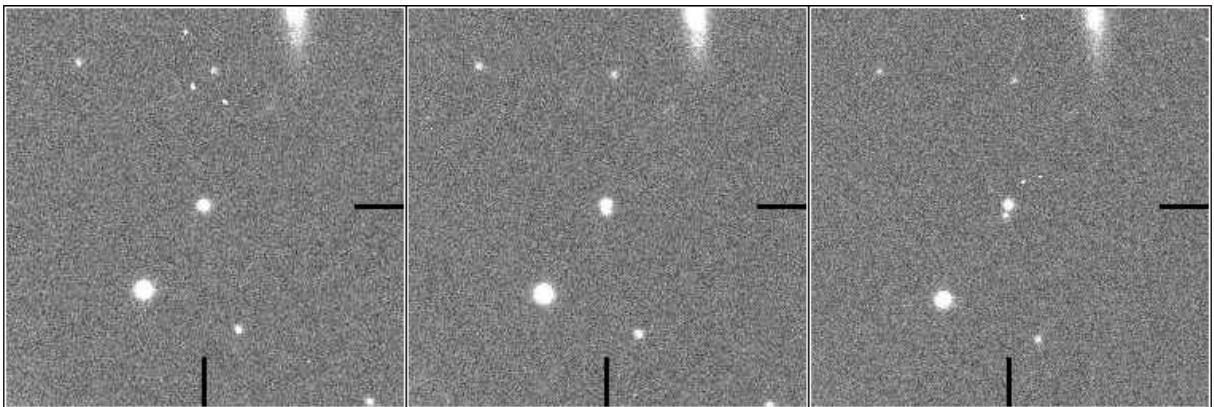


FIG. 4.8 – *Trois images consécutives d'un astéroïde sur superposant à un objet faible.*

4.2.1 Fausses détections

Comme nous l'avons vu dans la partie précédente, environ 90% des objets détectés variables par le RTAS ne sont pas de véritables objets variables. La plupart proviennent de défauts dans les images ou bien d'images de mauvaise qualité, comme les défauts CCD ou bien les problèmes de seeing. D'autres sont inhérents aux observations, comme les rayons cosmiques ou bien les contaminations dues à des étoiles très brillantes. Enfin, il arrive parfois qu'un événement exceptionnel génère des fausses détections, comme c'est le cas lorsqu'un astéroïde se superpose

à un objet ou bien lorsqu'un satellite passe dans le champ de vue de MegaCAM au moment de l'observation. Nous détaillerons ci-dessous les types d'objets classés dans les 12 catégories présentées à la fin du chapitre précédent.

Sans commentaire

Dans les premiers temps du RTAS, nous classions dans cette catégorie tout les objets dont nous ne savions que faire. Maintenant, ces objets sont classés dans la catégorie "Autre", et les objets classés comme "sans commentaires" sont des astéroïdes superposés à de véritables objets astrophysiques, ou bien des objets Trans-Neptuniens dont la vitesse de déplacement n'est pas assez grande pour les discerner dans les comparaisons triples, les catégorisant comme objets seuls dans les comparaisons doubles. La recherche d'astéroïdes ne s'effectuant qu'à partir des objets seuls, un astéroïde superposé à un véritable objet astrophysique n'y est pas inclu, puisque que c'est alors un objet commun. La plupart du temps, cette situation est identifiable facilement car le centre de l'objet dans l'image avec l'astéroïde n'est plus tout à fait à la même position que dans les deux autres images. Si après cette constatation le doute subsiste, nous recherchons l'astéroïde dans une zone plus étendue dans les images où il n'est pas visible. Nous avons également accès aux positions des astéroïdes brillants dans des bases de données disponibles sur Internet, telles que AstPlot (<http://asteroid.lowell.edu/cgi-bin/koehn/astplot>) et Minor Planet Checker (<http://scully.harvard.edu/~cgi/CheckMP>).

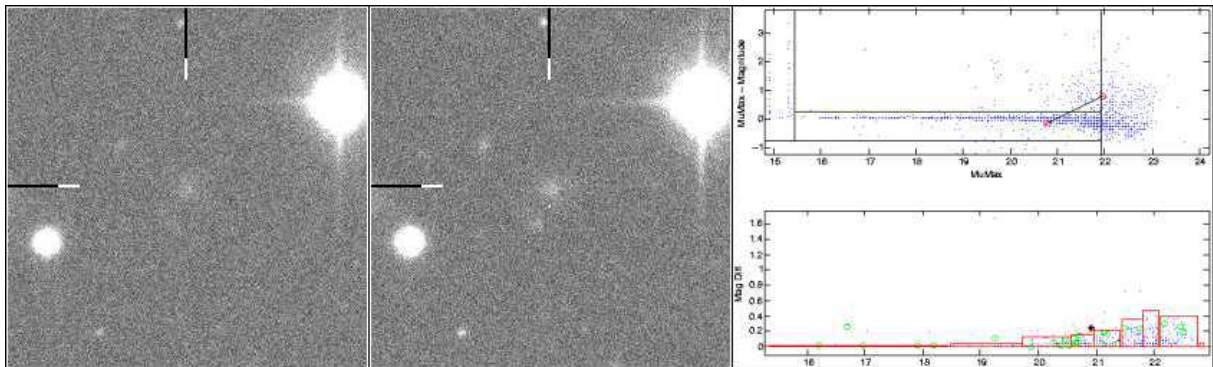


FIG. 4.9 – Rayons cosmiques "tombant" sur un objet faible, sur l'image de droite. On remarquera le déplacement caractéristique de l'objet sur le diagramme $\mu_{max} - \text{mag}$ en fonction du μ_{max} , selon une ligne proche de l'iso-magnitude.

Rayons cosmiques

Les rayons cosmiques sont des particules de très haute énergie interagissant avec les capteurs CCD. Sur les images, les rayons cosmiques se présentent comme des pixels ou des traînées très brillantes, et sont donc facilement identifiables. La quasi totalité des rayons cosmiques seuls sont retirés automatiquement par le RTAS (voir section 3.2.1). Par contre, un petit nombre d'entre eux a le bon goût d'interagir sur la mosaïque CCD à l'emplacement d'un véritable objet. Dans ce cas, puisque un rayon cosmique est vu comme un objet ponctuel très brillant, la magnitude de l'objet va peu varier², mais son μ_{max} lui augmentera de manière significative. Si le rayon cosmique n'est pas visible directement sur l'image de l'objet, la variation qu'il entraîne est par

2. Exception faite du cas où le rayon cosmique interagit à côté de l'objet, agrandissant la zone dans laquelle est calculée la magnitude, et donc augmentant plus nettement celle-ci.

contre aisément identifiable sur le diagramme $\mu_{max} - mag$ en fonction du μ_{max} , l'objet s'étant déplacé suivant un ligne d'iso-magnitude (voir figure 4.9).

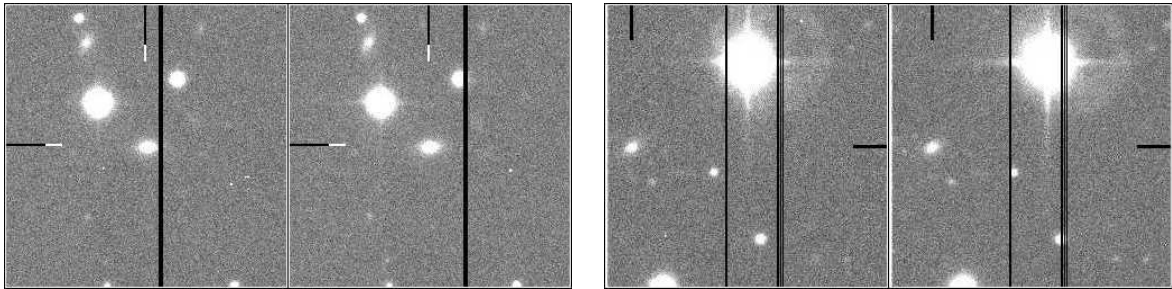


FIG. 4.10 – A gauche, un objet traversé par un défaut CCD. A droite, un objet proche du bord d'un CCD.

Défauts et bord du CCD

Les défauts CCD sont des pixels "morts" dans la mosaïque de MegaCAM, et sont visibles dans les images comme des lignes noires, le plus souvent verticales, ce qui les rend facile à identifier (voir figure 4.10). Pour le traitement automatique, nous disposons de fichiers regroupant les positions en x et y des défauts CCD pour chaque capteur, permettant d'éliminer les objets traversés par ceux-ci. Les objets passant outre cette coupure sont soit des objets trop larges (la coupure n'est effective que 10 pixels autour des défauts CCD), soit des objets traversés par un défaut CCD qui n'est pas répertorié dans nos fichiers. Dans tous les cas, l'identification des objets détectés variables à cause de défauts CCD est immédiate.

Les objets trop proches des bords de la mosaïque CCD sont aussi retirés automatiquement par le RTAS, car ils peuvent ne pas être contenus entièrement dans l'image. Là encore, les objets trop larges passent parfois outre cette coupure, mais sont aussi aisément identifiables par les repères non centrés sur la découpe de l'objet dans les pages de comparaisons.

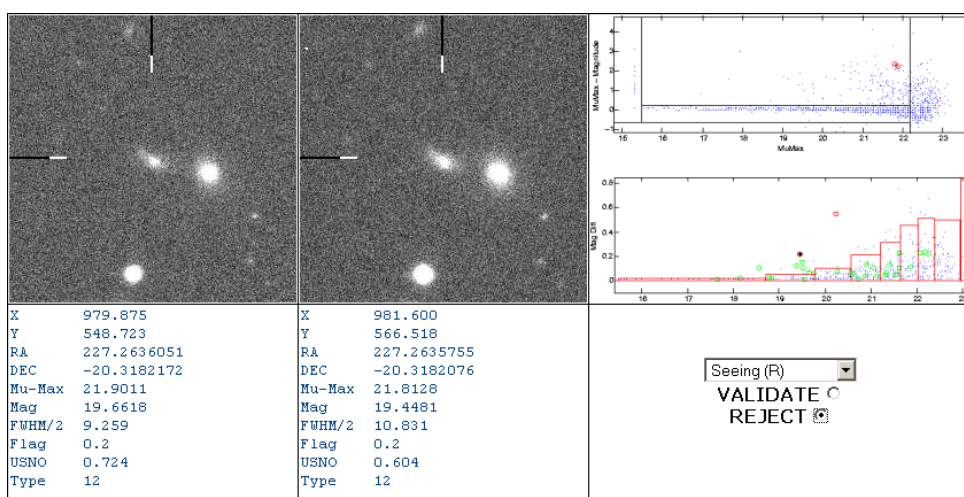


FIG. 4.11 – Objet détecté variable par le RTAS à cause d'un problème de seeing. Ce type de fausse détection est caractérisé par le fait que la FWHM de l'objet est plus grande dans l'image où il apparaît plus brillant.

Problème de seeing

J'ai décrit en détails ce type de fausse détection ainsi que la méthode utilisée pour les retirer dans la section 3.2.2. Ces problèmes de seeing constituent néanmoins la plus grande fraction des fausses détections, entre 40% et 50% des objets détectés variables. Pour repérer les objets détectés variables dans les comparaisons à cause du seeing, il suffit de regarder les variations de magnitude et de FWHM de l'objet. Si la variation de magnitude est inversement proportionnelle à la variation de FWHM et que le μ_{max} varie peu, il s'agit probablement d'un problème de seeing. Ces fausses détections sont de loin les plus pénibles à discriminer, puisqu'elles nécessitent une analyse approfondie des paramètres de l'objet et souvent de faire appel au formulaire interactif de recherche.

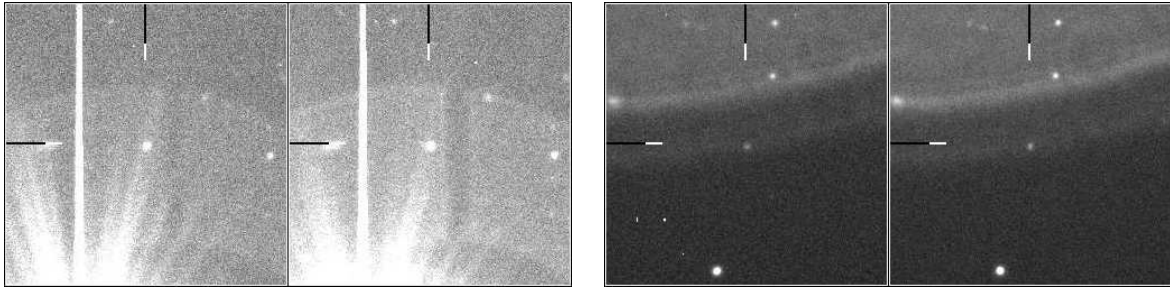


FIG. 4.12 – *A gauche, un objet contaminé par le halo d'une étoile brillante. A droite, un objet faible, dont il est difficile d'apprécier l'authenticité de la variabilité.*

Objet contaminé et objet faible

On dit qu'un objet est contaminé lorsqu'il est situé dans le halo d'une étoile brillante ou bien qu'il est très proche d'un autre objet. Pour les objets seuls, les objets contaminés sont ceux dont les artefacts dus à une étoile très brillante masque partiellement l'objet. Ces fausses détections sont facilement identifiables sur les images des pages de comparaisons (voir figure 4.12).

Les objets faibles détectés variables sont la plupart du temps des galaxies étendues mais très peu brillantes. Le calcul de la magnitude de ces objets étant très dépendant du bruit de fond ainsi que de la FWHM de l'objet, les variations qu'ils entraînent suffisent parfois à les extraire comme objets variables.

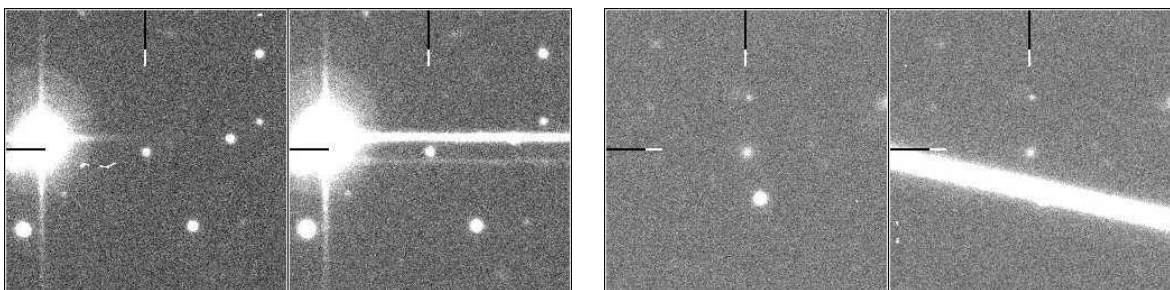


FIG. 4.13 – *A gauche, le cas particulier d'une erreur de lecture des capteurs CCD, propageant les artefacts des étoiles brillantes sur une grande distance. A droite, un satellite traversant le champ de vue, masquant un objet et contaminant un second.*

Autre

Dans la catégorie "Autre" sont surtout placés des objets détectés variables à cause d'événements ponctuels et rares, comme par exemple le passage d'un avion ou d'un satellite dans le champ de vue de la caméra au moment de l'acquisition de l'image. Ils laissent des traînées rectilignes sur les images du fait de leur déplacement, qui masquent parfois les objets astrophysiques ou bien décalent de quelques dixièmes de seconde d'arc leur centroïde, et sont donc aisément identifiables.

Même si les fausses détections représentent 90% des objets détectés variables par le RTAS, la majorité d'entre elles est très facilement identifiable, et peut donc être rejetée efficacement et rapidement dans les pages de comparaisons. Seuls les astéroïdes superposés à un objet et les problèmes de seeing demandent parfois une analyse plus minutieuse, et nécessitent bien souvent de regarder des images du même champ mais acquises durant des périodes d'observation différentes, afin de pouvoir être catégoriquement classés comme tels.

4.2.2 Astéroïdes

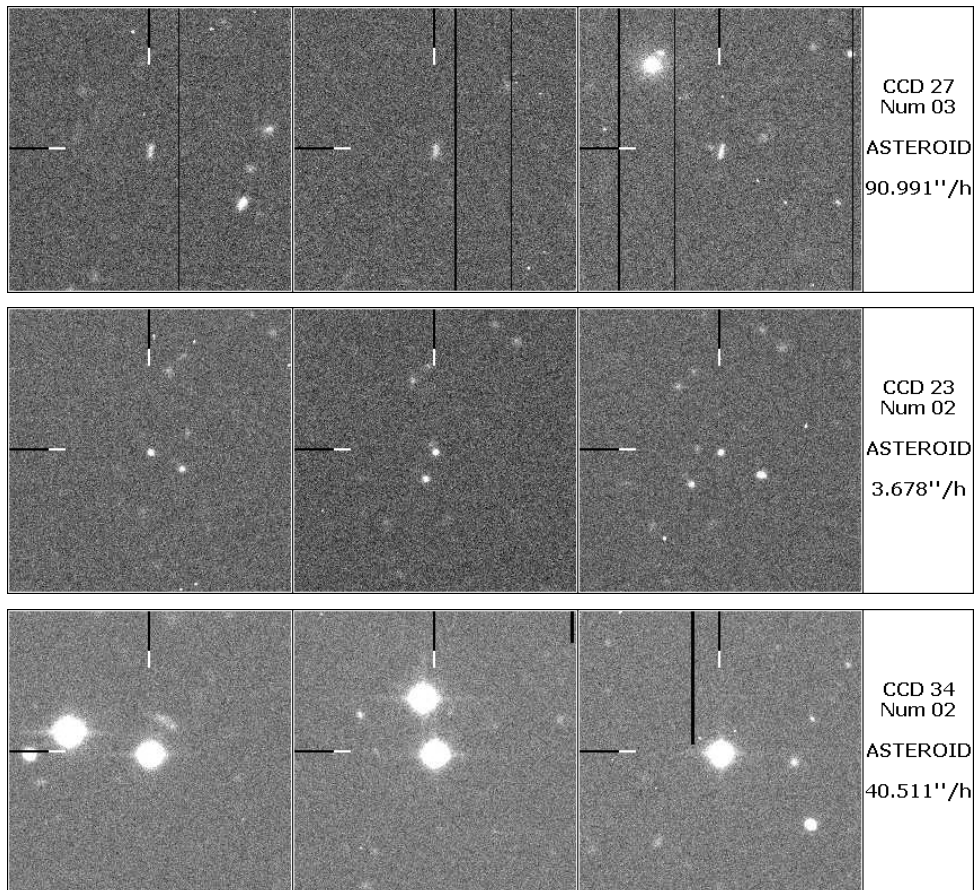


FIG. 4.14 – Images de trois astéroïdes détectés dans les comparaisons triples. En haut, un objet à mouvement rapide, au milieu un objet de la ceinture de Kuiper, et en bas un astéroïde brillant de la ceinture principale.

Dans cette partie, je considérerai comme astéroïde tout objet mouvant détecté automatiquement par le RTAS, aussi bien les objets de la ceinture principale, que ceux de la ceinture de Kuiper, ou encore les objets trans-neptuniens (voir la figure 4.14 pour quelques exemples). Bien

évidemment, la recherche automatique des astéroïdes dans les comparaisons triples n'est pas cent pour cent efficace. Nous échappent notamment les objets mouvants changeant de CCD lors de leur déplacement, les astéroïdes superposés à de véritables objets astrophysiques, ainsi que les objets dont le déplacement est inférieur à $1''.h^{-1}$ (ceux-ci peuvent néanmoins être détectés comme objets seuls dans les comparaisons doubles, voir figure 4.15) ou supérieur à $100''.h^{-1}$. De plus, un très petit nombre d'objets détectés comme mouvants par le RTAS ne sont pas de véritables astéroïdes. Il s'agit la plupart du temps d'artefacts dus à une étoile très brillante, malencontreusement alignés et de même magnitude.

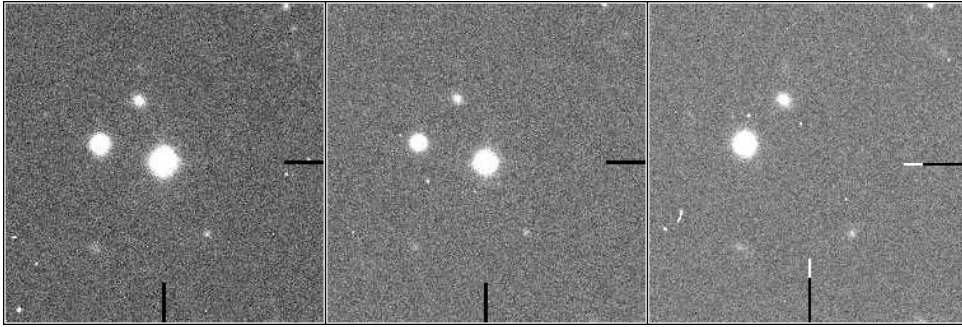


FIG. 4.15 – L'astéroïde *Legias* dans deux des trois images du triplet à gauche, et la même position dans le doublet un jour plus tard à droite. Le déplacement insuffisant dans le triplet d'images a fait en sorte que cet astéroïde connu soit détecté comme objet seul dans la comparaison double associée.

Les objets mouvants constituent un sous-produit intéressant du RTAS, à partir duquel des études peuvent être menées. Ormis les objets trans-neptuniens, qui sont déjà étudiés en détails par l'équipe canadienne du Very Wide Survey, le grand nombre d'objets mouvants permet de disposer d'un échantillon statistique important, et de rechercher des types d'astéroïdes particuliers. Même si les trois positions obtenues à partir des comparaisons triples sont très rapprochées temporellement, il est néanmoins possible, à partir des vecteurs vitesses des objets mouvants d'obtenir d'une part la répartition des vitesses de déplacement des astéroïdes, et d'autre part de calculer approximativement leurs paramètres d'orbite, et ainsi de différencier les familles d'objets mouvants détectés par le RTAS (voir figure 4.16).

A partir des astéroïdes de la ceinture principale, nous avons commencé avec Alain Klotz, chercheur au Centre d'Etude Spatiale des Rayonnements, une étude sur les astéroïdes doubles. Ces astéroïdes sont identifiables à partir de leur courbe de lumière caractéristique, et donc détectables de par leur variation de magnitude au sein du triplet d'images. Cette étude, qui fait l'objet d'une publication en préparation, permettra de déduire des limites au nombre d'astéroïdes doubles jusqu'à la magnitude d'environ 22.

4.2.3 Etoiles variables

Compte tenu de la stratégie d'observation du Very Wide Survey et des performances du RTAS, il est possible de détecter des étoiles variables sur des intervalles de temps de l'ordre de l'heure ou de la journée, et avec une amplitude de variation minimum de 0,2 magnitude. Les étoiles variables constituent la grande majorité des véritables objets variables détectés par le RTAS. Les plus brillantes sont aisément identifiables par le fait qu'elles sont déjà présentes dans le catalogue USNOA-2.0 ou bien dans les images du DSS. Pour caractériser les moins brillantes, il est parfois nécessaire de se reporter à l'outil Aladin pour afficher toutes les images

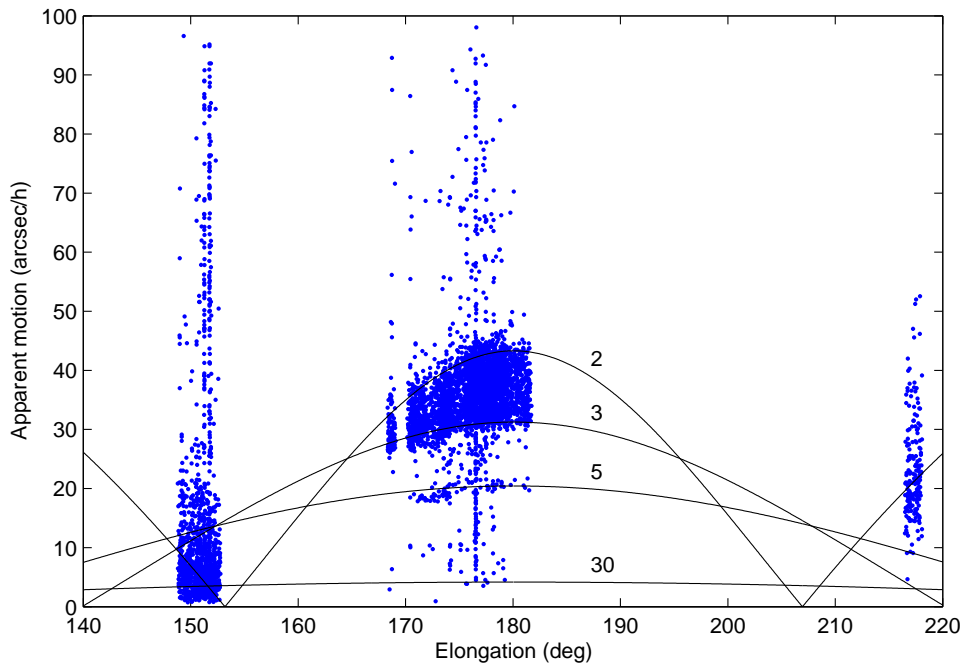


FIG. 4.16 – Cette figure, produite par Alain Klotz, présente chaque objet mouvant détecté par le RTAS dans un plan vitesse relative en fonction de son élongation. Les différentes courbes montrent des trajectoires circulaires pour un demi-grand axe de 2, 3, 5 et 30 unités astronomiques (UA). Il est d'ores et déjà possible de distinguer les astéroïdes de la ceinture principale (entre 2 et 3 UA), des astéroïdes dits "Troyens" (autour de 5 UA). La dispersion des points provient du fait qu'en moyenne l'ellipticité des orbites des astéroïdes est de 0,2, et non 0.

et catalogues disponibles à la position de l'étoile, en particulier le catalogue USNOB-1.0 et les images des programmes 2-mass et SDSS. Si cela ne s'avère pas suffisant, nous utilisons notre outil de recherche afin de confirmer la présence de l'étoile dans les images du même champ prises précédemment dans le cadre du Very Wide Survey.

Une analyse des étoiles variables détectées par le RTAS a été effectuée par Thibault Levieuge, étudiant en première année de Master d'astrophysique, dans le cadre de son stage, sous la direction de Jean-Luc Atteia et de moi-même. Cette étude avait pour but d'une part de répertorier tous les types d'étoiles variables susceptibles d'être vues comme telles dans les images du Very Wide Survey, et d'autre part de classer les étoiles variables détectées par le RTAS par type, selon leur variabilité. Malgré les courbes de lumière très restreintes que nous obtenons des données du RTAS (seulement quatre mesures sont disponibles pour chaque objet, représentant les trois images du triplet et l'image seule du doublet), il s'est avéré possible d'obtenir une classification grossière des étoiles variables, et en particulier de déterminer la nature des étoiles ayant une très grande variation de magnitude.

La première constatation sur cette étude fut que la plus grande partie des étoiles variables est détectée avec une variation de magnitude inférieure à 0,8 (voir figure 4.18). L'analyse menée par Thibault Levieuge montre que les étoiles variables détectées avec une variation de magnitude inférieure à 0,8 sont pour la majorité des étoiles doubles à éclipse et des RR Lyrae. Si l'on considère une étoile double composée de deux astres ayant la même luminosité, la valeur maximale de variation de magnitude de ce système est de $\Delta m = -2,5 \times \log_{10}(0,5) = 0,753^3$. Cela

3. Cette règle présente néanmoins quelques exceptions, dont l'étoile double Algol, qui atteint des variations de

correspond tout à fait aux variations détectés par le RTAS. Les RR Lyrae sont des étoiles géantes pulsantes de type A ou F. Elles sont variables sur une période de la demi-journée environ avec une amplitude maximale proche de l'unité. La magnitude absolue de ces étoiles étant connue (elle vaut 1), il est possible de calculer leur distance en utilisant nos magnitudes d'observation. Une RR Lyrae observée avec une magnitude 17 se trouverait donc à 16 kiloparsecs, ce qui est compatible avec les dimensions du halo de la galaxie. Les RR Lyrae peuvent donc représenter une part non négligeable des étoiles variables brillantes détectées par le RTAS.

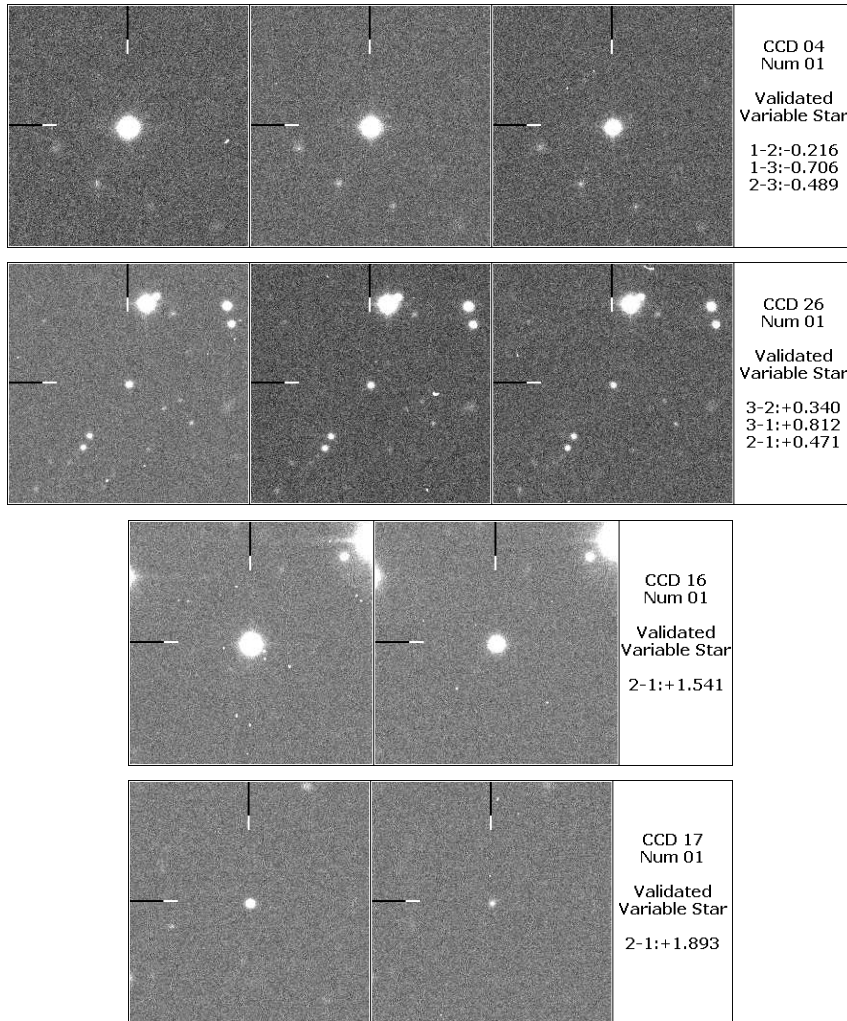


FIG. 4.17 – Images de quatre étoiles remarquables. De haut en bas: une étoile brillante détectée avec une variation de 0,7 magnitude en moins de 2 heures dans les comparaisons triples, une étoile faible détectée avec une variation de 0,8 magnitude en moins de 2 heures aussi dans les comparaisons triples, une étoile brillante avec une variation de 1,5 magnitude en 1 jour (probablement une RR Lyra), et enfin une étoile éruptive, présentant une variation de 1,9 magnitude en 1 jour.

Les étoiles variables plus faibles, et qui montrent des variations de magnitude plus grandes, sont probablement des étoiles éruptives, ou étoiles à flare. Ces étoiles, des naines rouges de type K ou M, peuvent atteindre des variations de six magnitudes en quelques heures. Leur magnitude absolue étant comprise entre 9 et 12, et leur magnitude d'observation entre 16 et 23,5, cela les

place à des distances inférieure à 3 kpc, compatibles avec la taille de notre galaxie. La plupart du temps, ces étoiles éruptives ne sont présentes dans aucun catalogue ou image provenant d'autre programme d'observation, et leur variabilité importante en peu de temps peut les faire confondre avec des afterglows de sursauts gamma. Elles constituent donc notre principale source de confusion pour la recherche d'afterglows de sursaut gamma.

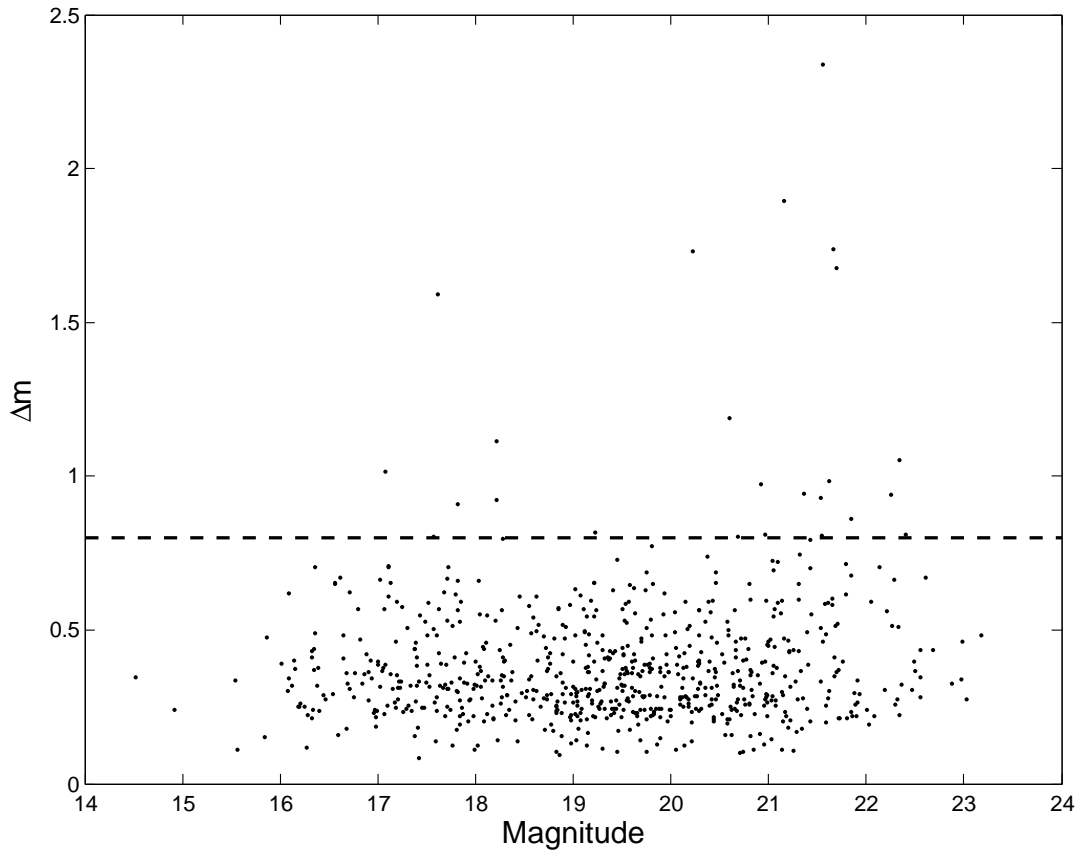


FIG. 4.18 – 788 objets détectés comme variables par le RTAS et caractérisés manuellement comme étoiles variables dans un diagramme représentant la valeur absolue de la différence de magnitude en fonction de la magnitude. Le fait important est que la majorité des étoiles variables est détectée avec une variation de magnitude inférieure à 0,8, laissant supposer des types d'étoiles variables différents.

The CFHTLS real time analysis system: “optically selected GRB afterglows”[★]

Overview and performance

F. Malacrino¹, J.-L. Atteia¹, M. Boër², A. Klotz^{2,3}, C. Veillet⁴, and J.-C. Cuillandre⁴
on behalf of the GRB RTAS Collaboration

¹ Laboratoire d’Astrophysique de Toulouse-Tarbes, Observatoire Midi-Pyrénées (CNRS-UMR5572/Université Paul Sabatier Toulouse III), 14 avenue Édouard Belin, 31400 Toulouse, France
e-mail: fmalacri@ast.obs-mip.fr

² Observatoire de Haute-Provence, 04870 Saint-Michel l’Observatoire, France

³ Centre d’Étude Spatiale des Rayonnements, Observatoire Midi-Pyrénées (CNRS/UPS), BP 4346, 31028 Toulouse Cedex 04, France

⁴ Canada-France-Hawaii Telescope Corp., Kamuela, HI 96743, USA

Received 12 May 2006 / Accepted 13 August 2006

ABSTRACT

Aims. We describe a deep and wide search for optical GRB afterglows in images taken with MegaCAM at the Canada France Hawaii Telescope, within the framework of the CFHT Legacy Survey.

Methods. This search is performed in near real-time thanks to a Real Time Analysis System (RTAS) called “Optically Selected GRB Afterglows”, which has been installed on a dedicated computer in Hawaii. This pipeline automatically and quickly analyzes Megacam images to construct catalogs of astronomical objects, and compares catalogs made from images taken at different epochs to produce a list of astrometrically and photometrically variable objects. These objects are then displayed on a web page to be characterized by a member of the collaboration.

Results. In this paper, we comprehensively describe the RTAS process from image acquisition to the final characterization of variable sources. We present statistical results based on one full year of operation, showing the quality of the images and the performance of the RTAS. The limiting magnitude of our search is $r' = 22.5$ on average and the observed area amounts to 1178 square degrees. We have detected about 13×10^6 astronomical sources of which about 0.01% are found to vary by more than one tenth of a magnitude. We discuss the performance of our instrumental setup with a sample of simulated afterglows. This sample allows us to compare the efficiency of our search with previous works, to propose an optimal observational strategy, and to discuss general considerations on the searches for GRB optical afterglows. We postpone to a forthcoming paper the discussion of the characterization of variable objects we have found, and a more detailed analysis of the nature of those resembling GRB afterglows.

Conclusions. The RTAS has been continuously operating since November 2004. Each month 15–30 square degrees are observed many times over a period of 2–3 nights. The real-time analysis of the data has revealed no convincing afterglow candidate so far.

Key words. gamma rays: bursts – methods: data analysis – techniques: image processing

1. Introduction

Long gamma-ray bursts (hereafter GRBs) are cosmological events due to powerful stellar explosions in distant galaxies. They are composed of two phases: the prompt emission, a short and bright flash of γ -ray and X-ray photons, and the afterglow, a fainter decaying emission visible from X-ray to radio wavelengths. Current observations of the prompt GRB emission and of the afterglow are satisfactorily described in the framework of the internal-external shock model. This model explains the prompt emission as the radiation emitted by internal shocks within an unsteady outflow of ultra-relativistic material (Rees & Mészáros 1994), and the afterglow by the shock of the ultra-relativistic outflow on the medium surrounding the source (e.g.

Rees & Mészáros 1992; Mészáros & Rees 1997; Wijers et al. 1997). Based on theoretical and observational grounds, there is now a general consensus on the fact that the prompt GRB emission is collimated into a jet which broadens gradually as its bulk Lorentz factor decreases.

One strong argument in favor of GRB collimation is that it greatly reduces the energy requirements at the source. For example an event like GRB 990123 would have released of the order of 3×10^{54} erg of high-energy radiation if it were radiating isotropically (Kulkarni et al. 1999). This energy budget can be reduced to 2×10^{51} erg if we assume that the prompt γ -ray emission was collimated into two opposite jets with a *FWHM* of 2.9° (e.g. Frail et al. 2001). Theoretical calculations of the evolution of the ejecta have shown that the afterglows of beamed gamma-ray bursts must exhibit an achromatic “jet break” when $1/\Gamma$, the inverse of the bulk Lorentz factor of the jet, becomes comparable to θ , the opening angle of the jet (Rhoads 1997). From the observational point of view, the light-curves of several GRB afterglows display achromatic breaks, observed at optical and X-ray wavelengths, hours to days after the burst (e.g.

[★] Based on observations obtained with MegaPrime/MegaCam, a joint project of CFHT and CEA/DAPNIA, at the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) which is operated by the National Research Council (NRC) of Canada, the Institut National des Science de l’Univers of the Centre National de la Recherche Scientifique (CNRS) of France, and the University of Hawaii.

Harrison et al. 1999), providing strong observational evidence in favor of GRB beaming. Interpreting these breaks as signatures of the beaming of the high-energy emission gives opening angles ranging from 3° to 30° . Even if the signature of GRB jets in the light-curves of the afterglows remains a subject of debate (see for instance Wei & Lu 2000; Moderski et al. 2000) and if other causes can produce breaks in GRB afterglow light-curves (e.g. cooling breaks, Sari 1998), the jet break interpretation is supported by the intriguing fact that the energy output corrected from beaming appears well clustered around 10^{51} erg, with a dispersion much smaller than the energy output obtained assuming isotropic emission (Frail et al. 2001; Panaitescu & Kumar 2001; Bloom et al. 2003). This result can be interpreted as the evidence that GRBs have a standard energy reservoir (Frail et al. 2001; Panaitescu & Kumar 2001; Piran et al. 2001), or as the evidence that GRB jets have a universal configuration (Zhang & Mészáros 2002).

One remarkable prediction of the models of jetted GRBs is that the jet starts to spread out when the afterglow is still detectable, allowing the afterglow to become visible for off-axis observers. This prediction has led to the concept of “orphan afterglows”, initially used for the afterglows of off-axis GRBs. Afterglows of off-axis GRBs have been studied from a theoretical point of view by many authors (Rhoads 1997; Rhoads 1999; Wei & Lu 2000; Totani & Panaitescu 2002; Nakar et al. 2002; Dalal et al. 2002). Recently, it has been realized that orphan afterglows could be also produced by failed on-axis GRBs, which are fireballs with Lorentz factors well below 100 but larger than a few (Huang et al. 2002).

This short discussion illustrates the reasons that make the existence of orphan afterglows quite probable (both from off-axis GRBs and from failed GRBs), and their relation with GRBs non-trivial (e.g. Dalal et al. 2002; Huang et al. 2002). Given the potential pay-off which would result from the detection of even a few orphan afterglows (energetics, distance, rate of occurrence...), it is important trying detecting them. As explained above, the detection of orphan GRB afterglows offers a complementary way to test the beaming hypothesis and can constrain the beaming factor. Additionally, since afterglows of off-axis GRBs are expected to be more numerous but fainter, they will be detectable at lower redshifts. Their detection could thus help estimating the local population of faint GRBs ($z \ll 0.1$), of which GRB 980425 ($z = 0.0085$) and GRB 060218 ($z = 0.033$) are the best known examples.

In short, we are motivated by the fact that the detection of orphan afterglows may open a completely new way to detect GRBs and permit the study of a population of GRBs which is not or very poorly studied at present (all GRBs known to date having been detected by their high-energy emission). The motivations driving the searches for GRB orphan afterglows have been discussed by various authors like Totani & Panaitescu (2002), Nakar & Piran (2002), Kehoe et al. (2002), Groot et al. (2003), Rykoff et al. (2005) in the optical range, by Greiner et al. (1999) for X-ray afterglows, and by Perna & Loeb (1998), Levinson et al. (2002), Gal-Yam et al. (2006) for radio afterglows. One difficulty of this task, however, is that we have little theoretical indication on the rate and luminosity of orphan afterglows, two parameters which are essential in designing a strategy to search these sources. The scarcity of the GRBs suggests nevertheless that the detection of orphan afterglows will require the monitoring of a wide area of the sky.

Untriggered searches for GRB afterglows have already been attempted by a few teams, with really different observational parameters, but unsuccessfully. Rykoff et al. (2005) performed

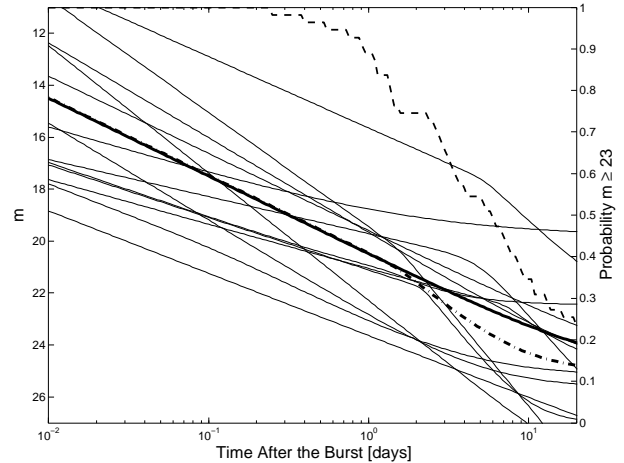


Fig. 1. This figure shows 14 afterglow light-curves generated with parameters summarized in Zeh et al. (2005). The bold line and the bold dash-dotted line show the light curves of a typical afterglow ($\alpha_1 = 1, 2$, $\alpha_2 = 2$, $t_b = 1, 5$ days, $m_1 = 20, 5$, $m_b = 21$, $m_h = 25$) without and with a break respectively. The bold dashed line is the fraction of afterglows brighter than 23rd magnitude at a given time (right hand scale). Nearly 90% of the afterglows are visible at magnitude $m \leq 23$, one day after the burst and 50%, 6 days after the burst.

such a search with the ROTSE-III telescopes, covering a wide field at low sensitivity. On the contrary, Becker et al. (2004) have favoured a very deep survey, but with a very small field of view. They have found two interesting transient objects, which have recently been confirmed as flare stars (Kulkarni & Rau 2006). A similar attempt has also been performed by Rau et al. (2006), and once again an object behaving like a GRB afterglow has been detected, which was later identified as a flare star (Kulkarni & Rau 2006). Vanden Berk et al. (2002) have searched GRB afterglows in the data of the SDSS survey. A very interesting transient was found, but it appeared to be an unusual AGN (Gal-Yam et al. 2002). So far no convincing optically selected GRB afterglow has been found. The failure of these searches is essentially the consequence of the scarcity of GRBs and of the faintness of their afterglows. The combination of these two factors implies that searches for orphan afterglows must be deep and cover several percent of the sky to have a reasonable chance of success. The search presented in this paper has a magnitude limit which is about the same as the search of Rau et al. (2006), but a sky coverage which is 50 times larger.

Our search for untriggered GRB afterglows uses images collected for the Very Wide Survey (one of the three components of the CFHT Legacy Survey, see <http://www.cfht.hawaii.edu/Science/CFHTLS/>) at the Canada-France-Hawaii Telescope. In the next section, we present the observational strategy used in this study. Section 3 introduces the Real Time Analysis System, with more details given in Sect. 4 (catalog creation) and in Sect. 5 (catalog comparison). In Sect. 6 we analyze the performance of the RTAS during one full year of observation. Comparison with previous studies will be done in Sect. 7. The last two sections encompass global considerations on afterglow search, the description of an “optimal” survey and our conclusions. All the web pages mentioned in this paper can be found at our web site: <http://www.cfht.hawaii.edu/~grb/>

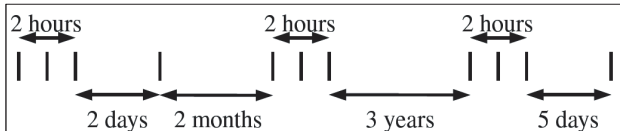


Fig. 2. This diagram shows the observational strategy for one field of the Very Wide Survey. Each vertical line stands for one exposure, the exposure time depends on the filter, but is typically of the order of 100 s. 15 new fields or more are observed each month.

2. The Canada-France-Hawaii Legacy Survey

The Canada-France-Hawaii Telescope (hereafter CFHT) is a 3.6 m telescope located on the Mauna Kea in the Big Island of Hawaii. Built in the late 70's, it has been equipped in 2003 with a high-performance instrument, MegaCAM. MegaCAM is a 36 CCD imager covering about 1 square degree field of view. Each CCD frame has 2048×4612 pixels, for a total of 340×10^6 pixels. It observes the sky through 5 filters ($u^* g' r' i' z'$), with a resolution of $0.185''$ per pixel. These characteristics, combined with the excellent climatic conditions at the site, provide very good quality images.

The CFHT Legacy Survey is the main observing program at the CFHT since June 2003. It is composed of 3 different surveys:

- the Wide Synoptic Survey, covering 170 deg^2 with all the 5 MegaCAM filters ($u^* g' r' i' z'$) down to approximately $i' = 25.5$. The main goal of this survey is to study large scale structure and matter distribution in the universe;
- the Deep Synoptic Survey which covers 4 deg^2 down to $i' = 28.4$, and through the whole filter set. Aimed mainly at the detection of 2000 type I supernovae and the study of galaxy distribution, this survey will allow an accurate determination of cosmological parameters;
- the Very Wide Survey, covering 1200 deg^2 down to $i' = 23.5$, with only 3 filters ($g' r' i'$). As it has been initially conceived to discover and follow Kuiper Belt Objects, each field is observed several times, according to the strategy explained in Fig. 2.

The images taken by the CFHT are pre-processed by a pipeline called Elixir (Magnier & Cuillandre 2004), which flattens and defringes each CCD frame and computes gross astrometry and photometry. About 20 min are needed to transfer the data from the telescope to Waimea and to process them with Elixir. Thanks to this pipeline, calibrated images are available in quasi-real time for the RTAS.

Although the Deep Synoptic Survey has a very interesting observational strategy, preliminary simulations have shown that the number of afterglow detections expected in near real time is very low compared to the Very Wide Survey. With relatively deep observations and very good quality images, the Very Wide Survey represents a credible opportunity to detect GRB afterglows independently of the prompt emission. Moreover, this is the only sub-survey with a well defined observational recurrence which can be used to compare images between them in order to detect variable, new, and/or vanishing objects, such as GRB afterglows. However, since we restrict the comparisons to objects detected in images taken during the same run, we are only able to detect objects with strong and fast variability.

3. The real time analysis system

It is generally accepted that the most important quality in afterglow detection is speed. The Real Time Analysis System has

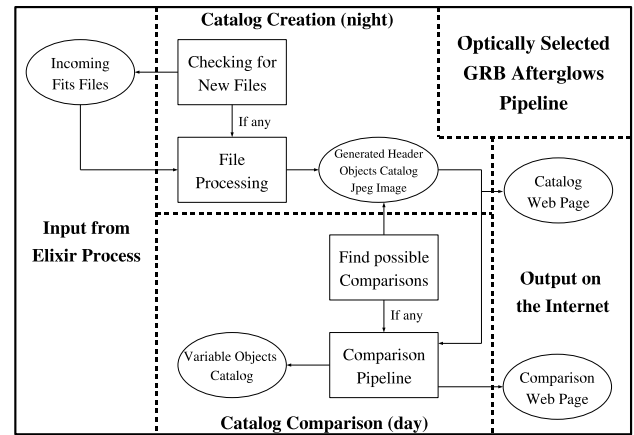


Fig. 3. This diagram shows the global mechanism of the RTAS pipeline and the interactions between the different components.

been built to allow a quick follow-up of the afterglow candidates. Its goal is to analyze in quasi-real time ($<24 \text{ h}$) images of the Very Wide Survey to detect objects behaving like afterglows of GRBs. To permit quick automatic analysis, we have decided to work with catalogs of objects, and to compare between them catalogs of the same field of the sky taken at different times. Although the USNO-A2 catalog (Monet et al. 1998) is used to astrometrically calibrate images, and the Digitized Sky Survey (DSS) to quickly characterize bright objects, we have no reference but ourselves for objects fainter than $\sim 20 \text{ mag}$, because of the depth and width of the Very Wide Survey.

Observations along the year at the CFHT are divided into runs, which are periods between two full moons lasting about 2 weeks. The optimization of the CFHT observational strategy during a run implies that we don't know in advance when the images for the Very Wide Survey will be taken, because this depends on the weather, and on the pressure from other observational programs in queue observing mode. Two half-nights are generally dedicated to the Very Wide Survey, during which 15 fields at least are observed once to four times. This unpredictability is the reason why it is very important for the RTAS to be fully automatic. The main script is launched every fifteen minutes to check for new images to be processed, and the whole process is done without human intervention.

The RTAS has been installed on a dedicated computer at the CFHT headquarters. It is composed of many Perl scripts which prepare files and generate code for the other software used by the process. FITS to GIF conversion is done with IRAF¹, catalogs of objects with SExtractor, and the system core is coded for Matlab. Perl scripts also generate HTML and CSS outputs, which become accessible from the CFHT web page. CGI scripts used for catalog and comparison validation are also coded in Perl.

As shown in Fig. 3, the RTAS can be divided into two distinct parts, a *night process* for the catalog creation, and a *day process* for the catalog comparison. All results generated by the automatic pipeline are summarized on dynamic HTML web pages. Members of the collaboration are then able to check the process with a nice interface from any place which has internet connectivity.

¹ IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatories, which are operated by the Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., under cooperative agreement with the National Science Foundation.

4. Catalog creation

The catalog creation process is composed of two main parts. The first part consists in the reduction of the useful information from about 700 MB, the size of an uncompressed MegaCAM image processed by Elixir, to a few tens of MB². The second part prepares the comparison between catalogs by astrometrically and photometrically calibrating objects, and sorting them according to their astrophysical properties.

Although images from the Very Wide Survey are processed one by one, the entire process works separately with each of the 36 CCD frames of an image, for two main reasons. First, the Elixir pipeline outputs one FITS file per CCD frame, so it is easier to use the same kind of data. Second, the astrometric calibration, which is the most time consuming operation in the catalog creation process, is made faster, but still accurate enough, since each CCD frame contains from 500 to a few thousand objects, depending on the filter used, the exposure time and the pointed sky region (see Fig. 8). Working with individual CCD frames has no major impact on the RTAS. The comparisons can be done within each CCD frame separately, since the pointing of the telescope is highly reproducible, and the CCD frames in images taken at different times overlap almost exactly.

In a first pass, the process detects the presence of new files in the directory where the Elixir pipeline pushes processed MegaCAM images, and waits for the image to be complete (with one file for each CCD frame). Images which are not part of the Very Wide Survey or which have already been processed are rejected; otherwise a backup of the files is done, allowing to reprocess them in case of an error in the treatment. In a second time, the FITS files of each CCD frame are converted into GIF images using IRAF, and then into JPEG images using the unix *convert* command. Then, the FITS header for each CCD frame is extracted and copied in an ASCII file. Some entries contained in this header are pushed as input parameters for SExtractor, used to create the catalogs.

In particular, an approximative magnitude zero point (Mag0Point) is computed using header information. We have to mention here that the value of this self-computed Mag0Point does not take into account the climatic conditions of observations, especially seeing conditions and extinction due to clouds. It means that magnitudes of objects are relative, not absolute, although most of time the value is very close to the real one. Then, SExtractor is launched in order to create the catalog of objects, and the input parameters are added to the header as a reminder.

In parallel, an ASCII catalog of the same region of the sky is extracted from the USNO-A2.0 catalog, and used in an improved triangle matching method (Valdes et al. 1995) in order to astrometrically calibrate our catalog. We achieve a precision of 0.6'' or better for each CCD frame for the absolute positions of objects (see Table 1). We have decided to not photometrically match objects with the USNO-A2.0 catalog, because the filters used do not correspond. At this step of the process, the catalogs contain one line per object, with the following parameters:

- a unique ID number;
- the pixel coordinates, X and Y ;
- the J2000 coordinates, Right Ascension and Declination;
- the μ_{\max} ³ and the magnitude;
- the $FWHM$ (Full-Width at Half-Maximum);

² Dealing with smaller data sets makes the treatment much faster and guarantees the permanent availability of the whole survey database on a commercial machine with moderate disk space (about 300 GB).

³ The μ_{\max} is the magnitude of the brightest pixel of the object.

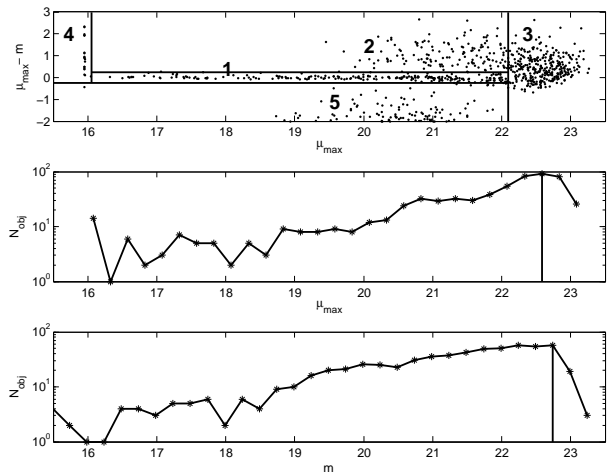


Fig. 4. The upper figure shows our classification of objects in a plot μ_{\max} -magnitude versus μ_{\max} . We construct 4 classes of astrophysical objects: stars (1), galaxies (2), faint objects (3), saturated objects (4), and a class containing cosmic-rays (5). The lower two graphics represent the computation of the μ_{\max} and magnitude completeness respectively.

- a flag computed by SExtractor: if its value doesn't equal 0, the values of parameters are not reliable.

In a next step, objects are sorted according to their astrophysical properties. By comparing μ_{\max} , the equivalent magnitude of the brightest pixel of the object, and the magnitude, we are able to find the “line of stars”⁴, and so to separate objects into 5 classes, of which 4 are astrophysical objects: stars, galaxies, faint objects, saturated objects, and the last one contains cosmic-rays (see Fig. 4). Although this classification is quite arbitrary, especially for the faint objects boundary, it is very useful to compare objects between them and to reject non-astrophysical ones. Finally, μ_{\max} and magnitude completeness will be used as cuts in the comparison process (see Fig. 4) while the “line of stars” will be used to intercalibrate μ_{\max} and magnitude between different images.

The processing of one image usually lasts between 5 and 15 min, mainly depending on the filter and of the observed region of the sky. The most time consuming steps are SExtractor and the astrometric matching. Most of the errors come from the USNO matching in CCD frames containing a very bright star or a large number of objects. These CCD frames are then flagged as unusable, and safe data are backed up on a special directory, allowing a quick re-processing of the image with the corrected code. Less than 0.35% of the CCD frames produce an error (see Table 1). Data of CCD frames correctly processed are saved in a database, which makes the post-process of the RTAS independent from the CFHT, and allows quick search of all kind of information in the whole set of data already processed.

Finally, all the results of the catalog creation process are summarized in real-time on an automatically generated HTML web page. In this page we summarize photometric, astrometric and classification values. Using an interactive script, collaboration members can check the results of the catalog creation process and decide to validate it. This validation allows starting the

⁴ Since stars are point sources μ_{\max} , the brightness of their brightest pixel, is exactly proportional to their magnitude when the image is well oversampled. On a given CCD frame the difference μ_{\max} -magnitude is constant for stars, which follow a well defined “line” in a plot showing μ_{\max} -magnitude as a function of μ_{\max} . The position of this “line” can change according to the observing conditions.

second part of the processing which involves the comparison of catalogs of the same field.

5. Catalog comparisons

The goal of this process is to compare catalogs and extract from them a list of variable objects. The comparisons involve images of the same field, taken through the same filter. Exposure times have also to be of the same order. In a first step, catalogs are compared within a single night, by doublets (two images of the same field) or triplets (three images of the same field), depending on the Very Wide Survey observational strategy for this night. Differences between triple and double comparisons are discussed below. In a second step, the process selects for each field the best quality image of each night within the current run, and keeps it for an inter-night double comparison.

5.1. Triple comparisons

Triple comparisons aim at extracting objects with strong magnitude variations, detecting asteroids and TNOs, and creating a reference catalog. Triple comparisons always involve images acquired during the same night.

Before the beginning of the comparison, catalogs are ordered by ascending quality, defined by the mean number of astrophysical objects per CCD frame. The catalog with the highest quality (hereafter catalog 3) is taken as touchstone for the other two. All the calibrations are done with respect to this catalog. First, catalogs 1 and 2 are astrometrically matched to catalog 3 using the same method as for the USNO matching in the catalog creation. After this step we compute for each object the distance to its nearest neighbour in the other two catalogs. The nearest neighbour distance distribution is used to determine a position tolerance beyond which objects are considered to be distincts. This value is usually of the order of 1 pixel, or $0.2''$ (see Fig. 5). The objects are then classified into 3 categories depending on their distances with their nearest neighbours in the other two catalogs, which are compared with the position tolerance derived above:

- if the smallest distance is lower than the position tolerance and the largest one is lower than twice the position tolerance, the object is classified as matched;
- if the smallest distance is lower than the position tolerance and the largest distance is higher than twice the position tolerance, the object is classified as suspect;
- otherwise, the object is classified as single.

To summarize, matched objects are in all catalogs, suspect objects in two of them, and single objects are in only one catalog. A visual representation of this classification based on spatial proximity can be found in Fig. 6.

Once all objects have been classified, matched stars are used to calibrate magnitudes, μ_{\max} and $FWHM$ to catalog 3. Matched objects which have been classified as stars, galaxies or faint objects in the catalog creation process are then searched for variability. The pipeline for the detection of variable objects works with 9 mag bins containing the same number of objects (except the last one). In each bin, an object is classified as photometrically variable if its magnitudes in the three catalogs verify the four following formulae at the same time:

$$|m_1 - m_2| + |m_1 - m_3| + |m_2 - m_3| \geq 3 \times \Delta m_{\text{tot}} \quad (1)$$

$$|m_1 - m_2| \geq \Delta m_{1,2} \quad (2)$$

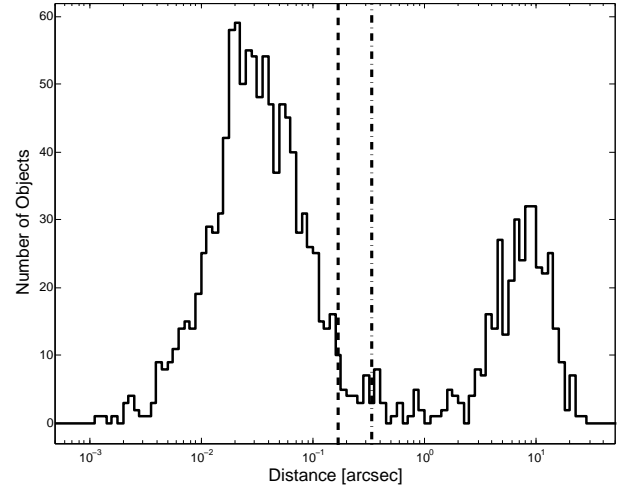


Fig. 5. Histogram of the distance separating the nearest objects in two images. The largest peak is due to real astrophysical objects which are detected in the two images. The two vertical lines show the position tolerance and two times the position tolerance used for the matching of objects in the two images.

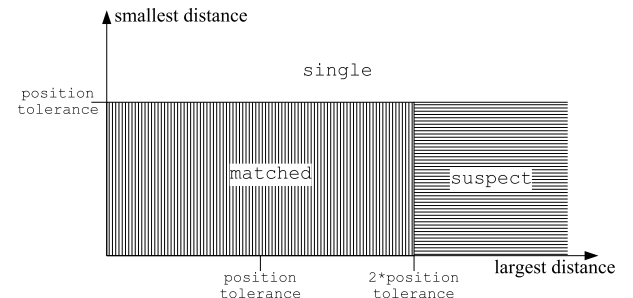


Fig. 6. This diagram illustrates the splitting of astrophysical objects in matched, suspect and single objects in triple comparisons.

$$|m_1 - m_3| \geq \Delta m_{1,3} \quad (3)$$

$$|m_2 - m_3| \geq \Delta m_{2,3} \quad (4)$$

where Δm_{tot} is the median of the sum of the absolute value of the differences of magnitude for all matched objects in the bin, and $\Delta m_{i,j}$ is the median of the absolute value of the difference of magnitude between matched objects of catalog i and j .

Equation (1) selects globally variable objects, and we ensure that objects are variable between each pair of catalogs with Eqs. (2)–(4). This choice is more sensitive to monotonically variable objects.

Photometrically variable objects whose position is closer than 10 pixels to a CCD defect are removed from the list, as well as those above the μ_{\max} completeness and flagged objects. Moving objects are detected among single objects using a simple pipeline which extracts single objects with a motion compatible between image 1 and 2, and image 2 and 3 in a chronological order. These objects are classified as asteroids.

Finally, a reference catalog containing the classification of all objects in the comparison is created. This reference catalog allows the detection of vanished or new objects in comparisons with images taken on other nights.

5.2. Double comparisons

Double comparisons are slightly different. One major difference is that the double comparisons do not allow fast and easy

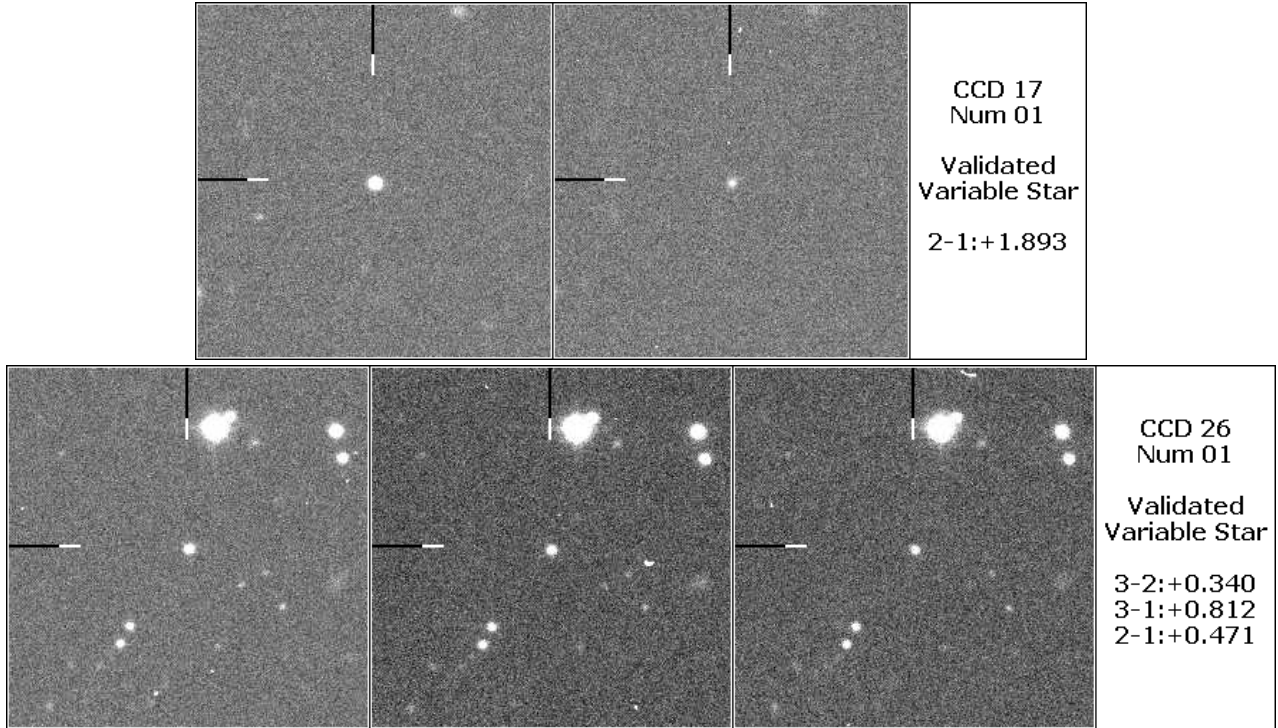


Fig. 7. These two snapshots show two characterized variable stars in double (*top*) and triple (*bottom*) comparisons. For each images in which the object is detected, a thumbnail around its position is cut, and the difference of magnitude is computed. The coordinates of the first variable star are RA = 09:01:12.39, Dec = +17:29:09.22 and its magnitude in the first image is 20.21. The coordinates of the second variable star are RA = 04:50:40.66, Dec = +21:58:21.28 and its magnitude in the second image is 21.02.

identification of the asteroids. As a consequence, these comparisons do not produce a list of astrometrically variable objects.

Like in triple comparisons, the first catalog is astrometrically matched to the second one, and a position tolerance is computed using pairs of nearest objects. Its value is similar to the one used in triple comparisons. Objects are classified as matched if their position difference is lower than the position tolerance, otherwise they are flagged as single objects. The magnitude, μ_{\max} and $FWHM$ of objects of the catalog 1 are calibrated to those in catalog 2, using matched stars. Photometrically variable objects are extracted with the same method as in triple comparisons, except that the value compared is the absolute value on the difference of magnitude, which must be greater than to 4 times the median value. Then, we apply a correction of the difference of magnitude to compensate for the difference of $FWHM$. This correction is essential because many objects classified as photometrically variable are in fact due to seeing difference between the 2 images, as the different background computed in SExtractor leads to variations of the magnitude. On all these objects we apply cuts on magnitude, μ_{\max} , CCD defects and flag.

When one of the two catalogs is also included in a triple comparison, a pipeline extracts objects that have been classified as matched in the triple comparison, and that are classified as single in the double one. This procedure allows to find objects which are classified as matched in the triple images but absent in the single image. The opposite cannot be done because the single image contains asteroids which appear as new objects and cannot be rejected.

5.3. Comparisons output

The results of the classification of objects in comparisons are stored in a database and are easily available. This comparison

database allows the detection of disappearing or appearing objects between nights and runs. To summarize a comparison, variable objects are gathered in two HTML web pages, for photometrically and astrometrically variable objects (see Fig. 7). These pages include a few graphics allowing an estimation of the quality of the comparison, a window of 250×250 pixels centered on the objects showing them in each image, as well as an automatic cut-out of the field in the Digital Sky Survey, to confirm or not the presence of bright variable objects. An interactive script allows a member of the collaboration to characterize the nature of each variable object by choosing between one of these categories:

1. No comment (A).
2. Cosmic-ray (R).
3. CCD defect (R).
4. CCD edge (R).
5. Seeing (R).
6. Contaminated⁵ (R).
7. Faint (R).
8. Other (R/V).
9. Galaxy (V).
10. Variable star (V).
11. Trans-Neptunian Objects (TNO) (V).
12. Candidate (V).

Depending on this choice, the object will be classified as an asteroid (A), rejected (R) or validated (V), and displayed on the corresponding page. This procedure allows us to not only search GRB optical afterglows, but also to build catalogs of asteroids and photometrically variable sources. The results of this

⁵ An object close to a bright object.

Table 1. Statistics of the catalog creation process. The 9 columns give respectively the code of the observing period or run (see footnote 6), the filter f , the galactic latitude b , the number of images N_{obs} , the number of square degrees observed S_{obs} , the median precision of the astrometric calibration δ_{pos} , the limiting magnitude M_{lim} (see text), and the number of astrophysical objects found per square degree $N_{\text{obj}}/\text{deg}^2$.

Run	f	b [deg]	N_{obs}	S_{obs} [deg ²]	δ_{pos} [$''$]	M_{lim}	$N_{\text{obj}}/\text{deg}^2$
05AQ01	g'	+38	103	91.27	0.59	23.3	29 450
05AQ03	i'	+34	132	118.72	0.56	22.3	38 478
05AQ04	g'	+20	64	57.65	0.43	23.0	67 435
05AQ04	r'	+37	219	197.53	0.54	22.6	43 278
05AQ05	g'	+22	86	77.18	0.45	22.8	50 314
05AQ05	r'	-16	13	11.68	0.56	22.0	225 669
05AQ05	i'	-47	30	27.07	0.60	22.3	41 937
05BQ11	g'	-12	50	45.10	0.45	23.6	49 156
05BQ13	r'	+32	83	74.72	0.54	22.8	37 832
05BQ13	i'	-16	52	46.92	0.46	22.4	50 082
06AQ01	r'	+39	74	66.73	0.59	22.3	30 095
06AQ01	i'	-12	52	46.92	0.44	22.8	76 439
All	—	—	958	861.49	0.52	22.7	46 821

process, and the astrophysic characterization of the variable objects detected will be discussed in a forthcoming paper.

6. Statistics

This section presents detailed statistics for a sample of images taken during nearly one full year of observations. Statistics on catalogs represent the quality of our images, whereas statistics on comparisons show our efficiency to detect variable objects among astrophysical objects.

6.1. Catalogs

Table 1 presents some catalog statistics based on 958 observations. If we consider that the field of view of MegaCAM is $0.96 \text{ deg} \times 0.94 \text{ deg}$, the total sky coverage S_{obs} is 864.5 deg^2 . By properly processing 861.5 deg^2 , the RTAS has an efficiency of 99.65% for the catalog creation process. We note that the USNO-A2.0 matching precision δ_{pos} is always better than $0.6''$. The completeness magnitude M_{lim} , which is strongly dependent on the filter used, is roughly distributed from $r' = 22$ to $g' = 23.6$, with a median value of 22.7. With the exception of the r' filter images of 05AQ05⁶ which were pointing near the galactic center, the total number of objects per square degree $N_{\text{obj}}/\text{deg}^2$ is about 50 000, depending on the filter, the seeing, and the observed region of the sky. Figure 8 summarizes the efficiency of the classification part of the catalog creation process (see Fig. 4). It can be noticed that, while the number of astrophysical sources strongly varies, the number of cosmic-ray hits per CCD frame is nearly constant, except for 05BQ11, which has an exposure time twice than usual.

6.2. Triple comparisons

As there is only a small chance of detecting GRB afterglows in triple comparisons (see Fig. 9), they are mainly used to

⁶ A run at the CFHT is named according to the following designation: two numbers for the year, two letters for the semester (AQ for the first semester and BQ for the second one), and two numbers for the period of observation.

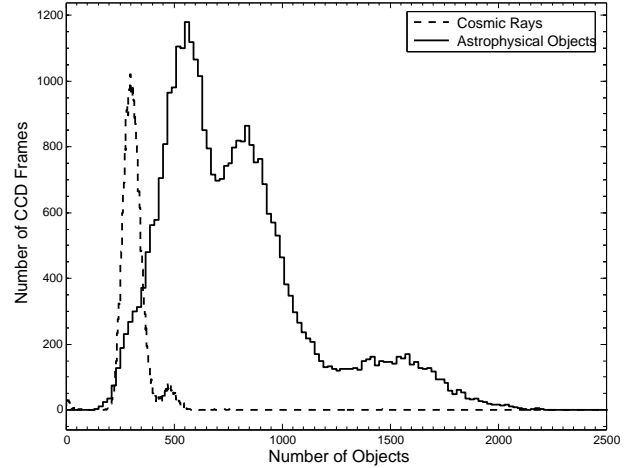


Fig. 8. Histogram of the total number of astrophysical objects (solid line), and of the cosmic-ray hits (dashed line) in all the CCD frames studied. The nearly constant number of cosmic-ray hits, about 300 per CCD frame, is explained by the quasi constancy of the exposure time. The number of astrophysical objects, on the other hand appears much more variable as it depends strongly on the filter, and on the galactic latitude of the observations.

determine the true nature of objects, and to create the reference catalogs for the double comparisons. This is important because we expect a lot of asteroids and few variable objects, since the Very Wide Survey points to ecliptic plane and images are taken only 1 h apart.

As shown in Table 2, 194.94 square degrees were compared in 218 triple comparisons. The magnitude completeness M_{lim} is brighter than in the catalogs, because only matched objects were taken into account, so it represents in fact the completeness magnitude of the worst image of the triple comparison. 9380 asteroids have been detected amongst 7910214 single objects⁷. 3509 matched objects were classified as variable amongst 5×10^6 matched objects (only 1 per 1593 objects). In order to compare this value for all runs and filters independently from the number of objects, we used N_6 , which is the number of variable objects per 1 000 000 matched objects. For the triple comparisons, N_6 is usually around 400 and 700. The difference of magnitude of variable objects as a function of their magnitude can be seen in Fig. 9. 90% of variable objects are detected with a variation of less than 0.57 mag and 99% have a variation below 1.21. Objects with strong magnitude variation are usually variable stars or asteroids superimposed on a faint object.

6.3. Double comparisons

247 double comparisons were performed for a total of 221.71 square degrees. The completeness magnitude M_{lim} is a little better than the one in the triple comparisons statistics, because the best image of the triplet is selected. Except for comparisons of the g' filter of 05AQ04 and 05AQ05, the number of objects detected as vanished or new, N_{sin} , is only a few per comparison, amongst a total of 7 638 326 single objects. N_6 , the number of variable objects per 10^6 matched objects, is higher than in triple comparisons, reaching a mean of 825. This is mainly due to two factors: first, inter-night comparisons detect objects which are variable on timescales of hours to days, including the

⁷ Since a single object appears in only one image, this value, which includes cosmic rays, has to be divided by 3 to be compared to the matched objects number.

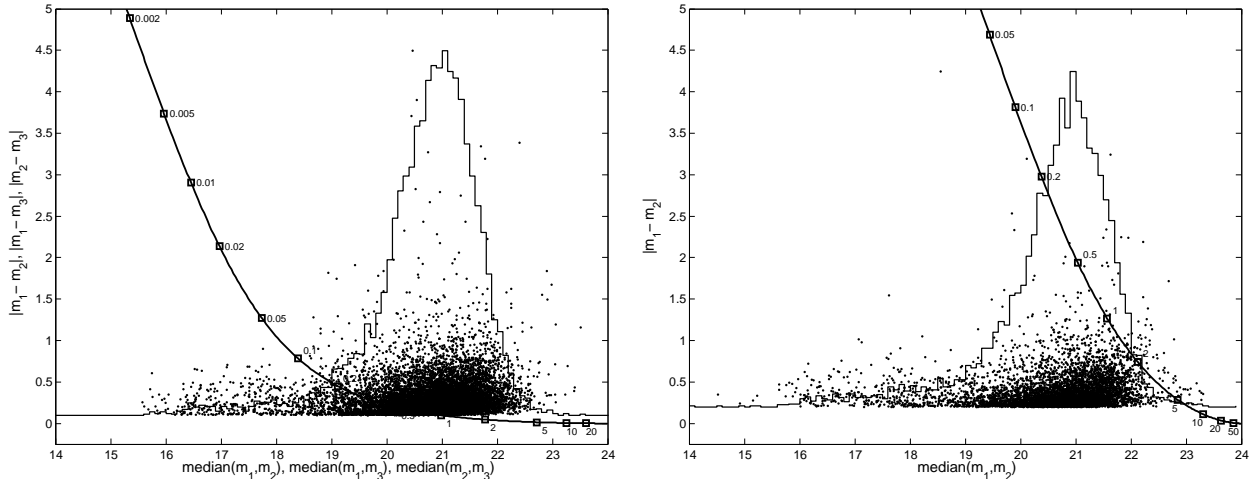


Fig. 9. Objects detected variable by our automatic software, in triple (*left*) and double (*right*) comparisons. Each point represents one object in the comparison of a pair of images. The *x*-axis shows the median magnitude while the *y*-axis shows the magnitude difference between the two images. In the triple comparisons each object is represented by three points corresponding to the three possible pairs of images. The distribution of these variable objects is shown to illustrate the domain of sensitivity of our search (in magnitude and Δmag). For comparison we have also shown the track of a typical afterglow ($\alpha = 1.2$, $M_1 = 21$ and $M_{\text{host}} = 24$, see Sect. 7), as a function of its age (in days) at the time of the first observation.

Table 2. Statistics for the triple comparisons process. The 8 columns give respectively the code of the observing period, the filter, the number of comparisons N_{tri} , the sky area involved in the comparisons S_{tri} , the limiting magnitude of the comparisons M_{lim} , the number of asteroids found in the comparisons N_{ast} , the number of variable sources found in the comparisons N_{var} , and the number of variable candidates per 10^6 astrophysical objects found by the program N_6 .

Run	Flt	N_{tri}	S_{tri} [deg ²]	M_{lim}	N_{ast}	N_{var}	N_6
05AQ01	<i>g'</i>	24	20.83	23.1	1072	242	744
05AQ03	<i>i'</i>	31	27.55	22.0	912	362	585
05AQ04	<i>g'</i>	16	14.36	22.9	618	398	537
05AQ04	<i>r'</i>	50	44.94	22.5	2543	842	657
05AQ05	<i>g'</i>	16	14.31	22.6	488	302	599
05AQ05	<i>i'</i>	10	9.02	22.0	288	88	387
05BQ11	<i>g'</i>	7	6.32	23.4	274	91	624
05BQ13	<i>r'</i>	20	17.95	22.6	1129	270	746
05BQ13	<i>i'</i>	13	11.73	22.1	507	220	505
06AQ01	<i>r'</i>	18	16.19	22.1	749	152	638
06AQ01	<i>i'</i>	13	11.73	22.7	800	542	762
All	–	218	194.94	22.5	9380	3509	628

objects detected in intra-night comparisons, and second, images taken 2 days apart are more sensitive to strong variations of the climatic conditions, resulting in more fake detections of variable objects due to seeing differences. Nevertheless, the number of detected variable objects stays low, with only 1 variable object for 1212 objects.

6.4. Characterization

In Table 4 we provide an example of the characterization by a member of the collaboration of objects selected as variable by the automatic process for the run 05AQ01. About 90% of the variable objects are false detections. Most of them are due to seeing problems, CCD defects or contaminated objects. The validated objects are mostly variable stars. During this run we have not found any trans-neptunian object, and no object was interesting enough to be characterized as an afterglow candidate.

Table 3. Statistics for the double comparisons process. The columns are identical to those of Table 2, except for N_{sin} which is the number of new or vanished objects. This number is higher for the *g'* filter images of 05AQ04 and 05AQ05 because halos of bright stars generate more fake objects in this filter.

Run	Flt	N_{dou}	S_{dou} [deg ²]	M_{lim}	N_{sin}	N_{var}	N_6
05AQ01	<i>g'</i>	28	24.84	22.6	10	317	1281
05AQ03	<i>i'</i>	24	21.66	22.3	2	463	790
05AQ04	<i>g'</i>	16	14.41	23.0	258	564	847
05AQ04	<i>r'</i>	62	55.87	22.5	132	1231	796
05AQ05	<i>g'</i>	34	30.36	22.8	296	881	807
05AQ05	<i>r'</i>	3	2.66	21.5	0	80	132
05AQ05	<i>i'</i>	5	4.51	22.2	5	68	551
05BQ11	<i>g'</i>	7	6.32	23.6	15	94	522
05BQ13	<i>r'</i>	20	17.93	22.7	34	568	1387
05BQ13	<i>i'</i>	15	13.54	22.2	62	329	720
06AQ01	<i>r'</i>	20	17.95	22.5	64	449	1387
06AQ01	<i>i'</i>	13	11.68	22.4	97	656	980
All	–	247	221.71	22.5	975	5700	825

These statistics clearly show our conservative point of view about the selection of variable objects. The number of false detections like CCD defects or seeing problems could easily be reduced, at the expense of a lower sensitivity for afterglow detection. If there is little chance to detect a GRB afterglow within triple comparisons, their detection is fully possible in double comparisons. As shown in Fig. 9, a typical afterglow would be detected as a variable object with $m \sim 21.5$, $\Delta m \sim 1$ and $\Delta t \sim 1$ day in the double comparison.

7. Estimations and comparisons with other surveys

In this section, we compare the performance of our search for orphan afterglows using the Very Wide Survey with previous attempts. We do not discuss the estimation of the collimation factor, because all images taken have not been analyzed yet. This estimation will be the main purpose of a second paper.

We evaluate the performance of each survey along the following lines: we draw a sample of GRB afterglows and compute

Table 4. Characterization of variable objects of 05AQ01.

	Triple comparisons		Double comparisons	
	Number	% ^a	Number	% ^a
No comment	1	0.41	0	0
Cosmic-ray	10	4.13	31	9.48
CCD defect	42	17.36	100	30.58
CCD edge	2	0.83	9	2.75
Seeing	113	46.69	129	39.45
Contaminated	55	22.73	9	2.75
Faint	0	0	5	1.53
Other	0	0	0	0
Galaxy	2	0.83	5	1.53
Variable star	17	7.03	39	11.93
TNO	0	0	0	0
Candidate	0	0	0	0
Rejected	222	91.7	283	86.54
Validated	19	7.8	44	13.46

^a Percent of all variable objects.

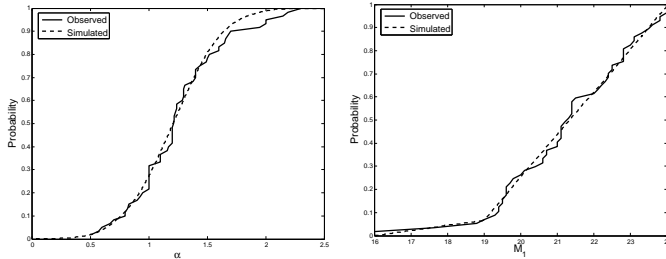


Fig. 10. These two figures show the normalized distributions of α (left) and M_1 (right) for 60 observed afterglows and the distribution we choose to fit the data. Since there is no correlation between α and M_1 , these values can be drawn independently.

the number of them that will be detected by each survey taking into account its depth and strategy of observation.

We simulated afterglows with 5 random parameters: burst date, right ascension and declination, temporal decay slope α and magnitude at one day M_1 . Light curves of simulated afterglows were chosen to be simple power law functions. The two intrinsic parameters α and M_1 were randomly drawn using probability laws fitted on 60 observed afterglows taken from various GCN notices (see Fig. 10). GRBs are produced at random times and isotropically on the sky.

The number of afterglows generated depends on 2 parameters: N_γ the number of bursts whose jet is directed towards the earth, which is independent of the observational strategy, and β the collimation factor, which is simply the total number of bursts divided by N_γ . β strongly depends on the limiting magnitude of the observations (Totani & Panaitescu 2002). So, the number of afterglows generated for each survey is simply defined by $N_\gamma \times \beta$, where we choose $N_\gamma = 800$, following Rau et al. (2006).

Each survey is described by the following parameters (see Table 5):

- S_{obs} , the mean sky coverage in deg^2 . In the computation of S_{obs} , we add up the areas of the images of the same field which are separated in time by more than the mean time of visibility of the afterglows.
- δt , the time between the two observations of each pair of images.
- M_{lim} , the mean completeness magnitude of observations

By using the completeness magnitude of each survey and the light-curves of simulated afterglows, we are able to derive their

Table 5. Comparison of 4 programs dedicated to the search of GRB optical afterglows, β have been chosen according to Totani & Panaitescu (2002).

Survey	β	S_{obs} [deg^2]	t_{vis}^a [days]	δt	M_{lim}	N_{exp}^b
ROTSE-III ^c	2	65 550	0.07	0.02 days	18	0.6
Rau et al. ^d	15	55 ^e	3.5	3 days	23	0.3
Very Wide	11	1 178	2.5	2 days	22.5	4.6
Optimal	21	250	7.5	7 days	24	5.6

^a Mean time of visibility of afterglows. ^b Number of afterglows expected.

^c Rykoff et al. (2005). ^d Rau et al. (2006). ^e $\sum_{i=1}^7 \left[(N_{\text{sub},i} \times \frac{12}{\sum_i N_{\text{sub},i}}) \times \left(\frac{N_{\text{night},i}}{3.5} \right) \right]$, where $N_{\text{sub},i}$ is the number of subfield and $N_{\text{night},i}$ the number of nights of observation of each field.

mean time of visibility t_{vis} , which is the time below which 50% of the afterglows remain visible in the images of the survey.

We choose to compare the observational strategy of the Very Wide Survey with 2 other surveys specially dedicated to GRB optical afterglow detection.

The survey used by Rykoff et al. (2005) has been performed with the ROTSE-III telescope. It has an extra wide sky coverage, but low sensitivity; that’s why the collimation factor is modest. Each field is observed twice within 30 min, and is considered as independent. This strategy is optimized for early afterglow detection. As shown in Table 5, half of the afterglows become undetectable about 2 h after the burst. During this survey, 23 000 sets were observed with a mean field size of 2.85 deg^2 , so $S_{\text{obs}} = 65 500$. The distribution of magnitude along all sets in Rykoff et al. (2005) gives a completeness magnitude $M_{\text{lim}} \sim 18$. According to Totani & Panaitescu (2002), β is equal to 2 at this magnitude. By launching the simulation 50 times using this observing strategy, we can estimate the number of afterglows expected to be about 0.6. This is consistent with their analysis, since no GRB afterglow candidate has been discovered.

Another attempt has been performed by Rau et al. (2006) with the WFI Camera at the 2.2 m MPI/ESO telescope in La Silla. The observational strategy was based on 7 fields, divided in sub-fields, and with multiple observations during a maximum of 25 nights in a row. Although 12 deg^2 were really observed, we upgrade the sky coverage to 55 independent square degrees observed twice within 3 days, using the mean time of visibility of afterglows, which is 3.5 days (see Table 5), and considering the difference of the observational strategy for each field (see Table 5^e). We choose to use the completeness magnitude given by Rau et al., which is $r = 23$, although it seems to be in fact the limiting magnitude. This magnitude gives $\beta = 15$ in Totani & Panaitescu (2002). The simulation was launched 50 times with these values. We estimate the number of afterglows expected in this survey to be 0.3 according to our simulation. This value is comparable with the results of their study: one object similar to an afterglow was found, although it has been later confirmed as a flare star (Kulkarni & Rau 2006).

Since the beginning of the Very Wide Survey, 4632 images were taken on 612 different fields of the sky. 1178 independent fields of $0.96 \times 0.94 \text{ deg}^2$ have been observed at a mean magnitude of $r = 22.5$, at which $\beta = 15$ according to Totani & Panaitescu (2002). By using these values in 50 simulations, we estimate the number of afterglows in all of these images to be 4 to 5.

This simple simulation shows that the Very Wide Survey is to date the most adapted survey for the search of optical afterglows. Based on the predictions of Totani & Panaitescu (2002), we expect about 4 afterglows in the entire survey, ten times more than the survey of Rau et al.

8. Discussion of an optimal observational strategy

Although the observational strategy of the Very Wide Survey has not been built to search for GRB optical afterglows, our simulations show that the number of afterglows expected in this survey is ten times higher than in other dedicated programs. In this section, we will take advantage of the experience acquired from this work to further discuss the optimal observational strategy.

Given the rarity of optical GRB afterglows, the choice of an observational strategy is crucial to optimize their detection. Each strategy can be divided in two distinct parts: the spatial part which defines the size and depth of the area observed, and the temporal part which defines the number of observations for each field and the time between observations. Since afterglows are very rare objects, and since their light-curves decrease like a power-law with time, a compromise has to be found between the depth and the width of the survey. A wide shallow survey favours the detection of “early” and bright afterglows, but our simulation based on the ROTSE-III survey clearly shows that the chance of detecting such objects is very low because the beaming factor remains high during the early time of the burst. On the contrary, a deep survey favours late and faint detections. But, while the afterglows are much more numerous at faint magnitude⁸, their detection is made more difficult by their slow decay and by the presence of the host galaxy. However, in our simulation, this kind of survey seems to be the most appropriate to search for optical afterglow.

Concretely, parameters that have to be defined to build an optimal survey are the sky coverage, the global observing strategy (number of observations and delay between them), and the depth of the observations. As we mentioned in the previous paragraph, when an afterglow reaches a certain magnitude, it starts to be hidden by its host galaxy, and its magnitude variation is not detectable anymore; therefore the mean magnitude of observed hosts of afterglows, $r = 24$, seems to be a good value for the completeness magnitude. Due to the power-law decrease of its light curve, a typical afterglow doesn't have strong magnitude variations at high magnitudes. So the observations have to be sufficiently spaced in time in order to have a difference of magnitude that allows the detection of the variability of the afterglow. At $r = 24$, the mean time of visibility of afterglows is about 7.5 days (see Table 5). The maximum time between the two main observations can be chosen to be 7 days, but it can also be reduced to a few days in case of climatic or priority problems without any strong inconveniences.

Our experience clearly shows the necessity of a reference catalog in order to check the presence of variable objects and to detect new ones. When possible, the observed fields must be chosen to be part of an available survey at least as deep as the completeness magnitude, otherwise the fields have to be individually observed before the main observations within the survey, so these observations can be used to construct a reference catalog. Within the main observations, it is crucial to be capable to detect new or vanished objects, because a significant number of

⁸ The power law decay implies that the beaming factor is low and the afterglows are faint during 90% of their lifetime.

afterglows may appear or disappear between the two main observations. The search for such objects can only be processed by using the reference catalog, but, in order to be sure that the object is a non-moving stationary astrophysical source, there should be at least two observations for each main observation, taken during the same night. This will allow to fill the gaps between CCD frames and to construct an internal reference catalog, which will be very useful to characterize selected objects. Also a good idea is to refrain from pointing the ecliptic plane in order to avoid asteroids.

Since colors help neither for the detection⁹ nor for the characterization of the sources, all the observations can be done with the same filter. As this time of our investigation, we are not able to select a favourite filter, but since afterglows are at high redshift, a red filter would be a good choice. While such a survey is sufficient for the detection of the afterglows, a follow-up is still needed to confirm the nature of the detected objects. Since the confirmation of the variability of the object will most of the time take place during the second main observation, a fast identification is needed for confirmation with X-ray telescopes or big optical telescopes on the ground. A spectral analysis is also still conceivable, because the completeness magnitude $r = 24$ corresponds to the limit magnitude below which a spectrum can be obtained with 8–10 m class telescopes.

Given the above considerations, we can design an “optimal” survey that will have $M_{\text{lim}} \sim 24$, $\delta t \lesssim 7$ days and $S_{\text{obs}} \sim 250 \text{ deg}^2$. This survey would require about 7 full nights of observation with a CCD imager similar to MegaCAM at the CFHT, and 6 afterglows would be expected.

We conclude this section with an observation which has been a surprise for us: the very low background of astronomical sources which vary like GRB afterglows. It is interesting to note that a series of 3 to 5 exposures with a single filter was sufficient to eliminate nearly all the events which were strongly variable, like GRB afterglows. An essential ingredient in this task is the availability of at least one image taken months before, to check the existence in the past of the variable sources detected by the software.

9. Conclusion

In this paper, we have presented a new untriggered search for optical GRB afterglows within the images of the Very Wide Survey at the Canada France Hawaii Telescope. In this survey, each field is observed three times during the same night and once 1 or 2 days later, allowing the detection of variable objects. Up to now, 1178 independent fields of nearly 1 deg^2 have already been observed, down to $r' = 22.5$.

We have described in details the Real Time Analysis System “Optically Selected GRB Afterglows”. This automatic pipeline, specially dedicated to an untriggered search of GRB afterglows, extracts variable, new and vanished objects, by comparing two or three catalogs of objects of images of the same field of the sky. Variable objects are displayed on a web page to be characterized by a human.

In order to quantify the efficiency of the process, statistics were computed on nearly one full year of observations. These statistics clearly show the quality of the images and of their processing, as well as our capability to detect variable objects within these images. Five to ten of 10 000 objects are classified as variable by the process, but only 10% of them are true astrophysical

⁹ Images taken with different filters cannot be compared.

variable objects. In addition, we detect about 50 asteroids and a few new or vanished objects by comparison.

We finally performed a simulation of afterglow detection in order to compare our search with previous attempts, which have been unsuccessful. Our simulated afterglows are based on 60 real afterglows described in the GCNs. According to this simulation, the Very Wide Survey has an efficiency, which is ten times higher than previous searches.

We discussed an optimal survey for the search for GRB afterglows, based on the experience acquired from this work. Many considerations were taken into account, like the observational flexibility, the detection improvement and the follow-up opportunities for the confirmation of the object. This optimal survey, which can be completed with a few nights of observations with a telescope similar to the CFHT, will allow the detection of about 6 GRB afterglows according to the predictions of Totani & Panaitescu (2002). Our current experience demonstrates that the background of variable sources behaving like GRB afterglows is very low, allowing efficient searches based on the acquisition of few images of the same region of the sky taken hours to days apart with a single filter, with a reference taken 1 or 2 months before.

Since the RTAS is operational since November 2004, only one half of the fields observed within the Very Wide Survey have been searched for afterglows in real-time. Although a few objects that behaved like GRB afterglows have been found, none of them revealed to be a real afterglow. In the case that no afterglow is detected in the whole Very Wide Survey images, we will derive an upper limit of 6 orphan afterglows per 1 on-axis afterglow down to magnitude $r' = 22.5$. This value is consistent with the predictions of Totani & Panaitescu (2002) and Nakar et al. (2002).

In a forthcoming paper, we will present the complete analysis of all variable objects found in the Very Wide Survey images. We will also discuss the estimation of the collimation factor of gamma-ray bursts.

Acknowledgements. We would like to thank everyone at the CFHT for their continuous support, especially Kanoa Withington. We also thank the Observatoire Midi-Pyrénées for having funded the RTAS.

References

- Becker, A. C., Wittman, D. M., Boeshaar, P. C., et al. 2004, *ApJ*, 611, 418
 Bloom, J. S., Frail, D. A., & Kulkarni, S. R. 2003, *ApJ*, 594, 674
 Dalal, N., Griest, K., & Pruet, J. 2002, *ApJ*, 564, 209
 Frail, D. A., Kulkarni, S. R., Sari, R., et al. 2001, *ApJ*, 562, L55
 Gal-Yam, A., Ofek, E. O., Filippenko, A. V., Chornock, R., & Li, W. 2002, *PASP*, 114, 587
 Gal-Yam, A., Ofek, E. O., Poznanski, D., et al. 2006, *ApJ*, 639, 331
 Greiner, J., Voges, W., Boller, T., & Hartmann, D. 1999, *A&AS*, 138, 441
 Groot, P. J., Vreeswijk, P. M., Huber, M. E., et al. 2003, *MNRAS*, 339, 427
 Harrison, F. A., Bloom, J. S., Frail, D. A., et al. 1999, *ApJ*, 523, L121
 Huang, Y. F., Dai, Z. G., & Lu, T. 2002, *MNRAS*, 332, 735
 Kehoe, R., Akerlof, C., Balsano, R., et al. 2002, *ApJ*, 577, 845
 Kulkarni, S. R., & Rau, A. 2006, *ApJ*, 644, L63
 Kulkarni, S. R., Djorgovski, S. G., Odewahn, S. C., et al. 1999, *Nature*, 398, 389
 Levinson, A., Ofek, E. O., Waxman, E., & Gal-Yam, A. 2002, *ApJ*, 576, 923
 Magnier, E. A., & Cuillandre, J.-C. 2004, *PASP*, 116, 449
 Mészáros, P., & Rees, M. J. 1997, *ApJ*, 476, 232
 Moderski, R., Sikora, M., & Bulik, T. 2000, *ApJ*, 529, 151
 Monet, D. B. A., Canzian, B., Dahn, C., et al. 1998, *VizieR Online Data Catalog*, 1252, 0
 Nakar, A., Piran, T., & Granot, J. 2002, *ApJ*, 579, 699
 Panaitescu, A., & Kumar, P. 2001, *ApJ*, 554, 667
 Perna, R., & Loeb, A. 1998, *ApJ*, 509, L85
 Piran, T., Kumar, P., Panaitescu, A., & Piro, L. 2001, *ApJ*, 560, L167
 Rau, A., Greiner, J., & Schwarz, R. 2006, *A&A*, 449, 79
 Rees, M. J., & Mészáros, P. 1992, *MNRAS*, 258, 41P
 Rees, M. J., & Mészáros, P. 1994, *ApJ*, 430, L93
 Rhoads, J. E. 1997, *ApJ*, 487, L1
 Rhoads, J. E. 1999, *ApJ*, 525, 737
 Rykoff, E. S., Aharonian, F., Akerlof, C. W., et al. 2005, *ApJ*, 631, 1032
 Sari, R., Piran, T., & Narayan, R. 1998, *ApJ*, 497, L17
 Sari, R., Piran, T., & Halpern, J. P. 1999, *ApJ*, 519, L17
 Totani, T., & Panaitescu, A. 2002, *ApJ*, 576, 120
 Valdes, F. G., Campusano, L. E., Velasquez, J. D., & Stetson, P. B. 1995, *PASP*, 107, 1119
 Vanden Berk, D. E., et al. 2002, *ApJ*, 576, 673
 Wei, D. M., & Lu, T. 2000, *ApJ*, 541, 203
 Wijers, R. A. M. J., Rees, M. J., & Mészáros, P. 1997, *MNRAS*, 288, L51
 Zeh, A., Klöse, S., & Kann, D. A. 2005, *ApJ*, 637, 889
 Zhang, B., & Mészáros, P. 2002, *ApJ*, 571, 876

Chapitre 5

Résultats sur la recherche d'afterglows

Grâce aux statistiques évoquées dans le chapitre précédent, il nous a été possible d'évaluer la qualité des images acquises pour le Very Wide Survey au Télescope Canada-France-Hawaii, et l'efficacité du système d'analyse en temps réel, aussi bien dans le traitement de ces images que pour la recherche d'objets variables. Les résultats obtenus se sont révélés excellents. La qualité des images est au rendez-vous, elles sont traitées et calibrées de manière optimale et rapide dans plus de 99% des cas. Les comparaisons atteignent une efficacité idéale de 100% et extraient un pourcentage d'objets détectés variables très faible compte-tenu du nombre total d'objets dans chaque image. La principale difficulté se situe au niveau de la validation manuelle des objets détectés variables, puisque approximativement 90% d'entre eux sont de fausses détections, avec en majorité des problèmes de seeing, des défauts CCD et des objets contaminés. Ce dernier point montre en fait notre point de vue conservatif: comme nous le verrons dans ce chapitre, le nombre d'afterglows attendus dans le Very Wide Survey étant relativement faible, nous ne pouvons pas nous permettre de perdre une détection par des coupures trop drastiques sur les objets détectés variables.

Ces statistiques vont maintenant être utilisées afin, dans un premier temps de comparer notre recherche d'afterglows avec celles qui ont déjà été effectuées, dans un second temps de quantifier le nombre d'afterglows attendus dans notre étude, et dans un troisième temps de comparer ce nombre avec les résultats obtenus par le système en temps réel, nous permettant ainsi de poser des contraintes très strictes sur les valeurs théoriques de la proportion du nombre d'afterglows dans le ciel par rapport au nombre de sursaut gamma.

Ces différentes études font appel à un programme de simulation que j'ai développé qui génère des afterglows de sursauts gamma aléatoires en temps, en position et en magnitude. Il est ensuite aisé de calculer le nombre d'afterglows attendus comme résultat d'une stratégie d'observation donnée pour, par exemple, comparer entre elles des stratégies distinctes.

Afin de faire le lien avec le chapitre précédent, je commencerai par présenter quelques candidats afterglows, et je commenterai notre méthode de détection. Puis je décrirai nos simulation, et la méthode utilisée pour générer des afterglows, en expliquant au mieux les paramètres choisis. Puis je confronterai cette méthode avec quatre stratégies d'observations: la "ROTSE-III Transient Search", la recherche effectuée par le MPI/ESO, notre recherche dans les images du Very Wide Survey avec le système d'analyse en temps réel "Optically Selected GRB Afterglows", et une stratégie d'observation fictive, optimisée pour cette recherche d'après ce que nous a apporté cette étude. Dans une seconde partie, j'analyserai les données du RTAS en terme de recherche

d'afterglows et je proposerai des contraintes sur les modèles de sursaut gamma. Finalement, je terminerai par une discussion globale sur le sujet et sur les perspectives à venir.

5.1 Candidats afterglows

Durant tout le traitement en temps réel qui s'est effectué depuis Novembre 2004, et qui continue encore aujourd'hui, nous n'avons pas détecté d'afterglows indiscutables. Néanmoins, quelques candidats restent de nature indéterminée. Deux d'entre-eux sont présentés dans les figures 5.1 et 5.2. Le premier, que nous avons nommé OT 20050728, est actuellement notre meilleur candidat afterglow (voir figure 5.4).

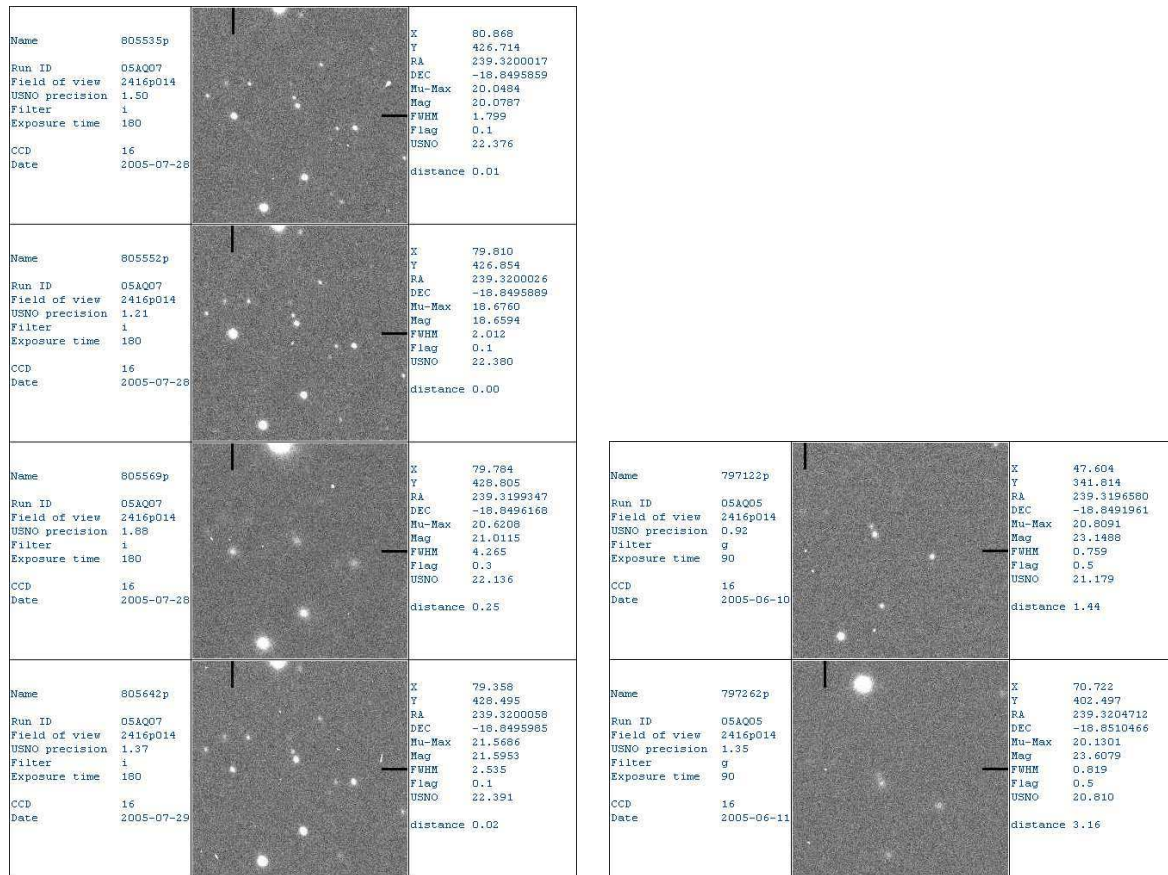


FIG. 5.1 – Images et paramètres de notre principal candidat afterglow. Les trois premières images en haut à gauche montrent l'objet durant la même nuit, avec une variation de magnitude importante (1,4 magnitude). L'image en bas à gauche a été acquise durant la nuit suivante. L'objet est encore présent, mais avec une luminosité plus faible de 1,5 magnitude environ. Les deux images de droite sont présentées comme images témoins. Elles ont été acquises environ un mois et demi avant, dans un filtre différent (g'). On ne distingue pas l'objet dans ces deux images, mais cela n'est pas très surprenant s'agissant d'images dans une bande spectrale différente.

Sur les images, un afterglow de sursaut gamma serait semblable à une étoile variable, qui disparaîtrait au bout de quelques jours, ou apparaîtrait subitement. J'ai simulé, dans un diagramme différence de magnitude en fonction de la magnitude, la présence d'un afterglow typique avec $\alpha = 1,2$, $M_1 = 21$ et $M_{host} = 24$, tel qu'il serait détecté dans les comparaisons triples et dans les comparaisons doubles en supposant que la première observation ait lieu à des temps différents

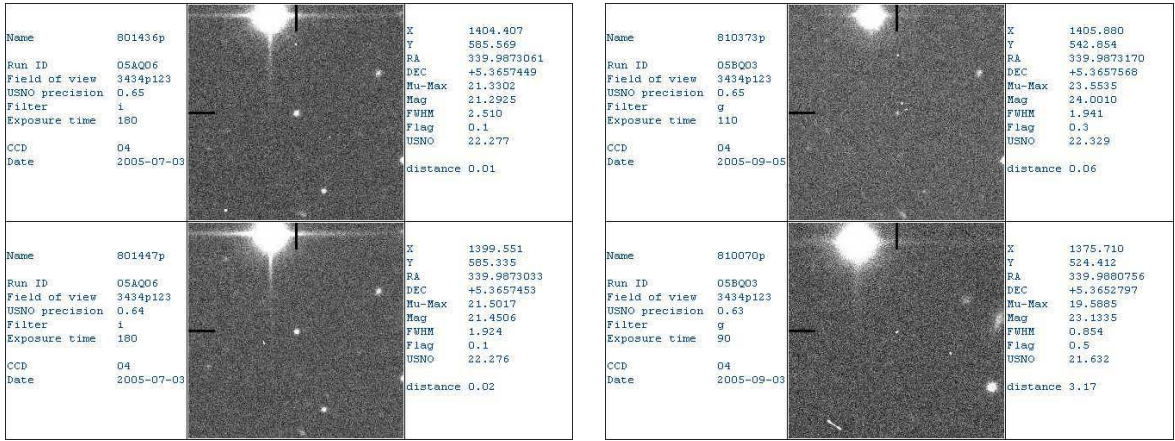


FIG. 5.2 – Images et paramètres d'un second candidat afterglow. Les deux premières images à gauche montrent l'objet durant la même nuit. Sur la première image à droite, prise au cours d'une autre période d'observation, on distingue un objet faible et galactique. La deuxième image à droite, elle aussi acquise durant une autre période d'observation, est de bien moindre qualité, ne permettant pas de confirmer ou d'infirmer la présence d'un objet. Ce candidat n'a pas été validé car nous manquons de poses supplémentaires en i , et que les poses en g sont prises dans une autre bande spectrale. Il pourrait parfaitement s'agir d'une étoile variable plutôt rouge.

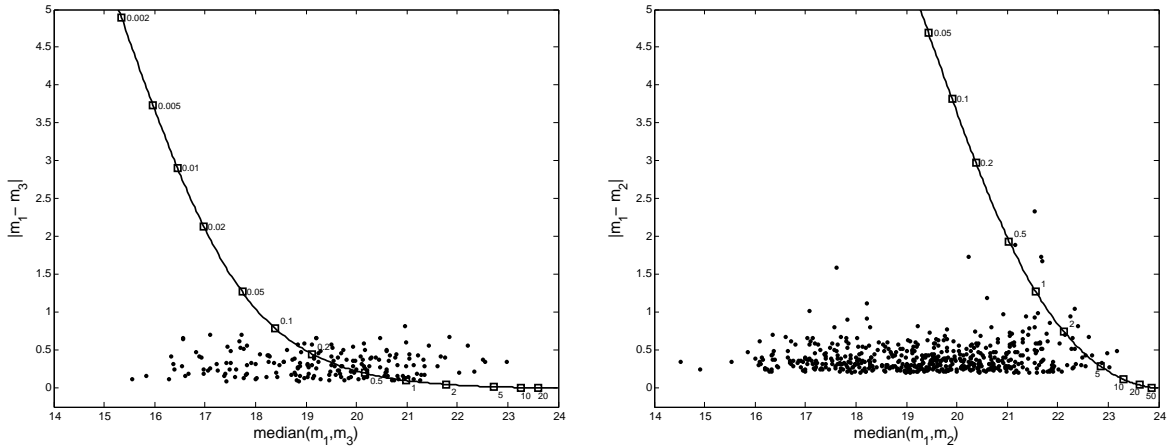


FIG. 5.3 – Sur ces graphiques sont représentés par des points 211 objets caractérisés comme étoiles variables dans les comparaisons triples (à gauche), et 577 dans les comparaisons doubles (à droite), dans un plan différence de magnitude en fonction de la magnitude. J'ai également tracé un afterglow typique ($\alpha = 1,2$, $M_1 = 21$, $M_{host} = 24$) tel qu'il serait observé dans les comparaisons triples ou doubles un temps donné après le sursaut. On remarquera le peu de chance de détecter un afterglow dans les triples, puisqu'il faudrait que la première observation commence moins d'une demi-journée après le sursaut. Dans les comparaisons doubles, l'afterglow peut par contre être détecté jusqu'à quatre ou cinq jours après le sursaut, avant de franchir notre limite de détection.

après le sursaut. Ces diagrammes, accompagnés des objets caractérisés comme étoiles variables dans le RTAS, sont présentés dans la figure 5.3. Ils montrent que si la détection d'un afterglow semble peu probable dans les comparaisons triples, à cause du fait qu'il faudrait observer l'after-

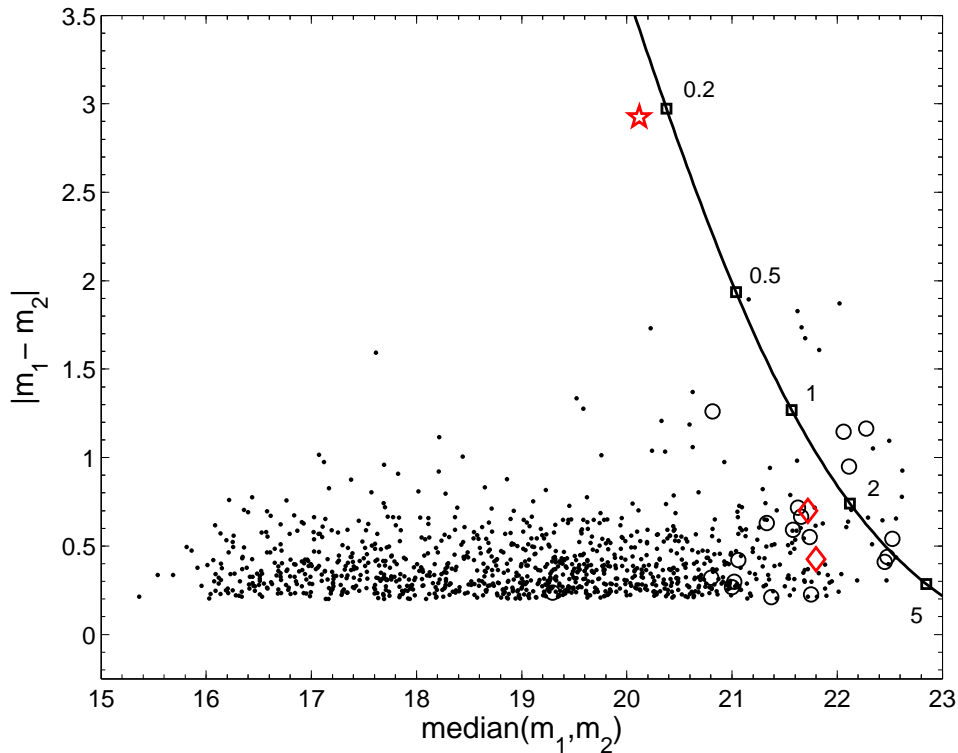


FIG. 5.4 – Cette figure, similaire à la précédente, contient 1067 objets confirmés comme variables dans les comparaisons doubles, ainsi que les objets qui ont été classés comme candidats afterglows lors de l’analyse en temps-réel puis rejetés (cercles noirs), ceux toujours classés comme candidats afterglows (losanges rouges), et notre meilleur candidat, OT 20050728 (étoile rouge). Nous retrouvons aussi la courbe de détection d’un afterglow typique. On remarquera que OT 20050728 est non seulement très proche de cette courbe, mais est également le seul objet dans cette zone du graphique.

glow très rapidement après le sursaut (moins de 0,5 jours), ce qui est peu probable, elle est tout à fait concevable dans les comparaisons doubles. Il faut néanmoins parvenir à discriminer cette détection des étoiles qui peuvent varier de la même façon qu’un afterglow. C’est là la principale difficulté que nous rencontrons lors de la caractérisation des étoiles variables faibles, qui ne sont présentes dans aucun catalogue. Dans le cas du Very Wide Survey, ce doute peut être levé par l’utilisation du formulaire de recherche, comme décrit dans le chapitre précédent, à condition bien sûr que des images prises durant d’autres périodes d’observation, et éventuellement dans le même filtre, soient disponibles.

Un point intéressant est que même si la stratégie d’observation du Very Wide Survey n’est pas optimale du point de vue de la recherche d’afterglows de sursauts gamma, elle permet néanmoins d’éliminer la plupart des sources de contamination, soit de manière automatisée, soit manuellement lors des visualisations des comparaisons. Au final, on se retrouve avec au maximum un à deux candidats par période d’observation, ce qui est peu compte tenu du nombre d’objets variables présents dans les catalogues. La plupart de ces candidats sont éliminés par une analyse des informations en provenance de sources autre que le Very Wide Survey: catalogue USNOB-1.0, Minor Planet Checker, images 2MASS, etc...

Lors de la recherche d’afterglows optiques dans les pages de comparaisons doubles et triples,

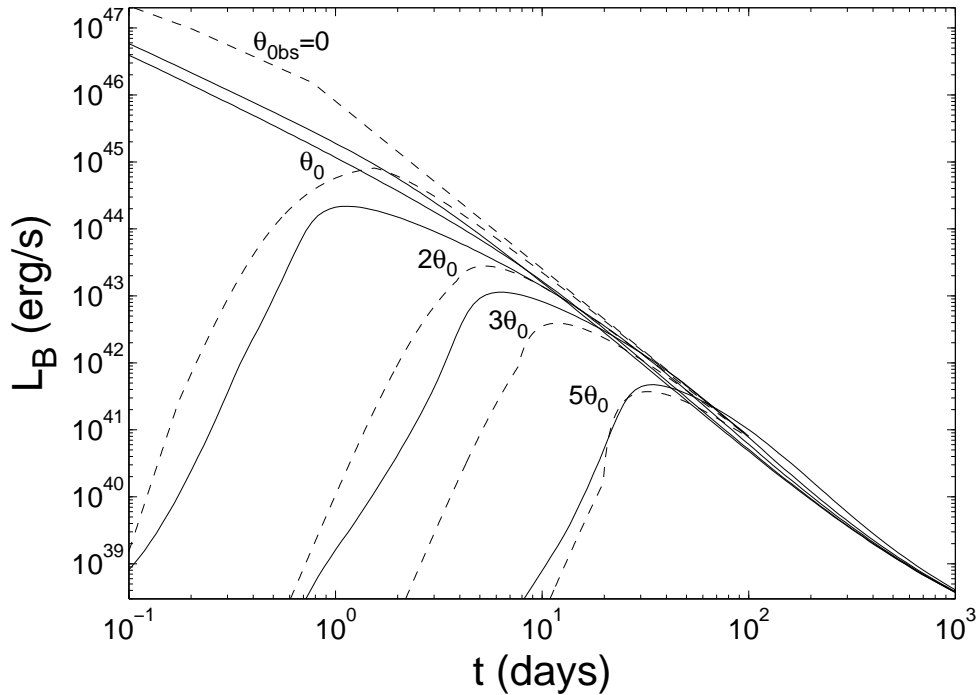


FIG. 5.5 – Cette figure, tirée de Granot et al. [27], présente des courbes de lumière d’afterglows vus à différents angles de l’émission γ , pour deux simulations distinctes (tirets et trait plein). Les afterglows vus en dehors du jet de l’émission γ présentent dans leur courbe de lumière une croissance, puis une décroissance similaire à celle d’un afterglow non orphelin.

nous n’omettons pas les objets qui peuvent croître en luminosité durant la même nuit ou entre deux nuits distinctes. En effet, la majorité des afterglows attendus dans le Very Wide Survey sont des afterglows orphelins, donc sans émission γ visible. Or, il a été montré par des simulations, notamment par Totani & Panaitescu [56] et Granot et al. [27], que les courbes de lumière d’afterglows vus en dehors du jet de l’émission γ présentent une croissance, puis une décroissance (voir figure 5.5). Grossièrement, on peut dire que l’afterglow croît jusqu’à atteindre la courbe de lumière d’un afterglow accompagné d’un sursaut gamma, puis décroît ensuite suivant une loi de puissance. Le temps de montée dépend essentiellement de l’angle auquel est vu l’afterglow.

En considérant une courbe de lumière d’afterglow orphelin typique avec sa croissance et sa décroissance, on peut en déduire que les stratégies d’observation peu profonde, comme par exemple celle de ROTSE-II (voir la section suivante), ne sont pas capables de détecter les afterglows autres que ceux dont le flux de photons γ est dirigé vers la Terre, du fait de leur magnitude limite peu élevée. Avec des stratégies d’observation comme le Very Wide Survey, la majorité des afterglows orphelins reste encore visible, exceptés ceux qui sont vus angulairement très loin de l’émission γ . Cette théorie sur les courbes de lumière d’afterglows orphelins justifie la conservation des sources qui croissent en luminosité comme candidats afterglows dans le RTAS.

5.2 Simulations

Afin de comparer notre recherche d’afterglows dans les images du Very Wide Survey avec d’autres stratégies d’observation, j’ai conçu un programme de simulation, qui génère des afterglows pendant un temps donné avec des paramètres tirés aléatoirement, mais correspondant à

ceux observés pour des afterglows réels. Sur ces afterglows simulés sont appliquées une par une des stratégies d'observation réelles, afin d'évaluer l'efficacité de ces stratégies dans la détection d'afterglows optiques.

5.2.1 Générations d'afterglows

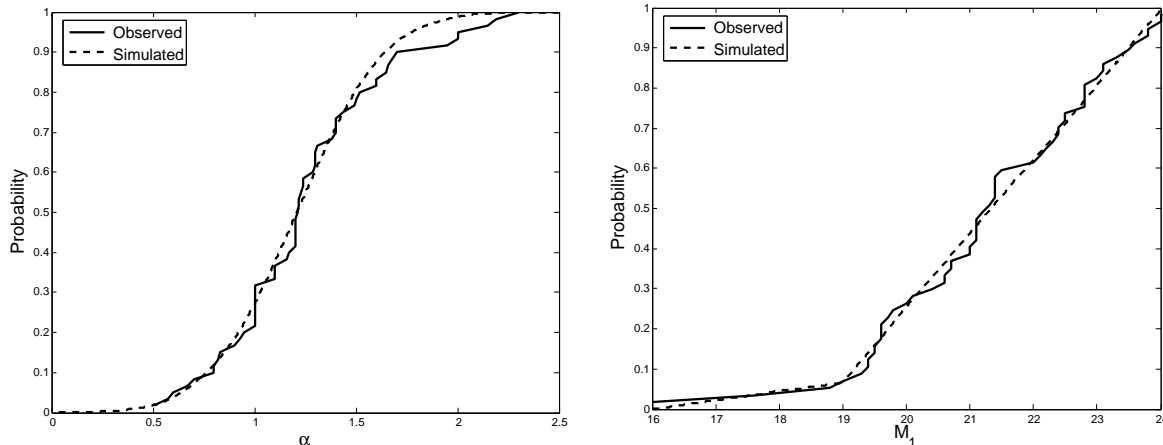


FIG. 5.6 – Distribution des valeurs de pente de la courbe de lumière α (gauche) et de la magnitude à 1 jour M_1 (droite) réelles (trait plein) de 60 afterglows observés et simulées (tirets) par notre programme.

Cette partie du programme génère des afterglows, ou plus précisément des courbes de lumière d'afterglows, avec cinq paramètres choisis comme suit:

- La date à laquelle se produit le sursaut, choisie avec une distribution uniforme sur une période de un an.
- La position du sursaut dans le ciel en ascension droite et déclinaison, choisie de manière isotrope (voir les résultats de BATSE dans la figure 1.5).
- La valeur de la décroissance de la pente de la courbe de lumière de l'afterglow, notée α . La distribution choisie est présentée dans la figure 5.6, et découle de paramètres de 60 observations d'afterglows provenant de diverses GCN.
- La magnitude de l'afterglow à un jour, noté M_1 , choisie elle aussi par rapport à ces 60 afterglows observés (voir figure 5.6). Les valeurs de α et de M_1 n'étant pas corrélées, les valeurs peuvent être tirées de manière indépendante.

Ces paramètres sont nécessaires et suffisants pour décrire de manière complète un afterglow typique. Pour cette génération d'afterglows, nous ne tenons pas compte de la galaxie hôte du sursaut. Celle-ci ayant généralement une magnitude de l'ordre de 24, cette omission n'influe pas sur les résultats de nos simulations. Nous avons considéré ici des courbes de lumière sans cassure, comme on le voit parfois dans les courbes de lumière d'afterglow observé. Ce choix est justifié par le fait que la courbe de lumière d'un afterglow typique avec cassure est sensiblement similaire à celle sans cassure (voir figure 1.10) aux magnitudes auxquelles sont détectées les afterglows.

Le point important à noter ici est que le programme de simulation reproduit des afterglows tels qu'ils sont observés actuellement, et non pas des afterglows orphelins. Dans toute notre simulation, il est supposé que les afterglows orphelins se distinguent des afterglows observés jusqu'ici uniquement par leur nombre. Ce nombre est décrit par un paramètre, β qui représente le rapport du nombre d'afterglows orphelins sur le nombre d'afterglows associés à des sursauts

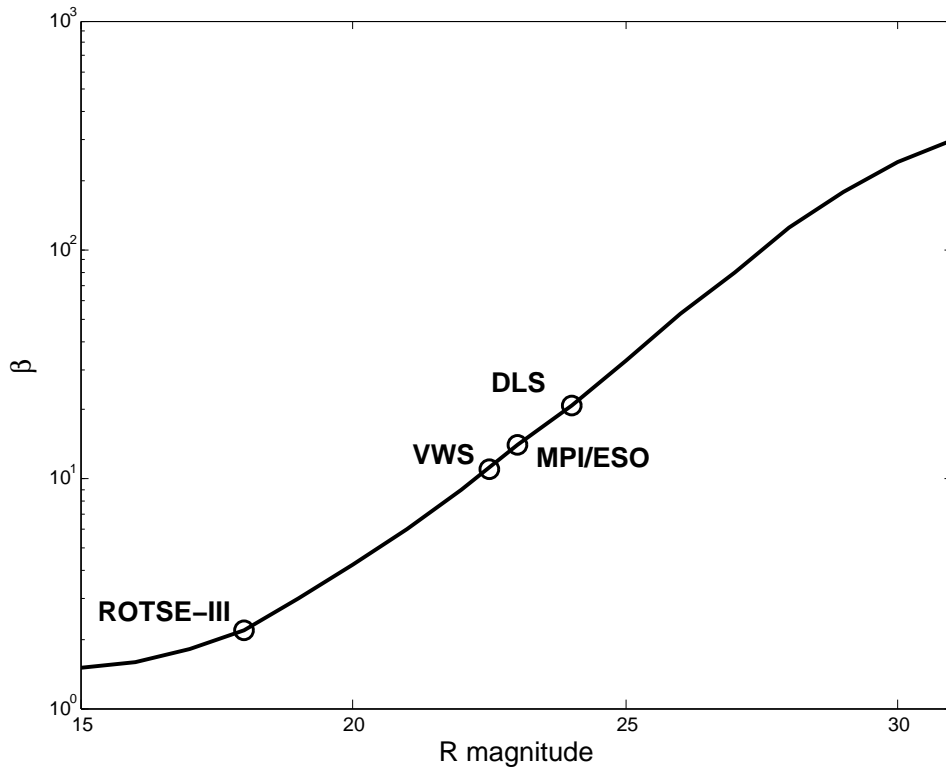


FIG. 5.7 – Reprise de la courbe représentant le facteur β en fonction de la magnitude limite des observations donnée par Totani & Panaitescu [56], présentée dans la figure 2.6. J’ai ajouté les valeurs pour la ROTSE-III Transient Search, le Very Wide Survey, la recherche avec le MPI/ESO, et le Deep Lens Survey.

gamma. Ce rapport dépend de la magnitude limite des observations. La valeur de β en fonction de la magnitude limite des observations est donnée dans la figure 5.7. Le nombre d’afterglows simulés dépend de deux paramètres: 1) N_γ , le nombre de sursauts dont l’émission γ est dirigée vers la Terre, et 2) β , comme décrit plus haut, qui est relié au rapport de l’angle de collimation du jet en optique et de celui de l’émission γ (voir section 2.1). Une discussion des modifications à apporter pour les afterglows orphelins a été donnée dans la partie précédente. Il faudrait notamment rajouter au programme de simulation un paramètre aléatoire donnant l’angle auquel l’afterglow est observé ainsi que l’angle d’ouverture du jet, et prendre en compte les courbes de lumière résultantes suivant un modèle d’afterglow donné. C’est une amélioration qu’il sera possible d’apporter à la simulation dans un développement futur afin d’affiner les résultats obtenus.

Selon Rau et al. [45], si l’on tient compte du taux de sursaut vu par BATSE (666 par an dans tous le ciel [43]), corrigé du rapport de nombre de sursauts longs sur le nombre de sursauts courts (qui est de deux pour un [34]), et que l’on considère que les X-Ray flashes ont des afterglows similaires à ceux des sursauts longs, on obtient $N_\gamma = 888$. Il faut encore corriger cette valeur de la fraction de sursauts sombres, qu’on prendra égale à 10% [36]. Finalement, on parvient à une valeur de 800 sursauts gamma visibles dans le ciel par an. Dans ce calcul a été négligé l’apport d’afterglows par les sursauts courts, ceux-ci n’étant pas encore suffisamment étudiés par suite de leur faible nombre.

Comme nous l’avons vu dans la section 2.1, la valeur du nombre d’afterglows sur le nombre de sursauts visibles, β , peut être simplement ramenée à une dépendance selon la magnitude

limite des observations [56]. Afin de définir cette valeur pour chaque stratégie d'observation, nous avons choisi de nous baser sur les calculs de Totani & Panaitescu, présentés dans la figure 5.7. Le nombre d'afterglows générés sera donc différent pour chaque stratégie d'observation étudiée, et vaudra $800 \times \beta$, pour des valeurs de β données par la figure 5.7

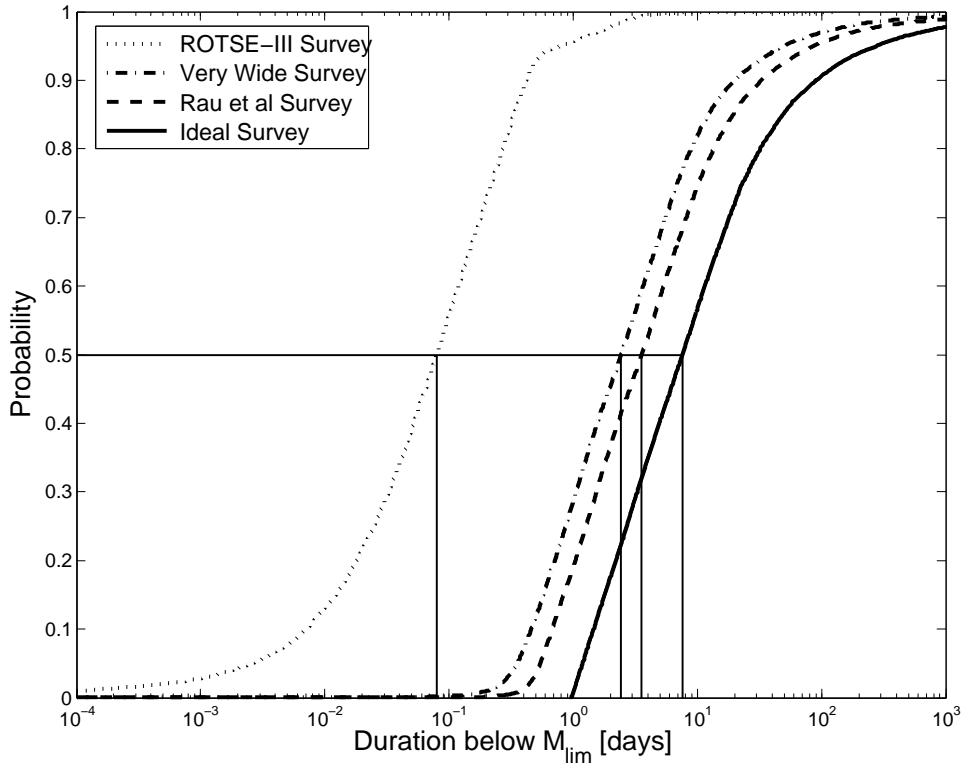


FIG. 5.8 – Cette figure présente la fonction de distribution de la durée de visibilité des afterglows simulés pour les magnitudes de complétude de chaque stratégie d'observation étudiée. Les lignes verticales donnent le temps au delà duquel la moitié des afterglows n'est plus visible pour chacune des quatre stratégies, que l'on nommera temps de visibilité moyen. Les magnitudes limites sont de 18 pour ROTSE-III, 22,5 pour le Very Wide Survey, 23 pour le MPI/ESO (Rau et al. Survey), et 24 pour la stratégie fictive optimale (Ideal Survey).

5.2.2 Stratégies d'observation comparées

Nous avons choisi de comparer l'efficacité de quatre stratégies d'observations dans lesquelles une recherche d'afterglows optiques a été ou peut être effectuée: le ROTSE-III Transient Search, la recherche du MPI/ESO, le Very Wide Survey, et une stratégie d'observation fictive qu'on qualifiera d'optimale. Chaque stratégie sera décrite par les paramètres suivant:

- S_{obs} , la surface totale du ciel couverte. Cette valeur sera calculée en fonction de la stratégie d'observation, et sera définie individuellement pour chacune d'entre elles.
- δt , l'intervalle de temps entre deux observations du même champ, ramené à des paires d'images.
- M_{lim} , la magnitude de complétude moyenne des observations, à partir de laquelle est choisie la valeur de β . Cette magnitude nous donne aussi le temps de visibilité moyen d'un afterglow typique, comme le montre la figure 5.8. Ce temps de visibilité est simplement

calculé en tenant compte des paramètres des afterglows générés et de la magnitude limite de la stratégie d’observation.

Pour chaque stratégie, le nombre moyen d’afterglows optiques attendus sera calculé et comparé à ce qui a réellement été trouvé. Les résultats sont obtenus en moyennant 50 boucles du programme.

ROTSE-III Transient Search

La première recherche d’afterglows optiques que nous avons choisi de comparer avec notre étude est la ROTSE-III Transient Search [51]. Cette stratégie d’observation, décrite de manière détaillée dans la section 2.4.1, est de type étendue mais peu profonde, optimisée pour la recherche d’afterglows précoces et brillants. Durant son application, 23 000 champs au total ont été observés, avec un champ de vue moyen de 2,85 degrés carrés, ce qui nous donne une surface totale imagée S_{obs} de 65 500 degrés carrés. Chaque champ est observé deux fois avec un intervalle de temps de 30 minutes. Le temps de visibilité moyen d’un afterglow pour cette stratégie étant d’environ 1h40, tous les champs observés seront considérés comme indépendants. La magnitude de complétude des champs observés est assez variable d’une observation à l’autre, s’étendant de 16 à 19, avec pour valeur moyenne 18. En se référant à Totani & Panaitescu [56], β_{18} vaut 2, car l’afterglow n’est visible que peu de temps après le sursaut, et donc son émission n’est pas émise dans un cône beaucoup plus large que celle de l’émission γ . Notre simulation donne un nombre d’afterglows attendus de 0,6 (voir tableau 5.2). Ce résultat est en accord avec l’analyse faite de cette stratégie d’observation [51], puisque aucun afterglow optique n’a été détecté.

MPI/ESO

La seconde recherche d’afterglows optiques que nous avons inclus dans nos simulations est celle effectuée avec la caméra du WFI du télescope MPI/ESO par Rau et al. [45]. La stratégie d’observation est basée sur sept champs principaux, subdivisés en zones, observées chacune durant un maximum de 25 nuits d’affilée. Cette stratégie est décrite de manière plus précise dans le tableau 5.1.

TAB. 5.1 – *Stratégie d’observation utilisée pour la recherche d’afterglows avec le MPI/ESO [45].*

Champ	RA	DEC	Nombre de zones	Temps d’observation	Nombre d’observations indépendantes	Surface équivalente
F1	01h32m	-43°12’	4	15	4,29	5,41
F2	03h33m	-27°37’	4	12	3,43	4,33
F3	13h28m	-21°40’	8	11	3,14	7,94
F4	16h20m	+04°00’	8	12	3,43	8,66
F5	21h26m	-43°22’	8	23	6,57	16,60
F6	21h41m	+00°30’	2	25	7,14	4,51
F7	21h52m	-27°32’	4	21	6,00	7,58
Total	-	-	38	119	34	55,04

Un nombre total de 38 zones a été observé, pour une surface équivalant à 12 degrés carrés. Or, chacune de ces zones étant observée plus d’une dizaine de jours d’affilée, elles ne sont pas indépendantes du point de vue de la recherche d’afterglows optiques. On va donc recalculer une

surface totale observée équivalente. La taille d'une zone vaut $12/38 \sim 0,316 \text{ deg}^2$. La magnitude moyenne des observations est de 23. Pour cette valeur, le temps de visibilité moyen d'un afterglow est d'environ 3,5 jours (voir figure 5.8). Pour chaque zone, on peut considérer que le nombre d'observations vaut en fait le nombre de nuits d'observation divisé par le temps moyen de visibilité d'un afterglow. En corrigeant la surface réelle observée par ce calcul, on obtient une surface équivalente de 55 degrés carrés. On considérera cette surface comme observée deux fois à trois jours d'intervalle, afin que cela corresponde au temps de visibilité moyen des afterglows. Nous choisirons pour décrire cette stratégie d'observation une magnitude de complétude de 23, bien que cela semble plutôt être pour cette stratégie la magnitude limite des observations. Selon Totani & Panaitescu [56], le nombre d'afterglows optiques par sursaut gamma, β_{23} , est de 15. Le nombre d'afterglows attendus pour cette stratégie est de 0,3 d'après notre simulation. Il est en accord avec l'étude menée par Rau et al. [45], puisque aucun afterglow n'a été confirmé.

Very Wide Survey

La stratégie d'observation du Very Wide Survey a été décrite en détail dans la section 3.1.2. Depuis le commencement du Very Wide Survey, 4632 images ont été acquises sur 612 champs différents. Si on considère les champs observés run par run, le nombre d'observations indépendantes s'élève à 1178, valeur que nous utiliserons pour la surface totale observée. Pour le programme de simulation, nous utiliserons une stratégie simplifiée de deux observations pour chaque champ indépendant, espacées de deux jours. La magnitude de complétude moyenne des observations est de 22,5. Cette valeur nous donne un temps de visibilité moyen d'un afterglow de 2 jours et demi, justifiant ainsi l'indépendance des champs d'un run à l'autre. Selon Totani & Panaitescu [56], le nombre d'afterglows dans le ciel à cette magnitude devrait être 11 fois supérieur à celui des sursauts gamma ($\beta_{22,5} = 11$). En appliquant cette stratégie simplifiée à notre programme de simulations, le nombre d'afterglows attendus dans l'intégralité des images du Very Wide Survey est estimé à 4,6 (voir tableau 5.2).

Stratégie optimale

Considérons le cas maintenant d'une stratégie d'observation fictive dont on choisira les paramètres afin qu'elle soit optimisée pour la recherche d'afterglows optiques. Il est clair d'après les résultats des simulations que des observations profondes sont préférables, d'une part parce que le nombre d'afterglows est plus important, et d'autre part parce qu'ils restent visibles bien plus longtemps. Nous avons vu dans la section 1.3.2 que les galaxies hôtes des sursauts gamma étaient en général peu lumineuses. La magnitude moyenne des galaxies observées est d'environ 25 [66]. Il paraît alors judicieux de choisir une magnitude de complétude qui soit inférieure à cette valeur, et qui garantisse que la lumière de l'afterglow sera aisément différentiable de celle de sa galaxie hôte. La magnitude 24 semble appropriée, d'autant plus qu'il s'agit de la magnitude limite pour une étude spectroscopique de l'objet, qui s'avérera certainement nécessaire pour confirmer sa nature et son redshift. A cette magnitude, on devrait observer 21 fois plus d'afterglows que de sursauts gamma (voir figure 5.7). Cette magnitude limite donne un temps moyen de visibilité de 7 jours et demi (voir figure 5.8). Il est préférable d'espacer le plus possible les observations, afin de déceler la décroissance en luminosité de l'afterglow qui est d'autant plus lente que sa luminosité est faible, sans néanmoins prendre une valeur supérieure au temps moyen de visibilité, auquel cas l'afterglow aurait disparu et il serait plus difficile de le caractériser. Nous choisirons donc un intervalle de temps entre les deux observations de l'ordre de 7 jours, intervalle pouvant être diminué d'un facteur 2 sans pour autant avoir de conséquences désastreuses sur la détection d'afterglows. La stratégie d'observation optimale répond donc à ces paramètres, avec

une surface totale observée raisonnable de 250 degrés carrés. Elle est résumée dans le tableau 5.2. Nous attendons en moyenne 5,6 afterglows dans cette stratégie, qui nécessiterait environ 7 nuits complètes d’observations avec un télescope similaire au CFHT équipé d’une caméra semblable à MegaCAM.

TAB. 5.2 – Résultats comparés de la simulation de détection d’afterglows optiques pour quatre stratégies. La valeur de β est choisie en fonction de la magnitude limite des observations, selon Totani et al. [56], S_{obs} est la surface équivalente observée, t_{vis} le temps de visibilité moyen des afterglows (en accord avec la figure 5.8), δt l’intervalle de temps entre deux observations et N_{exp} le nombre d’afterglows attendu

Survey	β	S_{obs} [deg ²]	t_{vis} [days]	δt	M_{lim}	N_{exp}
ROTSE-III Transient Search	2	65 550	0.07	1/2 heure	18	0,6
MPI/ESO	15	55	3,5	3 jours	23	0,3
Very Wide Survey	11	1 178	2,5	2 jours	22,5	4,6
Stratégie Optimale	21	250	7,5	7 jours	24	5,6

Comme le montre le tableau 5.2, le Very Wide Survey est de loin la meilleure stratégie d’observation existante en termes de recherche d’afterglows. On attend en effet pour celle-ci environ 10 fois plus de détections d’afterglows qu’avec la stratégie utilisée par ROTSE-III ou par le MPI/ESO. Si on compare le Very Wide Survey avec la stratégie fictive optimale, mais raisonnable, on remarque que, bien que la magnitude limite soit meilleure, ce qui multiplie par deux le nombre d’afterglows dans le ciel, leurs résultats sont très similaires, de l’ordre de quelques afterglows attendus pour chacune d’entre elle. L’avantage de la stratégie optimale est qu’elle peut être effectuée sur une période de temps relativement courte (7 à 10 nuits d’observations), contre les trois années du Very Wide Survey. La surface totale observée par le Very Wide Survey joue en sa faveur et atténue la différence entre les deux stratégies. Finalement, la stratégie initialement adoptée pour le Very Wide Survey est plutôt bien adaptée à la recherche d’afterglows optiques, bien qu’elles n’aient pas été initialement conçues pour cela. Au-delà de la couverture et de la profondeur de la stratégie d’observation, il faut toutefois noter trois inconvénients importants de cette stratégie: 1) Nous n’avons pas de catalogue de référence à de telles magnitudes (mais cela est partiellement compensé par la stratégie elle-même); 2) Les champs sont choisis dans le plan de l’écliptique, ce qui entraîne la présence de nombreux astéroïdes dans les images; 3) Deux fois par an, les champs sont aussi dans le plan galactique, et alors le grand nombre d’objets présents dans les images rend difficile la détection d’objets variables.

5.3 Contraintes sur les modèles d’afterglows

En combinant les statistiques du chapitre précédent avec le programme de simulation, nous sommes capables d’apporter des contraintes sur les modèles d’afterglows, et notamment sur le nombre d’afterglows dans le ciel par sursaut gamma. Il sera alors possible de calculer cette valeur pour donner une contrainte sur l’angle d’ouverture du jet de l’émission gamma des sursauts, ou tout du moins sur le rapport entre l’angle d’émission moyen d’un afterglow vu à la magnitude 22,5 et celui des sursauts gamma.

Au vu des résultats des simulations sur les stratégies d’observation comparées dans la section précédente, il est clair que les contraintes apportées par le Very Wide Survey sont bien meilleures que celles qui ont déjà été obtenues avec les autres recherches d’afterglows optiques. Rykoff et al. [51], n’ayant détecté aucun objet similaire à un afterglow dans la recherche d’objets variables avec

les télescopes ROTSE-III, place une limite supérieure de 1,9 événement par degré carré et par an jusqu'à la magnitude 20 avec 95% de confiance. Si on considère qu'il se produit 800 sursauts par an, on obtient $\frac{800 \times \pi}{4 \times 180^2} = 0,0194$ afterglows par an et par degré carré. La limite supérieure de β à magnitude 20 apportée par ROTSE-III est de $1,9/0,0194 \sim 98$. Cette valeur est trop élevée pour contraindre les modèles existants. Rau et al. [45] donne quant à lui une limite supérieure à β de 12 500 pour la magnitude 23, valeur trop forte pour apporter des contraintes intéressantes. La contrainte apportée par notre simulation de la stratégie d'observation du télescope MPI/ESO est de $\beta_{23} < 110$, largement inférieure à celle donnée par Rau et al., et due à une prise en compte différente de la stratégie utilisée.

Etudions maintenant le cas du Very Wide Survey. Le traitement en temps réel des images a débuté en Novembre 2004. Le RTAS n'étant pas encore tout à fait opérationnel à cette période, nous considérerons que nos résultats sont valides uniquement depuis le run 05AQ01, et ce jusqu'au dernier run traité, 06BQ05. On considèrera aussi que la détection d'un afterglow a beaucoup plus de chance de se produire dans les doublets d'images que dans les triplets (voir figure 5.3). On négligera donc dans cette étude les comparaisons triples et les comparaisons doubles d'images de la même nuit pour ne considérer que les comparaisons d'images du même champ acquises à une nuit d'intervalle au moins.

Depuis le début de notre recherche, nous avons analysé et classifié les objets de 490 comparaisons de doublet d'images du même champ de nuits différentes. En relançant notre programme de simulation pour le Very Wide Survey en changeant seulement la valeur de S_{obs} de 1178 à 490, nous obtenons un nombre d'afterglows attendus de 1,92, pour $\beta_{22,5} = 11$ et $M_{lim} = 22,5$. Dans un premier temps, considérons que, durant notre analyse, nous n'avons détecté aucun afterglow optique de sursaut gamma avec certitude. En utilisant la loi de Poisson, cela signifie que le nombre d'afterglows dans nos images est inférieur à 2,2, avec 90% de confiance. On relance à nouveau notre simulation avec une valeur de β variable. Celle qui correspond à 2,2 afterglows est $\beta = 12,6$. On peut donc dire, avec 90% de confiance, que le nombre d'afterglows dans le ciel par sursaut gamma à la magnitude $r = 22,5$ et en deçà, est inférieur à 12,6. Considérons maintenant que notre principal candidat afterglow (voir figure 5.1 et 5.4) est un afterglow de sursaut gamma. Dans ce cas, nous obtenons une valeur limite moyenne pour $\beta_{22,5}$ de 5,7, et comprise entre 0,57 et 20,0 à 90% de confiance. Ces contraintes apportées par le Very Wide Survey sont symbolisées dans le diagramme repris de Totani & Panaitescu [56] représentant le nombre d'afterglow dans tout le ciel en fonction de la magnitude limite des observations, sur lequel j'ai rajouté les limites supérieures données par quelques stratégies d'observation (voir figure 5.9). On remarquera que le Very Wide Survey est la stratégie d'observation qui contraint le mieux la courbe obtenue par Totani & Panaitescu. De plus, dans le cas où notre principal candidat afterglow se révélerait être un véritable afterglow de sursaut gamma, la contrainte apportée exclue les modèles de Nakar et al. [42] et de Zou et al. [68], beaucoup plus pessimistes.

5.4 Discussion et perspectives

Compte tenu des résultats précédents, il est indéniable que le Very Wide Survey apporte la meilleure contrainte sur le nombre d'afterglows réel dans le ciel. Sachant que le nombre de sursauts se produisant au cours d'une année est d'environ 800 et en considérant une valeur supérieure de β de 12,6, on peut limiter le nombre d'afterglows à 0,25 par an et par degré carré jusqu'à la magnitude 22,5, soit environ 1 afterglow pour 4 degrés carrés par an. Les résultats apportés par Rykoff et al. [51], qui sont de moins de 1,9 afterglows par degré carré et par an jusqu'à la magnitude 20, sont peu contraignants du point de vue des modèles, puisque les afterglows sont considérés comme très peu nombreux à cette magnitude. Rau et al [45] quant

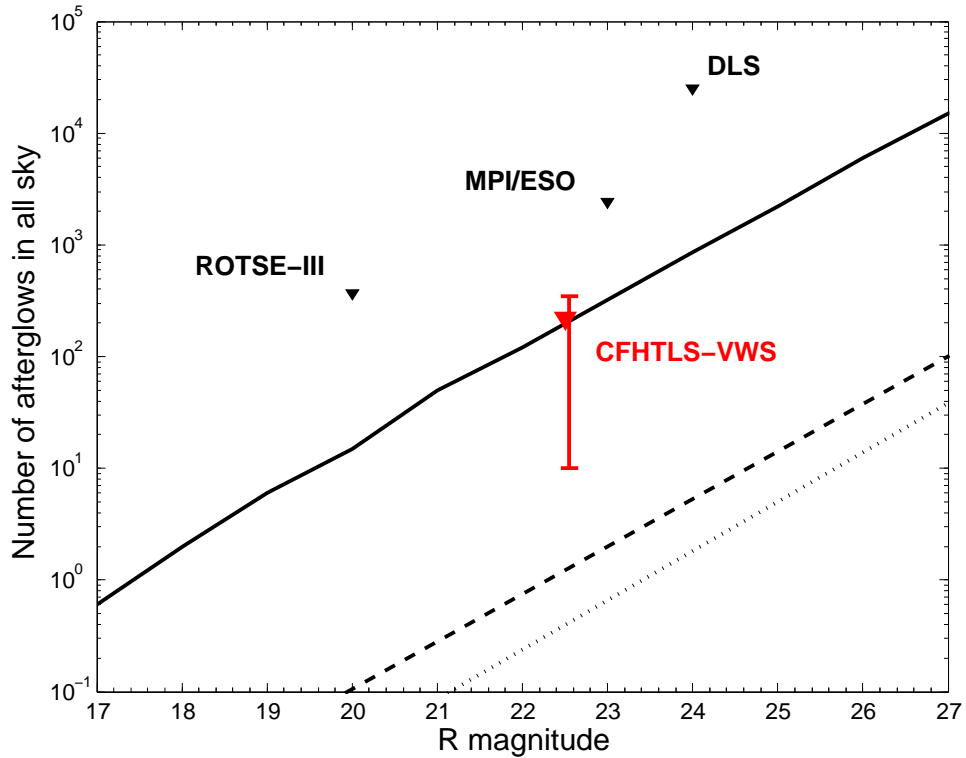


FIG. 5.9 – Ce graphique reprend la courbe de Totani & Panaitescu [56] sur le nombre d’afterglows attendus dans tout le ciel à un instant donné en fonction de la magnitude limite d’observation, et y ajoute les limites supérieures apportés par quatre stratégie d’observation: la ROTSE-III Transient Search, la recherche avec le MPI/ESO, le Deep Lens Survey, et enfin le Very Wide Survey, dans les deux cas possible (voir texte). J’ai également ajouté les prédictions de Nakar et al. [42] en tirets, et de Zou et al. [68] et pointillés. Force est de constater que le Very Wide Survey est celui qui contraint le mieux la valeur donné par Totani & Panaitescu, et est même le seul à pouvoir exclure les modèles de Nakar et al. et de Zou et al..

à lui obtient une limite supérieure pour β de 12 500, ce qui correspond à un maximum de 242 afterglows par degré carré et par an jusqu’à la magnitude 23, valeur beaucoup trop grande pour amener des contraintes sur le nombre d’afterglows réel.

La valeur de β que nous déduisons de nos observations peut être utilisée pour contraindre les modèles théoriques de sursaut gamma. Des modèles comme celui de Totani & Panaitescu, qui nous avons utilisés indirectement pour nos simulations, sont compatibles avec nos contraintes, puisque pour ce modèle β est égal à 11 à la magnitude 22,5 (voir figure 5.7). D’autres modèles, comme celui proposé par Guetta et al. [28], qui évalue le facteur de collimation à 75 ± 20 , ne sont pas exclus par notre étude, puisque que nous ne pouvons pas déduire le facteur de collimation du facteur β sans y inclure un modèle d’afterglow.

Au cours de notre recherche d’afterglows optiques de sursauts gamma, et bien qu’elle soit la plus performante qui ait été effectuée jusqu’à ce jour, nous n’avons détecté aucun afterglow avec certitude, mais restons néanmoins avec un candidat très sérieux, et dont la nature mérite d’être certifiée. Deux questions nous viennent à l’esprit. La première est ”quelle stratégie d’observation utilisée pour espérer identifier un nombre suffisant d’afterglows optiques pour contraindre de manière très forte les modèles de sursaut?”. Nous avons vu que même avec une stratégie fictive optimale, tout en restant concevable, le nombre d’afterglows attendu s’élève à 6 tout au plus.

Le seul paramètre sur lequel il est possible de jouer pour augmenter cette valeur est le nombre de degrés carrés observés. Si par exemple nous désirons porter ce nombre à 20 afterglows attendus, il faudrait observer environ 900 degrés carrés jusqu’à la magnitude 24. Cela représente un temps télescope très important, et il faudra certainement attendre les projets futurs, tel que PAN-STARRS ou bien le LSST, pour pouvoir enfin aboutir à la découverte d’un afterglow indépendamment de flux de photons γ .

La seconde question qui mérite une réponse est ”est-il possible de détecter des sursauts par leur émission optique?”. Aux vus des résultats de notre étude, c’est une question qu’il est légitime de se poser. Outre le problème de la reconnaissance des afterglows dans les images astronomiques, qui est néanmoins délicat car des étoiles variables particulières comme les étoiles à flare ont un comportement très similaires à celui d’un afterglow sur le court terme et semblent être la principale source du bruit des recherches avancées [35], le fait que nous n’ayons détecté aucun afterglow avec certitude alors que nous nous attendions au nombre raisonnable de quelques détections, montre que ce sont des événements très rares. Il faut prévoir non seulement une stratégie d’observation adaptée, suffisamment profonde et étendue, un système d’analyse des images rapide et infaillible, du temps d’observation complémentaires pour avoir la possibilité de certifier la nature des candidats. Le point positif est que nous parvenons très efficacement à séparer les afterglows des autres sources variables. La principale source de bruit est constituée par les étoiles à flares, qui ont cependant des couleurs très différentes de celles des afterglows.

On peut aussi se demander s’il est possible de contraindre les paramètres physiques des sursauts à partir de la limite donnée par le Very Wide Survey sur le nombre d’afterglows dans le ciel, et notamment le facteur de collimation f_c . Nous avons vu dans le chapitre 2 que le nombre d’afterglows optiques observables pouvait éventuellement apporter des contraintes sur l’angle d’ouverture de l’émission γ des sursauts, en se basant sur un modèle existant. Néanmoins, le rapport entre la valeur limite de β , qui définit le nombre d’afterglows sur le nombre de sursauts visibles, et le facteur de collimation f_c n’est pas évident et dépend très fortement du modèle choisi.

Certaines études tendent même à montrer qu’il n’est pas possible de remonter au facteur de collimation à partir des observations optiques. Dalal et al. [15] par exemple déduisent, à partir de considérations géométriques, que l’angle d’ouverture du jet de photons γ est proportionnel à celui de l’émission optique, et ce jusqu’à des angles d’ouverture d’environ 20 degrés. La conséquence directe de cette étude est que le nombre d’afterglows optiques est indépendant de l’angle d’ouverture de l’émission γ , et donc qu’il est impossible de déduire ce dernier des observations d’afterglows optiques. Néanmoins, cette déduction est contredite par Granot et al. [27], qui explique que même si le rapport entre l’angle d’émission et l’angle d’ouverture du jet est constant, la valeur du nombre d’afterglow observable permet d’en déduire le nombre réel de sursauts gamma dans le ciel.

Nous devons aussi tenir compte d’une autre étude, menée par Huang et al. [30], qui montre que le nombre de sursauts dits ”ratés”, c’est-à-dire sans émission γ , pourrait être bien plus important que le nombre de sursauts avec émission γ . Ces sursauts ratés, associés à des facteurs de Lorentz de l’éjecta inférieurs à 100, auraient des afterglows similaires à ceux des afterglows orphelins de sursauts avec émission γ , et il serait donc très difficile de déduire le type d’afterglow à partir des observations. Le nombre d’afterglows sans sursauts gamma visibles s’en trouve donc augmenté, mais seule une analyse poussée des courbes de lumière obtenues permettra de discriminer les afterglows vus en dehors du jet de l’émission γ des afterglows produits par des sursauts sans émission γ .

Si la recherche d’afterglows orphelins dans le domaine optique continue encore aujourd’hui, et sera perpétuée par les grands programmes d’observation à venir, il est possible que le futur de

l'étude des afterglows se situe dans d'autres longueurs d'onde, et notamment dans le domaine radio. Comme je l'ai déjà mentionné très brièvement dans le premier chapitre, les observations d'afterglows radios ont l'avantage de pouvoir se faire sur un temps bien plus long que les observations optiques, de l'ordre de l'année. L'intérêt de cela est que l'émission de l'afterglow peut être considérée comme isotrope, et que remonter aux paramètres initiaux du sursaut s'en trouve grandement facilité. De plus, l'étude des afterglows radios apporte des valeurs limites inférieures au facteur de collimation¹, et serait donc complémentaire à celle des afterglows dans le domaine optique. Malheureusement, on retrouve dans les recherches d'afterglows radios des problèmes similaires à ceux des recherches d'afterglows optiques. En particulier, il est très difficile de statuer de manière certaine sur la nature des sources variables détectées, celles-ci pouvant être aussi bien des supernovæ que des noyaux de galaxies actives ou des afterglows orphelins de sursauts gamma.

1. Cette constatation, basé sur des considérations énergétiques, est présenté dans Levinson et al. [37].

LETTER TO THE EDITOR

Constraining the rate of GRB visible afterglows with the CFHTLS very wide survey[★]

F. Malacrino¹, J.-L. Atteia¹, M. Boër², A. Klotz^{2,3}, C. Veillet⁴, J.-C. Cuillandre⁴, and the GRB RTAS collaboration^{★★}

¹ Laboratoire d'Astrophysique de Toulouse-Tarbes, Observatoire Midi-Pyrénées (CNRS-UMR5572/Université Paul Sabatier Toulouse III), 14 avenue Édouard Belin, 31400 Toulouse, France
e-mail: fmalacri@ast.obs-mip.fr

² Observatoire de Haute-Provence, 04870 Saint-Michel l'Observatoire, France

³ Centre d'Étude Spatiale des Rayonnements, Observatoire Midi-Pyrénées (CNRS/UPS), BP 4346, 31028 Toulouse Cedex 04, France

⁴ Canada-France-Hawaii Telescope Corp., Kamuela, HI 96743, USA

Received 11 December 2006 / Accepted 19 January 2007

ABSTRACT

Aims. We analyze images of the CFHTLS Very Wide Survey to search for visible orphan afterglows from gamma-ray bursts (GRBs).
Methods. We have searched 490 square degrees down to magnitude $r' = 22.5$ for visible transients similar to GRB afterglows. We translate our observations into constraints on the number of GRB visible afterglows in the sky, by measuring the detection efficiency of our search with a simulation reproducing the characteristics of our observational strategy and the properties of on-axis GRB afterglows.

Results. We have found only three potential candidates, of which two are most probably variable stars, and one presents similarities to an orphan afterglow. We constrain the number of visible afterglows to be less than 220 down to $r' = 22.5$ in the whole sky at any time. Our observations are marginally consistent with the most optimistic model, which predicts orphan afterglows to be about 10 times more frequent than GRBs.

Conclusions. This search has led to the detection of one possible GRB afterglow, and provides the strongest constraints on the rate of GRB visible afterglows as well as an estimation of the observing time required to detect a significant number of GRB afterglows.

Key words. gamma rays: bursts – methods: data analysis

1. Introduction

The prediction of the existence of orphan GRB afterglows relies on the double assumption that the GRB prompt emission is beamed and that the afterglow emission is still bright enough to be detectable when it starts to radiate outside the GRB beam. This situation, which was described by Rhoads in 1997 soon after the discovery of the first GRB afterglows, makes the detection of visible afterglows possible even without the GRB trigger. Such afterglows are usually called “orphan afterglows”. The properties and expected number of orphan GRB afterglows have been discussed by Rhoads (1997, 1999), Totani & Panaitescu (2002), Nakar et al. (2002), and Dalal et al. (2002). Huang et al. (2002) have proposed that failed on-axis GRBs with Lorentz factors well below 100 could also produce orphan afterglows.

The detection of orphan afterglows at optical wavelengths would open a new window in the GRB field. First, it would

suppress the existing bias in GRB studies due to the fact that *all* GRBs observed to date have been detected by their prompt emission at high-energies. Second, since orphan afterglows are thought to be far more numerous than on-axis afterglows, we expect to detect many more nearby afterglows, allowing detailed studies on specific issues like the GRB-SN connection. Third, the detection, or non-detection, of orphan afterglows will provide constraints on the beaming angle and energetics of GRBs (see Rhoads 1997; Totani & Panaitescu 2002; Nakar et al. 2002).

Given the potential science returns from the detection of visible orphan afterglows, various searches have been performed, with very different depth and sky coverage (Becker et al. 2004; Rykoff et al. 2005; Rau et al. 2006). These searches produced no orphan afterglow detection and provided constraints on GRB beaming which are described in Sect. 3. We report here the results of a search performed in images taken for the CFHTLS Very Wide Survey (hereafter CFHTLS-VWS) which has a combination of depth and sky coverage providing an unprecedented sensitivity for orphan afterglow searches. An extensive description of the survey and of our search procedure has been given in Malacrino et al. (2006, hereafter Paper I), we refer the reader to this paper for details. In this letter we focus on the afterglow candidates found in the CFHTLS-VWS images (Sect. 2) and on the constraints that we derive on the frequency of GRB visible afterglows (Sect. 3).

[★] Based on observations obtained with MegaPrime/MegaCam, a joint project of CFHT and CEA/DAPNIA, at the Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) which is operated by the National Research Council (NRC) of Canada, the Institut National des Sciences de l'Univers of the Centre National de la Recherche Scientifique (CNRS) of France, and the University of Hawaii.

^{★★} Collaboration of researchers who proposed the GRB RTAS project (see <http://www.cfht.hawaii.edu/~grb/>).

Table 1. Summary of our observations. The columns give for each filter: the number of images processed, N_{im} , the surface area in square degree, S_{im} , the mean accuracy of the astrometry in arcsecond, the completeness magnitude, M_{lim} , the density of astronomical sources per square degree, and the percentage of images that have been properly processed (see Paper I).

Filter	N_{im}	S_{im} [deg ²]	Accuracy arcsec	M_{lim}	Density deg ⁻²	Success
g'	536	481	0.52	23.1	31910	99.47
r'	1302	1167	0.54	22.6	41370	99.30
i'	589	531	0.51	22.4	51075	99.83

2. Visible afterglow candidates

The present work is based on the analysis of images covering an area of 490 square degrees. Their completeness magnitude depends on the filter. 50% of our images are complete down to $g' = 23.1$, $r' = 22.6$, and $i' = 22.4$ (see Table 1). The regions of the sky that have been observed, and the analysis of the images leading to the detection and validation of afterglow candidates are described in detail in Paper I. We briefly recall here only the points relevant to our orphan afterglow search.

When a new image is recorded for the CFHTLS-VWS, we construct the catalog of sources in the image. Usually, three images of the same field are acquired about 1 h apart during a single night, and another one on the following night. Our software compares the sources detected in these images and searches for photometrically variable or moving objects, which are checked by a member of the collaboration less than 24 h after the acquisition of the images (see Paper I for details). A visual examination of these objects led to the rejection of 90% of them, and to the validation of the remaining 10% as truly variable objects, which corresponds to 0.007% of the total number of sources.

While Paper I discusses variable sources found in all comparisons, *we restrict the work in this paper to sources found in inter-night comparisons*. This is not a strong limitation since all afterglows should be detected in inter-night comparisons (see Paper I). Another important point is that we have chosen to restrict our search to objects that vary by 0.2 mag or more, a value that offers a good compromise between sensitivity and the number of false detections. Our analysis has led to the identification of 1067 truly variable objects out of more than 18 million, in 549 MegaCAM fields, which shows that few objects in the sky show variations larger than 0.2 mag on a timescale of 1 day. The absolute variation in magnitude of these sources between the two nights as a function of their median magnitude is shown in Fig. 1.

All the objects of Fig. 1 have been carefully examined in order to determine their nature. Most of them are variable stars which are identified as such because they are present in archived astronomical images¹, or in the USNO-B1.0 catalog (Monet et al. 2003), or in images of the same field acquired during other observational periods of the CFHTLS-VWS. This last method is particularly useful for variable objects fainter than the limit of the USNO-B1.0 catalog (about 21st mag). This selection assumes that GRB afterglows are truly transient sources. During this screening process we also eliminate a few slow moving objects that are referenced in the MPchecker (<http://scully.harvard.edu/~cgi/CheckMP>). These objects can mimic a GRB afterglow that has “disappeared” after

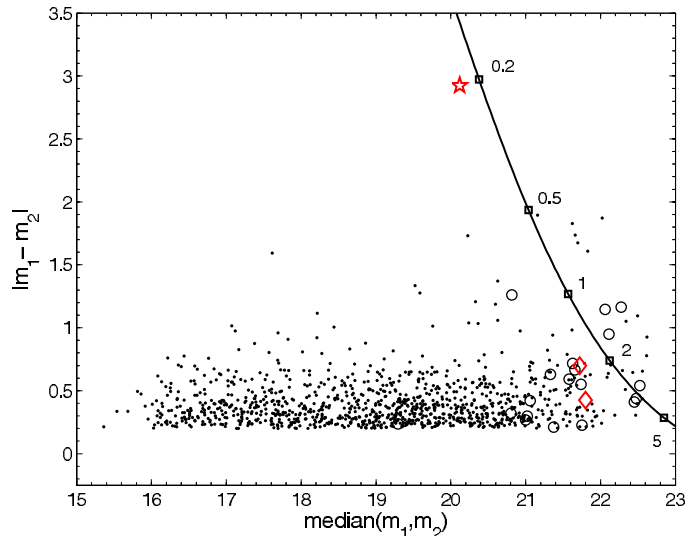


Fig. 1. 1067 variable objects detected by our automatic software and confirmed by visual examination. Each point represents a single object in the inter-night comparison of a pair of images. The x -axis shows the median magnitude while the y -axis shows the absolute value of the magnitude difference between the two images. The open circles and the two red diamonds show the objects that have been identified as afterglow candidates in the real-time analysis, and discarded (circles), or not (diamonds) after further analysis (see text). The solid line shows where a typical afterglow ($\alpha = 1.2$, $m_1 = 21$ and $m_{\text{host}} = 24$) would be placed on this diagram as a function of its age (in days) at the time of the first observation. The red star shows OT 20050728, a variable source which has characteristics similar to GRB afterglows.

one day. Variable sources that are not eliminated by one of these methods are classified as “afterglow candidates”.

During the real-time process, 26 sources were classified as “afterglow candidates”. A careful re-analysis of these sources with the full set of images allowed us to re-qualify 23 of them as variable stars. These 23 sources are shown with open circles in Fig. 1. We note that nearly all of them are fainter than the magnitude limit of USNO-B1.0, emphasizing the role of this catalog in the rejection of bright variable sources. At the time of writing this paper we are left with only 3 objects, listed in Table 2. Two of them (the diamonds) are probably variable stars which we still consider as “candidates” due to the lack of reference images. The last transient (the red \star in Fig. 1) is a remarkable event which shares some similarities with a visible afterglow (the solid line in Fig. 1 simulates the track of a typical on-axis afterglow). We have called it OT 20050728, and its evolution is shown in Fig. 2. Unfortunately, the available data (see Table 2) are not sufficient to unambiguously determine its nature.

One significant source of background in searches for GRB visible afterglows is flare stars (Kulkarni & Rau 2006). We consider that it is unlikely that OT 20050728 is a stellar flare since its long rise time (greater than 1 h) and its 3 mag variation in the i' band are unusual for stellar flares. We thus consider OT 20050728 as a possible visible afterglow candidate. In view of the importance of the characterization of this event, we have requested additional observations during June and July 2007. We strongly encourage deep observations of this source.

In the following we discuss the rate of GRB visible afterglows under two assumptions; i) our search has led to the detection of zero afterglow; ii) OT 20050728 is a GRB afterglow.

¹ We use the Aladin sky atlas, Bonnarel et al. (2000).

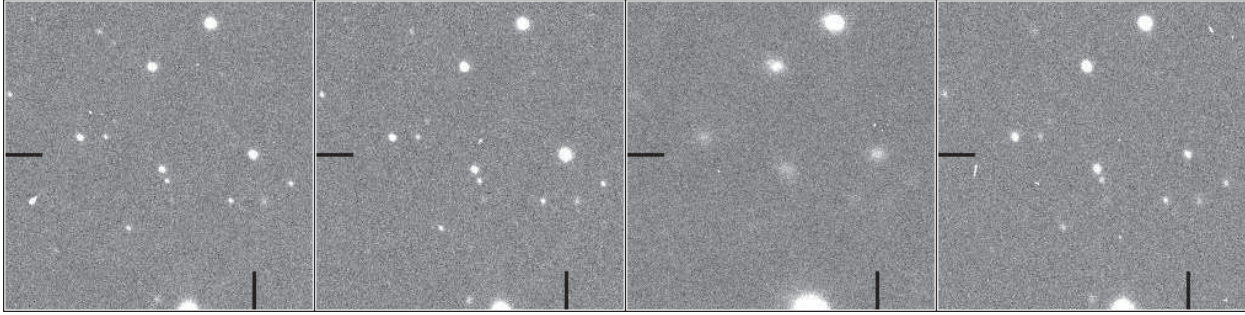


Fig. 2. The evolution of OT 20050728 during the nights of 2005 July 28th and 29th. The 4 images correspond to the 4 lines in bold in Table 2.

Table 2. Properties of our afterglow candidates: name, Right Ascension, Declination, number of images available, date and time of the observations, magnitude of the source, and a comment on the most probable nature of the source.

Name	RA	Dec	N_{im}	Date	Time [SOD]	Filter	Magnitude	Comment
OT 20050629	19 38 06.81	-21 22 31.3	4	2005-06-29	38182	r'	21.54	probably a variable star, only 4 images
				2005-06-29	40527	r'	21.55	
				2005-06-29	42924	r'	21.37	
				2005-07-01	42422	r'	22.07	
OT 20050728	15 57 16.78	-18 50 58.6	11	2005-06-10	34244	g'	>23.35	afterglow candidate, detected in 5 out of 11 images
				2005-06-12	22204	g'	>23.19	
				2005-07-28	21849	i'	20.08	
				2005-07-28	26054	i'	18.66	
				2005-07-28	30330	i'	20.90	
				2005-07-28	30631	i'	20.70	
OT 20060202	04 54 05.71	+21 45 17.8	4	2006-02-02	26962	i'	21.58	probably a variable star, only 4 images
				2006-02-02	30226	i'	21.74	
				2006-02-02	33356	i'	21.91	
				2006-02-03	25483	i'	22.01	

3. Constraining GRB beaming

In this section we use our observations to constrain the number of visible afterglows in the whole sky. The transformation of this value into a number of *detected* afterglows in a given survey depends on parameters describing the observational strategy (sky coverage, limiting magnitude, time between consecutive observations of a given field...) and on parameters describing the afterglows (shape of the light-curve, magnitude at 1 day, magnitude of the host...). We have constructed a simple simulation which generates random afterglow light-curves and computes the fraction detected in a given observational strategy (see Paper I for more details). One current limitation of our simulation is that it uses *observed* light-curves taken from the GCN Circulars, which are presumably generated by on-axis GRBs. This may not be too much of a problem however because in a deep survey like ours, GRB afterglows are detected after several days, when the light-curves of on-axis and off-axis afterglows are similar. According to our simulation, and assuming that we have detected no afterglow, the number of visible afterglows in the sky at a given time down to $r' = 22.5$ is smaller than 220 (90% confidence). This translates into an upper limit of 10 100 visible afterglows per year, or less than 13 orphan afterglows per GRB. If we assume in contrast that we have detected one afterglow, the number of afterglows in the sky at a given time is 100, with an error bar comprised between 10 and 350 (90% confidence). These numbers are reported in Fig. 3 along with the constraints derived from previous searches and some theoretical estimates.

Figure 3 shows that our search is about 10 times more sensitive than previous works. This is due to its unprecedented combination of depth and sky coverage which has been permitted by

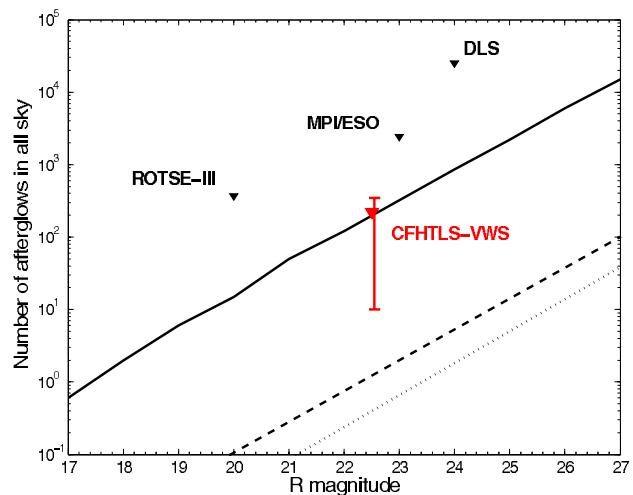


Fig. 3. Constraints provided by our observations (VWS), compared to the results of ROTSE-III (Rykoff et al. 2005), of the MPI/ESO survey (Rau et al. 2006), and of the DLS (Becker et al. 2004). The upper limit assumes the detection of zero afterglow and the error bar the detection of one afterglow in our survey (see Sect. 2 for additional explanations). Also shown are the theoretical predictions of Totani & Panaitescu (2002, solid line), of Nakar et al. (2002, dashed line), and of Zou et al. (2007, dotted line).

the large area of MegaCAM, the high throughput of the 3.6 m CFHT Telescope, the organisation of a survey adequate for visible afterglow searches, and by the implementation of dedicated software allowing a quick processing of the images and

an efficient search for variable objects. If we compare our observations to theoretical predictions, the assumption that we have detected no afterglow gives an upper limit which is marginally consistent with the (optimistic) prediction of Totani & Panaitescu (2002), and fully consistent with the more pessimistic predictions of Nakar et al. (2002), and Zou et al. (2007). If we assume that our candidate is a real afterglow we reach a different conclusion: our data are incompatible with the predictions of Nakar et al. (2002) and Zou et al. (2007) at the 90% confidence level. More importantly, if OT 20050728 is a true GRB afterglow, our work is the first one to provide an estimate of the amount of observing time needed to detect a significant number of GRB visible afterglows.

While the detection of orphan afterglows was initially proposed as a way to constrain GRB beaming (Rhoads 1997), more recent work has shown that the number of visible afterglows depends on various factors like the structure of the jet (Dalal et al. 2002; Granot et al. 2002; Nakar et al. 2002; Totani & Panaitescu 2002) and on the existence of orphan afterglows not due to off-axis GRBs (Huang et al. 2002; Nakar & Piran 2003). It could be possible to constrain the GRB beaming by including a model of GRB jets in our simulations, but this is beyond the scope of this paper.

Along the duration of the survey our main method to discard false alarms in a search for GRB afterglows has been the comparison with images taken months or years earlier or later. In doing so we rely on the truly transient nature of GRB afterglows, which is one of their most unique properties. This is illustrated in Fig. 1, which shows that, among 22 million objects, we have found one thousand sources varying by more than 0.2 mag in one day, and that only one of these sources was truly transient. We believe that future efficient searches should be made in

regions of the sky covering several tens to a few hundred square degrees, already observed down to $m \sim 24\text{--}25$, and which are outside the Ecliptic and Galactic planes. This is typically the case of weak shear surveys, like the CFHTLS Wide Synoptic Survey which covers a total of 175 square degrees in 5 filters (u^*, g', r', i', z'), down to $i' = 24.5$. The existence of such catalogs represents a remarkable opportunity for future searches of GRB visible afterglows. Moreover, the combination of optical and radio observations (Levinson et al. 2002; Gal-Yam et al. 2006) may be the best way to measure GRB beaming in the near future.

Acknowledgements. We thank everyone at CFHT for their continuous support, especially Kanoa Withington. We thank the Observatoire Midi-Pyrénées for funding the Real Time Analysis System.

References

- Becker, A. C., Wittman, D. M., Boeshaar, P. C., et al. 2004, *ApJ*, 611, 418
 Bonnarel, F., Fernique, P., Bienayme, O., et al. 2000, *A&AS*, 143, 33
 Dalal, N., Griest, K., & Pruet, J. 2002, *ApJ*, 564, 209
 Gal-Yam, A., Ofek, E. O., Poznanski, D., et al. 2006, *ApJ*, 639, 331
 Granot, J., Panaitescu, A., Kumar, P., & Woosley, S. E. 2002, *ApJ*, 570, L61
 Huang, Y. F., Dai, Z. G., & Lu, T. 2002, *MNRAS*, 332, 735
 Kulkarni, S. R., & Rau, A. 2006, *ApJ*, 644, L63
 Levinson, A., Ofek, E. O., Waxman, E., & Gal-Yam, A. 2002, *ApJ*, 576, 923
 Malacrino, F., Atteia, J.-L., Boër, M., et al. 2006, *A&A*, 459, 465 (Paper I)
 Monet, D. G., Levine, S. E., Canzian, B., et al. 2003, *AJ*, 125, 984
 Nakar, A., & Piran, T. 2003, *NewA*, 8, 141
 Nakar, A., Piran, T., & Granot, J. 2002, *ApJ*, 579, 699
 Rau, A., Greiner, J., & Schwarz, R. 2006, *A&A*, 449, 79
 Rhoads, J. E. 1997, *ApJ*, 487, L1
 Rhoads, J. E. 1999, *ApJ*, 525, 737
 Rykoff, E. S., Aharonian, F., Akerlof, C. W., et al. 2005, *ApJ*, 631, 1032
 Totani, T., & Panaitescu, A. 2002, *ApJ*, 576, 120
 Zou, Y. C., Wu, X. F., & Dai, Z. G. 2007, *A&A*, 461, 115

Conclusion

Les sursauts gamma, événements cataclysmiques se produisant à des distances cosmologiques, restent l'un des phénomènes les moins connus du monde de l'astrophysique. Bien que ne durant que quelques secondes, ils deviennent pendant ce temps limité plus brillants que l'ensemble des sources du ciel. Leur imprédictibilité spatiale et temporelle, ainsi que leur caractère évanescent, les rend difficiles à étudier. De grands progrès ont été faits depuis la découverte de leurs contreparties dans les autres longueurs d'onde, les afterglows. L'analyse de leurs courbes de lumière a notamment mis en évidence le fait que l'émission γ prompte est focalisée dans un jet, alors que celle de l'afterglow est diffusée dans un angle solide bien plus grand. C'est à partir de cette constatation que s'est formée l'hypothèse de sursauts dont le flux de photons γ n'est pas dirigé vers la Terre, mais qui seraient néanmoins visibles par leur émission dans les autres longueurs d'onde. Ces objets encore théoriques ont été nommés afterglows orphelins, du fait qu'il ne sont pas accompagnés du sursaut parent.

Durant mes trois années de doctorat, j'ai tenté d'apporter ma contribution à la compréhension des sursauts gamma en recherchant des afterglows optiques dans les images acquises dans le cadre du Very Wide Survey, un des programmes d'observation du télescope Canada-France-Hawaii. La stratégie d'observation du Very Wide Survey, bien qu'elle ait été initialement conçue pour détecter des objets trans-neptunien, est tout à fait adaptée à la recherche d'afterglows optiques. Le grand nombre de champs imagés ainsi que la répétitivité des observations, avec des intervalles de temps de l'ordre de l'heure et de la journée, permet de détecter des objets dont la luminosité aurait décliné avec le temps, comme c'est le cas pour les afterglows.

Afin d'analyser les images du Very Wide Survey, j'ai intégralement conçu, réalisé et mis en place un système d'analyse en temps réel, que nous avons nommé "Optically Selected GRB Afterglows". Ce système entièrement automatisé, opérationnel depuis Novembre 2004, crée des catalogues d'objets à partir des images, et compare les catalogues d'un même champ observé à des temps différents pour en extraire les objets variables en luminosité, les objets ayant disparu ou étant apparus, et les objets mouvants. Ces objets sont ensuite analysés par un membre de la collaboration, qui définit leur nature et décide de les rejeter comme fausses détections ou de les valider comme véritables objets variables.

Des statistiques basées sur une année d'observation montrent la qualité de notre traitement. Lorsque des images sont acquises, nous sommes capables d'envoyer des alertes à la communauté des sursauts gamma en moins de 24 heures. Bien que rapide, le système d'analyse en temps réel n'en est pas moins très performant. Plus de 99% des images sont traitées sans encombre d'un bout à l'autre de la chaîne, et une proportion très faible d'objets est détectée comme variable par le traitement. Néanmoins, environ 90% de ces objets restent de fausses détections qu'il nous faut éliminer manuellement. Cette forte proportion, partiellement voulue, montre notre point de vue conservatif: nous ne voulons pas perdre la possibilité de détecter un afterglow à cause d'une méthode de sélection trop sévère.

Afin d'effectuer des prédictions sur le nombre d'afterglows attendus dans le Very Wide

Survey, et de les comparer avec des recherches d'afterglows optiques antérieures, j'ai développé un programme de simulation. Ce programme génère des afterglows en grand nombre avec des paramètres correspondant aux observations réelles d'afterglows, et y applique des stratégies d'observations définies. Ces simulations nous montrent que notre recherche d'afterglows est bien plus performante que celles qui ont été faites jusqu'alors, puisque nous attendons un nombre de détections environ 10 fois supérieur. Moyennant des valeurs sur le nombre total d'afterglows dans le ciel extraites de modèles théoriques, nos simulations prédisent une moyenne de 5 événements dans l'intégralité du Very Wide Survey.

Malgré la qualité des images et l'efficacité du système d'analyse en temps réel, nous n'avons pour l'instant détecté aucun afterglow dans les images du Very Wide Survey avec certitude, même si un objet, OT 20050728, reste à confirmer. Certes, c'est une déception, mais cela nous permet néanmoins de poser de très fortes contraintes sur la proportion d'afterglows dans le ciel comparée à celle des sursauts gamma. Notre étude montre que le rapport du nombre d'afterglows sur le nombre de sursaut dont l'émission γ est dirigée vers la Terre ne peut être supérieure à 12,6, ce jusqu'à la magnitude $r' = 22,5$, et avec 90% de confiance. Cette contrainte, la plus forte qui ait jamais été posée, n'entre pour l'instant en contradiction avec aucun modèle de sursauts gamma. Dans le cas où notre candidat serait un véritable afterglow, nous obtenons un nombre d'afterglow par sursaut gamma compris entre 0,5 et 20, avec pour valeur moyenne 5,7, ce qui a pour conséquence de contredire certains modèles théoriques.

Le point important qu'il faut retenir de cette étude est que la recherche d'afterglows optiques de sursauts gamma est loin d'être une tâche facile. Une étude consciencieuse pourrait être menée avec une stratégie d'observation profonde et étendue utilisant de nombreuses nuits d'observation sur de grands télescopes sans qu'aucun afterglow ne soit identifié. Il faudrait de plus associer à une telle recherche du temps d'observation supplémentaire afin de confirmer la nature des candidats, soit par spectroscopie, soit par des observations dans d'autres longueurs d'onde. Des études récentes ont montré que des objets astrophysiques tels que les étoiles à flare ont un comportement à court terme très similaire à celui d'un afterglow de sursaut gamma, ce qui rend les discriminations d'autant plus délicates. Dans toute cette étude, j'ai par ailleurs considéré que les afterglows orphelins se comportent sensiblement de la même façon que les afterglows observés grâce à la localisation de l'émission γ des sursauts. Ce n'est peut-être pas le cas. Il nous faudra attendre des programmes futurs comme PAN-STARRS ou bien le LSST, spécialisés dans la détection et le suivi d'objets variables, pour résoudre le mystère qui plane sur les afterglows orphelins, et nous éclairer un peu plus sur ces phénomènes particuliers que sont les sursauts gamma.

"Long et dur est le chemin qui de l'enfer mène à la lumière", John Milton, Le Paradis Perdu

Annexe A

Publications

LISTES DES PRINCIPALES PUBLICATIONS

Publications à comité de lecture:

- *Constraining the rate of GRB visible afterglows with the CFHTLS Very Wide Survey*
F. Malacrino, J-L. Atteia, M. Boër, A. Klotz, C. Veillet, and J-C. Cuillandre
2007, A&A, 464, L29
- *The CFHTLS Real Time Analysis System "Optically Selected GRB Afterglows": Overview and Performance*
F. Malacrino, J-L. Atteia, M. Boër, A. Klotz, C. Veillet, and J-C. Cuillandre
2006, A&A, 459, 465
- *Optically selected GRB afterglows, a real time analysis system at the CFHT*
F. Malacrino, J-L. Atteia, M. Boër, A. Klotz, J.J. Kavelaars, J-C. Cuillandre
Il Nuovo Cimento, 2005, 28, 529
- *Early re-brightening of the afterglow of GRB 050525a*
A. Klotz, M. Boër, J-L. Atteia, G. Stratta, R. Behrend, **F. Malacrino**, Y. Damerdji
Astronomy and Astrophysics, 2005, 439, L35
- *Continuous optical monitoring during the prompt emission of GRB 060111B*
A. Klotz, B. Gendre, G. Stratta, J-L. Atteia, M. Boër, **F. Malacrino**, Y. Damerdji, R. Behrend
Astronomy and Astrophysics, 2006, 451, L39

Autres publications:

- *Optically Selected GRB Afterglows, a Real Time Analysis System at the CFHT*
F. Malacrino, GRB RTAS Collaboration
SF2A 2005 Proceeding, 685-688.
- *XRF 030824: observations at CFHT*
Klotz, A.; **Malacrino F.**; Atteia, J. L.; Boer, M.; Fox, D.; Hunt, M. P.; Veillet, C
2003, GCN 2406
- *Search for SN light in XRF 040912 with MEGACAM*
Stratta, G.; **Malacrino F.**; Boer, M.; Klotz, A.; Atteia, J.-L.; Martin, P.; Veillet, C.;
Cuillandre, J.-C.; Wells, L
2004, GCN 2797
- *Unusual optical transient (GRB???)*
Malacrino F.; Atteia, J. L.; Boer, M.; Klotz, A.; Veillet, C.; Cuillandre, J.-C.; Kavelaars,

J. J

2005, GCN 2964

– *Orphan GRB afterglow candidate*

Malacrino F.; Atteia, J.-L

2006, GCN 4705

Table des figures

1.1	Représentation du satellite CGRO sur lequel était embarqué BATSE et schéma d'un des huit modules de BATSE. Chacun était composé d'un détecteur grand champ et d'un spectrographe	7
1.2	Profils temporels de quelques sursauts détectés par BATSE, chaque courbe représente une catégorie dans la classification de Fishman [18]	8
1.3	Distribution de la durée T_{90} des sursauts gamma du catalogue de BATSE. On distingue très nettement 2 classes de sursauts: les sursauts courts dont la durée moyenne est de 0,3 seconde, et les sursauts longs, centrés, eux, sur 50 secondes. Cette distribution n'est pas corrigée du redshift.	9
1.4	Le spectre de GRB030329, sursaut détecté par le satellite HETE-2, est typique des sursauts gamma. Ses paramètres spectraux sont: $\alpha = -1,26$, $\beta = -2,28$, $E_p = 67,7keV$ [6].	9
1.5	Repartition de l'intégralité des sursauts de BATSE en coordonnées galactiques. L'isotropie de cette distribution ne fait aucun doute.	10
1.6	Observation par les instruments NFI du satellite Beppo-SAX de la contrepartie X du sursaut GRB970228, à gauche 8 heures après le sursaut, et deux jours plus tard à droite. La décroissance en luminosité de la source est indéniable.	11
1.7	Spectre du sursaut GRB970508. A droite est présenté un agrandissement d'une partie du spectre montrant les raies à partir desquelles le redshift a été mesuré [41]	12
1.8	Image de la supernova SN1998bw associée au sursaut GRB980425 prise par le New Technology Telescope une semaine après la détection par Beppo-SAX. A droite l'image référence de la même galaxie dans le Digitized Sky Survey [22]	13
1.9	La relation d'Amati telle qu'elle apparaît pour la première fois [3]. Elle montre la corrélation entre l'énergie du maximum de la puissance spectrale E_p , et l'énergie totale du sursaut si l'émission est considérée comme isotrope E_{iso} , nommée E_{rad} sur le graphique.	13
1.10	Courbes de lumière modélisées par une simple ou double loi de puissance de 53 afterglows [66]. Les 2 courbes en gras représentent un afterglow typique ($\alpha_1 = 1,2$, $\alpha_2 = 2$, $t_b = 1,5$ jours, $m_1 = 20,5$, $m_b = 21$, $m_h = 25$ et $n = 10$) avec (pointillés) et sans cassure (tiret)	15

1.11	Histogrammes des valeurs de α_1 , α_2 , t_b et m_1 basés sur 53 afterglows dont 28 avec une cassure dans la courbe de lumière[66]. Pour la figure de α_1 , l'histogramme en tiret représente les valeurs pour les afterglows sans cassure, celui en pointillés les valeurs pour les afterglows avec une cassure, et celui en trait plein les valeurs pour tous les afterglows. J'ai tenu compte des magnitudes des galaxies hôtes dans la figure des magnitudes 1 jour après le sursaut.	16
1.12	A gauche, le spectre visible de GRB030329 mesuré 8 jours après le sursaut et après soustraction de l'afterglow, comparé à celui de la supernova SN1998bw associée au sursaut GRB980425 [39]. A droite, la courbe de lumière de l'afterglow du sursaut GRB021211. La bosse à 20 jours est expliquée par l'émergence d'une supernova [16]. Le spectre obtenu 10 jours après le maximum est bien celui d'une supernova	17
1.13	Courbe de lumière de l'afterglow optique de GRB990123 observé par le télescope automatique ROTSE-I. Dans le cadre en bas à gauche est présenté le profil temporel de l'émission prompte du sursaut, ainsi que les 3 premières mesures en flux de l'afterglow optique [1]	18
1.14	Courbe de lumière des afterglows optiques observés peu de temps après le sursaut. Les symboles pleins représentent les observations qui ont eu lieu pendant l'émission prompte. Le temps est recalé au redshift du sursaut et la densité de flux est calibrée à un redshift de 1. Les sursauts dont le redshift n'a pu être mesuré ont été arbitrairement placés à $z = 2$	19
1.15	Observation du CXO (à gauche) et du Hubble Space Telescope (à droite) de l'afterglow du sursaut court GRB050709 [20]. Sur la figure a, le cercle rouge représente la boîte d'erreur de 81 secondes d'arc de l'instrument SXC de HETE-2, et la carré blanc correspond à la taille de la figure b. Sur cette dernière, le cercle rouge représente la boîte d'erreur de la position de l'afterglow X.	20
1.16	Distribution des redshifts des sursauts de Swift (trait plein) et des autres détecteurs gamma (pointillés). On voit que Swift a élargi la distribution à de plus grands redshift.	21
1.17	Ce schéma [26] décrit le principe de production d'un sursaut gamma. Un vent de particules ultra-relativistes est émis par un moteur central par couches successives de vitesses différentes. Les interactions entre ces couches donnent l'émission prompte. Ensuite, le vent ralentit et interagit avec le milieu environnant pour produire l'afterglow.	23
2.1	Distribution des angles d'ouverture de 24 sursauts selon Bloom et al. [10].	26
2.2	Sur ces deux figures est représentée la distribution de $E\gamma$ corrigée du facteur de collimation, à gauche pour 15 sursauts [21], et à droite pour 29 sursauts [10]. L'énergie ainsi corrigée semble se regrouper autour de la valeur $1,3 \cdot 10^{51} \text{ erg}$	27
2.3	Cette figure montre la relation d'Amati dans la cas d'une énergie bolométrique isotrope (cercle vide) et dans le cas corrigé de l'ouverture du jet (cercle plein).	28
2.4	35 sursauts représentés dans un plan magnitude à 1 jour en fonction de la fluence, montrant qu'il y a peu de corrélation entre ces deux valeurs.	29
2.5	Sur ce graphique est tracé le facteur de collimation f_c en fonction de l'angle d'ouverture de jet de l'émission prompte θ dans le cas où on considère l'émission de l'afterglow comme isotrope, avec (pointillés) et sans approximation (traits pleins). Les deux courbes sont pratiquement confondues à ces échelles.	30

2.6	Ce graphique, tiré de Totani & Panaitescu [56], présente un calcul théorique de l'évolution du nombre d'afterglows par sursaut gamma (représenté dans le cadre du bas par la courbe en trait plein accompagnée de l'identification N_{exp}/N_{on} , qui équivaut au paramètre β) en fonction de la magnitude en filtre r. Par exemple, pour une magnitude $r = 22,5$, on s'attend à voir 11 fois plus d'afterglows que de sursauts gamma.	31
3.1	A gauche, le TCFH par une nuit de pleine Lune. A droite, l'intérieur du TCFH, avec l'imageur MegaPrime.	40
3.2	Diagramme de la mosaïque CCD de MegaCAM. Les 4 CCDs du bord, appelés "oreillettes", ne voient pas le ciel.	40
3.3	La nébuleuse de la Rosette observée par MegaCAM au TCFH.	41
3.4	Stratégie d'observation du Very Wide Survey pour un champ. Chaque trait vertical représente une observation. Le temps d'exposition dépend du filtre utilisé, mais est typiquement de l'ordre de la centaine de secondes. Une quinzaine de champs est observée chaque mois.	42
3.5	En rectangles rouges les positions dans le ciel des champs observés pour le Very Wide Survey. La majorité de ces champs se situe dans l'écliptique, afin de permettre la détection de TNO. Les points bleus représente la position de tous les sursauts détectés depuis GRB960720. J'ai également représenté le plan de l'écliptique en pointillés, et le plan galactique en trait plein, le centre galactique étant symbolisé par le cercle noir.	43
3.6	Ces quatre histogrammes représentent pour chaque champ les intervalles de temps entre la première observation et les suivantes (gauche), et les intervalles de temps entre deux observations consécutives (droite), pour la stratégie initialement prévue pour un seul champ (en ramenant l'écart de trois ans à une année) en haut, et pour la stratégie réelle en bas. Les lignes verticales valent pour 1 heure, 1 jour, 2 mois et 1 an. Les graphiques de gauche nous montrent que les écarts de temps de 1 jour et de 1 an ont été privilégiés par rapport à ceux initialement prévus de 2 jours et 3 ans. Sur ceux de droite, on peut voir que les observations à 1 ou 2 jours ont été privilégiées.	44
3.7	Diagramme représentant le flux de données des images prises par MegaCAM, de leur acquisition à leur mise à disposition.	45
3.8	Diagramme de fonctionnement du RTAS. Les ovales représentent des données, les rectangles des programmes, et les flèches les interactions.	46
3.9	Le premier graphique montre la classification astrophysique des objets de chaque CCD dans un plan $\mu_{max} - magnitude$ en fonction du μ_{max} . Les étoiles sont dans la zone 1, les galaxies dans la 2, les objets faibles dans la 3, les objets saturés dans la 4 et les rayons cosmiques dans la 5. Les deux graphiques suivants montrent le calcul des complétudes des objets en μ_{max} et en magnitude.	48
3.10	La capture d'écran d'une page Internet de création de catalogues présente des informations sur la photométrie (en haut à droite), l'astrométrie (en bas à droite) et la classification des objets (en bas à gauche), qui permettent à l'utilisateur d'apprécier la qualité de l'image et le bon déroulement du traitement. Le cadre en haut à gauche est utilisé afin de valider la création des catalogues.	49

- 3.11 Représentation graphique de la classification spatiale des objets en fonction de leurs distances dans les comparaisons triples. 51
- 3.12 Cette figure schématise la sélection des objets variables parmi les objets communs d'un CCD d'une comparaison triple. Chaque point représente un objet commun dans un plan différence de magnitude en fonction de la magnitude. La valeur en ordonnées $\Sigma|\Delta m|$ est la somme des valeurs absolues des différences de magnitude entre chacun des trois catalogues. Les traits symbolisent nos tolérances en magnitude pour chaque intervalle de magnitude. Le seul objet commun sélectionné comme variable après l'ensemble des coupures est représenté par le cercle; il s'agit d'une étoile variable. 52
- 3.13 Sur la gauche un graphique avec en abscisse la différence de magnitude et en ordonnée la différence de FWHM pour les galaxies et les objets faibles communs d'un CCD d'une comparaison double, chaque croix représentant un objet avant correction. Les objets sont ramenés à une différence de FWHM nulle (rond) suivant une regression linéaire symbolisée par la ligne en tirets. A droite, les histogramme des différences de magnitude avant correction (tirets), et après correction (trait plein). Sont également présentées en pointillés les valeurs minimales à -0,2 et 0,2 pour qu'un objet soit classé comme variable. L'histogramme en trait plein s'étale moins au delà de ces valeurs, ce qui justifie notre correction. 53
- 3.14 Cette ligne représente un objet caractérisé comme étoile variable, telle qu'elle apparaît dans une page Internet de comparaison double. L'objet est représenté visuellement par son image et par ses paramètres pour chaque catalogue de la comparaison. L'icone "DSS" permet d'obtenir instantanément une découpe autour de la position de l'objet dans les images du DSS. 54
- 3.15 Cette ligne représente un objet caractérisé comme étoile variable, telle qu'elle apparaît dans une page Internet de comparaison triple. L'objet est visuellement par son image et par ses paramètres pour chaque catalogue de la comparaison. L'icone "DSS" permet d'obtenir instantanément une découpe autour de la position de l'objet dans les images du DSS. 55
- 4.1 Figure représentant le nombre moyen d'objets par CCD en fonction de la latitude galactique, pour les 958 images du Very Wide Survey acquises au cours des runs 05AQ01 06AQ01. Les trois filtres sont représentés par des symboles différents (g' en \times verts, r' en ronds rouges et i' en + bleues). Le nombre moyen d'objets augmente lorsque la latitude galactique diminue, et donc lorsque l'on s'approche du plan galactique. 71
- 4.2 Histogrammes représentant la distribution du nombre de rayons cosmiques (tirets-pointillés), d'objets astrophysiques (tirets), et du nombre total d'objets (traits pleins). On peut noter que le nombre de rayons cosmiques reste constant quel que soit le nombre d'objets dans le CCD. 72
- 4.3 Chaque point de cette figure représente un objet détecté variable par le traitement dans les comparaisons triples, dans un plan montrant la différence de magnitude en fonction de la magnitude, et ce dans les trois catalogues. L'histogramme présente la distribution des magnitude des objets détectés variables. 90% des objets sont détectés avec une variation de magnitude inférieure à 0,57, et 99% avec une variation inférieure à 1,2 en moyenne. 74

4.4 Chaque point de cette figure représente un objet détecté comme variable par le traitement dans les comparaisons doubles, dans un plan différence de magnitude en fonction de la magnitude. L'histogramme présente la distribution des magnitudes. Ce graphique montre qu'on détecte plus d'objets brillants avec une grande variation de magnitude que dans les comparaisons triples. Cet effet peut s'expliquer par la base de temps plus longue entre les deux mesures. 90% des objets sont détectés avec une variation de magnitude inférieure à 0,65, et 99% avec une variation inférieure à 1,22. 76

4.5 Le formulaire de recherche en ligne du RTAS tel qu'il apparaît sur la page web correspondante. Les différents filtres permettent de restreindre les recherches aux objets vérifiant les paramètres d'entrée. 77

4.6 Une fois la recherche accomplie, une page apparaît avec les résultats de la recherche, offrant la possibilité de télécharger différentes données correspondant à l'objet trouvé. 78

4.7 Exemple d'utilisation du formulaire de recherche pour un candidat afterglow du RTAS. L'objet est présent sur les trois images de gauche, qui correspondent à une comparaison triple, mais est absent des autres images du même champ à droite, où il est remplacé par un astéroïde dans la seconde image. Ce candidat s'avère en fait être un objet trans-neptunien, du fait de son léger déplacement dans les trois images de gauche (voir la valeur "distance", qui correspond à la distance entre la position de l'objet et celle donnée en entrée du formulaire). Dans ce cas-là, une vérification a été effectuée avec le Minor Planet Checker, dans lequel on retrouve bien l'objet à la position attendue. 79

4.8 Trois images consécutives d'un astéroïde sur superposant à un objet faible. . . . 81

4.9 Rayons cosmiques "tombant" sur un objet faible, sur l'image de droite. On remarquera le déplacement caractéristique de l'objet sur le diagramme $\mu_{max} - mag$ en fonction du μ_{max} , selon une ligne proche de l'iso-magnitude. 82

4.10 A gauche, un objet traversé par un défaut CCD. A droite, un objet proche du bord d'un CCD. 83

4.11 Objet détecté variable par le RTAS à cause d'un problème de seeing. Ce type de fausse détection est caractérisé par le fait que la FWHM de l'objet est plus grande dans l'image où il apparaît plus brillant. 83

4.12 A gauche, un objet contaminé par le halo d'une étoile brillante. A droite, un objet faible, dont il est difficile d'apprécier l'authenticité de la variabilité. 84

4.13 A gauche, le cas particulier d'une erreur de lecture des capteurs CCD, propageant les artefacts des étoiles brillantes sur une grande distance. A droite, un satellite traversant le champ de vue, masquant un objet et contaminant un second. . . . 84

4.14 Images de trois astéroïdes détectés dans les comparaisons triples. En haut, un objet à mouvement rapide, au milieu un objet de la ceinture de Kuiper, et en bas un astéroïde brillant de la ceinture principale. 85

4.15 L'astéroïde Legias dans deux des trois images du triplet à gauche, et la même position dans le doublet un jour plus tard à droite. Le déplacement insuffisant dans le triplet d'images a fait en sorte que cet astéroïde connu soit détecté comme objet seul dans la comparaison double associée. 86

- 4.16 Cette figure, produite par Alain Klotz, présente chaque objet mouvant détecté par le RTAS dans un plan vitesse relative en fonction de son élongation. Les différentes courbes montrent des trajectoires circulaires pour un demi-grand axe de 2, 3, 5 et 30 unités astronomiques (UA). Il est d'ores et déjà possible de distinguer les astéroïdes de la ceinture principale (entre 2 et 3 UA), des astéroïdes dits "Troyens" (autour de 5 UA). La dispersion des points provient du fait qu'en moyenne l'ellipticité des orbites des astéroïdes est de 0,2, et non 0. 87
- 4.17 Images de quatre étoiles remarquables. De haut en bas: une étoile brillante détectée avec une variation de 0,7 magnitude en moins de 2 heures dans les comparaisons triples, une étoile faible détectée avec une variation de 0,8 magnitude en moins de 2 heures aussi dans les comparaisons triples, une étoile brillante avec une variation de 1,5 magnitude en 1 jour (probablement une RR Lyra), et enfin une étoile éruptive, présentant une variation de 1,9 magnitude en 1 jour. 88
- 4.18 788 objets détectés comme variables par le RTAS et caractérisés manuellement comme étoiles variables dans un diagramme représentant la valeur absolue de la différence de magnitude en fonction de la magnitude. Le fait important est que la majorité des étoiles variables est détectée avec une variation de magnitude inférieure à 0,8, laissant supposer des types d'étoiles variables différents. 89
- 5.1 Images et paramètres de notre principal candidat afterglow. Les trois premières images en haut à gauche montrent l'objet durant la même nuit, avec une variation de magnitude importante (1,4 magnitude). L'image en bas à gauche a été acquise durant la nuit suivante. L'objet est encore présent, mais avec une luminosité plus faible de 1,5 magnitude environ. Les deux images de droite sont présentées comme images témoins. Elles ont été acquises environ un mois et demi avant, dans un filtre différent (g'). On ne distingue pas l'objet dans ces deux images, mais cela n'est pas très surprenant s'agissant d'images dans une bande spectrale différente. 104
- 5.2 Images et paramètres d'un second candidat afterglow. Les deux premières images à gauche montrent l'objet durant la même nuit. Sur la première image à droite, prise au cours d'une autre période d'observation, on distingue un objet faible et galactique. La deuxième image à droite, elle aussi acquise durant une autre période d'observation, est de bien moindre qualité, ne permettant pas de confirmer ou d'infirmer la présence d'un objet. Ce candidat n'a pas été validé car nous manquons de poses supplémentaires en i' , et que les poses en g' sont prises dans une autre bande spectrale. Il pourrait parfaitement s'agir d'une étoile variable plutôt rouge. 105
- 5.3 Sur ces graphiques sont représentés par des points 211 objets caractérisés comme étoiles variables dans les comparaisons triples (à gauche), et 577 dans les comparaisons doubles (à droite), dans un plan différence de magnitude en fonction de la magnitude. J'ai également tracé un afterglow typique ($\alpha = 1,2$, $M_1 = 21$, $M_{host} = 24$) tel qu'il serait observé dans les comparaisons triples ou doubles un temps donné après le sursaut. On remarquera le peu de chance de détecter un afterglow dans les triples, puisqu'il faudrait que la première observation commence moins d'une demi-journée après le sursaut. Dans les comparaisons doubles, l'afterglow peut par contre être détecté jusqu'à quatre ou cinq jours après le sursaut, avant de franchir notre limite de détection. 105

5.4 Cette figure, similaire à la précédente, contient 1067 objets confirmés comme variables dans les comparaisons doubles, ainsi que les objets qui ont été classés comme candidats afterglows lors de l'analyse en temps-réel puis rejetés (cercles noirs), ceux toujours classés comme candidats afterglows (losanges rouges), et notre meilleur candidat, OT 20050728 (étoile rouge). Nous retrouvons aussi la courbe de détection d'un afterglow typique. On remarquera que OT 20050728 est non seulement très proche de cette courbe, mais est également le seul objet dans cette zone du graphique. 106

5.5 Cette figure, tirée de Granot et al. [27], présente des courbes de lumière d'afterglows vus à différents angles de l'émission γ , pour deux simulations distinctes (tirets et trait plein). Les afterglows vus en dehors du jet de l'émission γ présentent dans leur courbe de lumière un croissance, puis une décroissance similaire à celle d'un afterglow non orphelin. 107

5.6 Distribution des valeurs de pente de la courbe de lumière α (gauche) et de la magnitude à 1 jour M_1 (droite) réelles (trait plein) de 60 afterglows observés et simulés (tirets) par notre programme. 108

5.7 Reprise de la courbe représentant le facteur β en fonction de la magnitude limite des observations donnée par Totani & Panaitescu [56], présentée dans la figure 2.6. J'ai ajouté les valeurs pour la ROTSE-III Transient Search, le Very Wide Survey, la recherche avec le MPI/ESO, et le Deep Lens Survey. 109

5.8 Cette figure présente la fonction de distribution de la durée de visibilité des afterglows simulés pour les magnitudes de complétude de chaque stratégie d'observation étudiée. Les lignes verticales donnent le temps au delà duquel la moitié des afterglows n'est plus visible pour chacune des quatre stratégies, que l'on nommera temps de visibilité moyen. Les magnitudes limites sont de 18 pour ROTSE-III, 22,5 pour le Very Wide Survey, 23 pour le MPI/ESO (Rau et al. Survey), et 24 pour la stratégie fictive optimale (Ideal Survey). 110

5.9 Ce graphique reprend la courbe de Totani & Panaitescu [56] sur le nombre d'afterglows attendus dans tout le ciel à un instant donné en fonction de la magnitude limite d'observation, et y ajoute les limites supérieures apportés par quatre stratégie d'observation: la ROTSE-III Transient Search, la recherche avec le MPI/ESO, le Deep Lens Survey, et enfin le Very Wide Survey, dans les deux cas possible (voir texte). J'ai également ajouté les prédictions de Nakar et al. [42] en tirets, et de Zou et al. [68] et pointillés. Force est de constater que le Very Wide Survey est celui qui contraint le mieux la valeur donné par Totani & Panaitescu, et est même le seul à pouvoir exclure les modèles de Nakar et al. et de Zou et al.. 115

Bibliographie

- [1] Akerlof, C., et al. 1999, *Nature*, 398, 400
- [2] Akerlof, C., et al. 2003, *PASP*, 115, 132
- [3] Amati, L., et al. 2002, *A&A*, 390, 81
- [4] Atteia, L., et al. 2003, *A&A*, 407, L1
- [5] Band, D., et al. 1993, *ApJ*, 413, 281
- [6] Barraud, C., et al. 2003, *A&A*, 400, 1021
- [7] Barraud, C., et al. 2005, *A&A*, 440, 809
- [8] Becker, A. C. et al. 2004, *ApJ*, 611, 418
- [9] Berger, E. et al. 2003, *Nature*, 426, 154
- [10] Bloom, J. S., Frail, D. A., Kulkarni, S. R., 2003, *ApJ*, 594, 674
- [11] Boella, G., et al. 1997, *A&A*, 122, 299
- [12] Boër, M., et al. 2006, *ApJ*, 638, L71
- [13] Cline, T., 1973, *ApJ. Lett.*, 185, L1
- [14] Costa, E., et al. 1997, *Nature*, 387, 783
- [15] Dalal, N., et al. 2002, *ApJ*, 564, 209
- [16] Della Valle, M., et al. 2003, *A&A*, 406, L37
- [17] Fishman, G. J., et al. 1989, *Dots Work*, 96F
- [18] Fishman, G. J., & Meegan, C. A., 1995, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 33, 415
- [19] Fox, D. W., et al. 2003, *Nature*, 422, 384
- [20] Fox, D. W., et al. 2005, *Nature*, 437, 845
- [21] Frail, D. A. et al. 2001, *ApJ*, 562, L55
- [22] Galama, T., et al. 1998, *Nature*, 395, 670
- [23] Gal-Yam, A., et al. 2002, *PASP*, 114, 587
- [24] Gehrels, N., et al. 2004, *ApJ*, 611, 1005
- [25] Ghirlanda, G., et al. 2004, *ApJ*, 616, 331
- [26] Granot, J., et al 2003, *Nature*, 426, 138
- [27] Granot, J., et al 2002, *ApJ*, 570, L61
- [28] Guetta, D., Piran, T., Waxman, E., 2005, *ApJ*, 619, 412
- [29] Hjorth, J., et al. 2005, *Nature*, 437, 859
- [30] Huang, Y. F., et al. 2002, *MNRAS*, 332, 735
- [31] Klebesadel, R., Strong, I., et Olson, R., 1973, *ApJ*, 182, L85
- [32] Klotz, A., et al. 2005, *A&A*, 439, L35
- [33] Klotz, A., et al. 2006, *A&A*, 451, L39
- [34] Kouveliotou, C., et al. 1993, *ApJ*, 413, L101
- [35] Kulkarni, S. R., & Rau, A., 2006, *ApJ Letter*, In press

- [36] Lamb, D. Q., Ricker, G. R., & Atteia, J.-L., et al. 2004, *New Astronomy Review*, 48, 423
- [37] Levinson, A., et al. 2002, *ApJ*, 576, 923
- [38] Magnier, E. A., & Cuillandre, J.-C., 2004, *PASP*, 116, 449
- [39] Matheson, T., et al. 2003, GCN2107
- [40] Mazets, E. P., Golenetskii, S. V. & Illinskii, V. N., 1974, *JETP Lett.*, 19,77
- [41] Metzger, M. R., et al. 1997, *Nature*, 387, 878
- [42] Nakar, A., Piran, T., & Granot, J. 2002, *ApJ*, 579, 699
- [43] Paciesas, W. S., et al. 1999, *ApJS*, 122, 465
- [44] Preece, R. D., et al. 2000, *ApJS*, 126, 19
- [45] Rau, A., et al. 2006, *A&A*, 449, 79
- [46] Rhoads, J. E. 1997, *ApJ*, 487, L1
- [47] Rhoads, J. E. 1999, *ApJ*, 525, 737
- [48] Ricker, G. R., et al. 2003, *AIP Conf Proc*, 662
- [49] Rykoff, E. S., et al. 2004, *ApJ*, 601, 1013
- [50] Rykoff, E. S., et al. 2005, *ApJ*, 631, L121
- [51] Rykoff, E. S., et al. 2005, *ApJ*, 631, 1032
- [52] Rykoff, E. S., et al. 2006, *ApJ*, 638, L5
- [53] Sari, R., Piran, T., & Halpern, J. P., 1999, *ApJ*, 519, L17
- [54] Soderberg, A. M., et al. 2002, *GCN Circ.* 1554
- [55] Tiney, C., et al. 1998, *IAUC*, 6896
- [56] Totani, T., & Panaitescu, A. 2002, *ApJ*, 576, 120
- [57] Valdes, F. G., et al. 1995, *PASP*, 107, 1119
- [58] Vanden Berk, D. E., et al. 2002, *ApJ*, 576, 673
- [59] Villaseñor, J. S., et al. 2005, *Nature*, 437, 855
- [60] Vestrand, W. T., et al. 2004, *AN*, 325, 549
- [61] Vestrand, W. T., et al. 2005, *Nature*, 435, 178
- [62] Wozniak, P. R., et al. 2005, *ApJ*, 627, L13
- [63] Wren, J., et al. 2005, *GCN*, 3836
- [64] York, D. G., et al. 2000, *AJ*, 120, 1579
- [65] Yost, S. A., et al. 2006, *ApJ*, 636, 959
- [66] Zeh, A., Klose, S., & Kann, D. A., 2005, *ApJ*, 637, 889
- [67] Zeh, A., et al. 2005, *NCimC*, 28, 617
- [68] Zou, Y. C., Wu, X. F., & Dai, Z. G. 2007, *A&A*, 461, 115