



**MATEMATICKO-FYZIKÁLNÍ
FAKULTA**
Univerzita Karlova

BAKALÁŘSKÁ PRÁCE

Alžběta Maleňáková

**Multispektrální analýza záblesku
gama**

Astronomický ústav UK

Vedoucí bakalářské práce: Mgr. Martin Jelínek, PhD.

Studijní program: Fyzika

Studijní obor: Obecná fyzika

Praha 2020

Prohlašuji, že jsem tuto bakalářskou práci vypracoval(a) samostatně a výhradně s použitím citovaných pramenů, literatury a dalších odborných zdrojů. Tato práce nebyla využita k získání jiného nebo stejného titulu.

Beru na vědomí, že se na moji práci vztahují práva a povinnosti vyplývající ze zákona č. 121/2000 Sb., autorského zákona v platném znění, zejména skutečnost, že Univerzita Karlova má právo na uzavření licenční smlouvy o užití této práce jako školního díla podle §60 odst. 1 autorského zákona.

V dne

Podpis autora

Chtěla bych poděkovat především mému vedoucímu Martinu Jelínkovi za čas, který mi věnoval, a za nesmírnou trpělivost a ochotu. Dále děkuji Filipu Novotnému za povzbuzení při práci a mým rodičům Josefu a Haně Maleňákovým za podporu v průběhu studia.

Název práce: Multispektrální analýza záblesku gama

Autor: Alžběta Maleňáková

Ústav: Astronomický ústav UK

Vedoucí bakalářské práce: Mgr. Martin Jelínek, PhD., ASÚ AV ČR

Abstrakt: Gama záblesky jsou fascinující vysoce energetické jevy, spojené se supernovami i černými děrami, které byly objeveny náhodou v druhé polovině 20. století. Tato práce má za cíl provést multispektrální analýzu záblesku GRB 190919B po seznámení se základními poznatky o tomto úkazu. Snímky optického dosvitu z robotických dalekohledů FRAM a BOOTES umožnily sestavení fotometrické světelné křivky daného záblesku. Spolu s volně dostupnými daty z dalších spektrálních oborů bylo možné vytvořit i širokopásmové spektrum. Oba získané grafy jsme posléze fitovali několika funkcemi s rozdílnou volbou omezujících parametrů. Analýzou získaných hodnot jsme obdrželi několik variant scénáře průběhu pozorovaného záblesku. Určením počátečních Lorentzových faktorů jsme potvrdili, že se všechny tyto možnosti nacházejí v mezích hodnot obvyklých pro model relativistické ohnivé koule.

Title: Multi-spectral analysis of a gamma-ray burst.

Author: Alžběta Maleňáková

Institute: Astronomical Institute of Charles University
Klíčová slova: gama záblesk, optický dosvit, FRAM

Supervisor: Mgr. Martin Jelínek, PhD., Astronomical Institute of the Czech Academy of Sciences

Abstract: Gamma-ray bursts are fascinating high energy phenomena, related with supernovas and black holes, which were discovered by accident in the second half of the 20. century. The goal of this thesis is to perform a multi-spectral analysis of the GRB 190919B after becoming familiar with the elementary knowledge about this phenomena. The images of an optical afterglow from robotic telescopes FRAM and BOOTES enabled us to construct the photometric light curve of the given burst. Together with the publicly available data from other spectral fields, the spectral energy distribution could be created. Afterwards, we fitted both obtained graphs with several functions with different choices of constraining parameters. Through analysis of the acquired values, we obtained several variants of the scenario of the observed event. By determining the value of initial Lorentz factors, we confirmed that all the options lie within the boundaries of typical values for the model of relativistic fireball.

Keywords: gamma ray burst, optical afterglow, FRAM

Obsah

Úvod	3
1 Historický a teoretický úvod	4
1.1 Objev gama záblesků	4
1.2 Pozorování	4
1.3 Druhy gama záblesků	8
2 Dlouhé gama záblesky	10
2.1 Původ	10
2.2 Relativistická ohnivá koule	12
2.2.1 Dosvit	12
2.3 Spektra	14
2.3.1 Spektrum záblesku	14
2.3.2 Spektrum dosvitu	14
2.4 Světelná křivka	16
2.4.1 Záblesk	16
2.4.2 Dosvit	16
2.5 Závislosti	19
3 Fotometrie	21
3.1 Fotometrie se CCD detektory	21
3.1.1 Formát snímků	21
3.1.2 Detektory	21
3.1.3 Gain	22
3.1.4 Aperturní fotometrie	23
3.1.5 Zdroje šumu	23
3.1.6 Pozadí	25
3.1.7 Apertura a šумы	26
3.2 Kalibrace fotometrických měření	26
4 GRB 190919B	28
4.1 O záblesku	28
4.2 Detaily pozorování	28
4.3 Světelná křivka	31

4.4	Širokopásmové spektrum (SED)	31
4.5	Diskuze	32
4.6	Shrnutí	36
	Závěr	37
	Literatura	38

Úvod

Tato práce se věnuje gama zábleskům, krátkým intenzivním emisím gama záření, které doprovázejí extrémně energetické vesmírné exploze různého původu.

V první kapitole uvádím stručné seznámení s historií záblesků, která jde ruku v ruce s historií kosmonautiky a rozvoje družic vyslaných do vesmíru nejen za účelem jejich zkoumání. Gama záblesky jsou unikátním příkladem naprosto nečekaného objevu v moderní době, srovnatelného například s Röntgenovým objevem „paprsků X“ nebo Becquerelovým objevem radioaktivity.

V rámci první části prezentuji i krátký přehled druhů záblesků a dalších podobných jevů doprovázených gama emisí spolu se současným stavem poznání těchto jevů. Následující kapitola nastíní fyzikální podstatu vzniku záblesku a jeho dosvitu včetně popisu spektra a světelné křivky. Ve třetí části se krátce zmiňuje postup při zpracování CCD snímků pro fotometrii. Konečně poslední čtvrtá kapitola obsahuje zpracování pozorování optického dosvitu záblesku GRB 190919B z dalekohledů Auger-FRAM a BOOTES spolu s dalšími dostupnými daty.

1. Historický a teoretický úvod

1.1 Objev gama záblesků

Gama záblesky jsou krátké a intenzivní pulzy pronikavého záření kosmického původu. Byly nečekaně objeveny v roce 1967 americkou skupinou družic *Vela*, které měly původně za úkol kontrolovat dodržování zákazu testování jaderných zbraní v atmosféře. Družice však také detekovaly řadu záblesků, které se nepodobaly žádným známým pozemským jevům a navíc odchylky v časech detekce na různých družicích ukazovaly, že jevy nepřicházejí ze zemské atmosféry a nejsou ani slunečního původu. Následující generace těchto satelitů vybavená lepšími přístroji detekovala celkem 16 záblesků. Analýza získaných dat publikovaná v roce 1973 otevřela dveře zkoumání nového jevu, který pak po následujících 30 let zůstal záhadou, trápící mnoho teoretických fyziků (Klebesadel et al., 1973).

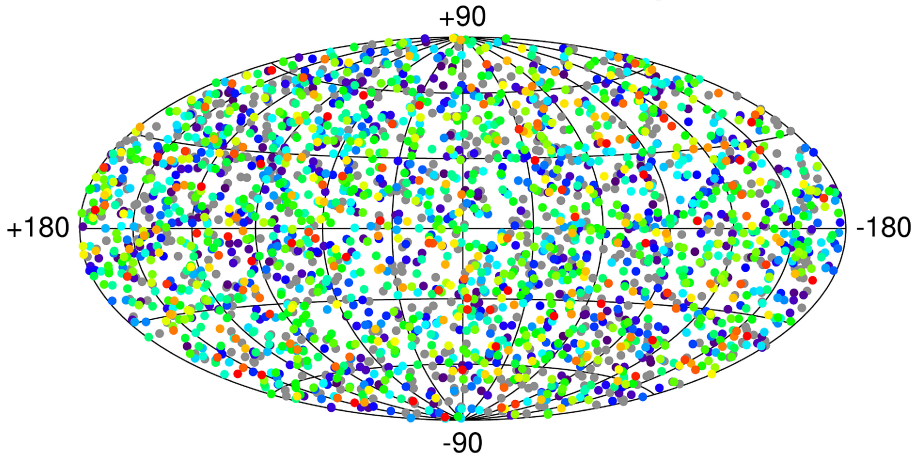
1.2 Pozorování

Na zkoumání a objevování nových poznatků o gama záblescích se významně podílelo mnoho dalších družic. V letech 1990-2000 to byla především Comptonova observatoř gama (*CGRO*) agentury NASA (Gehrels et al., 1993). Jeden z přístrojů, které nesla, BATSE (Burst and Transient Source Experiment), detekoval záblesky po celé obloze a naměřil jich během 10 let práce přes 2700, přibližně prostorově rovnoměrně rozdělených (viz obrázky 1.1 a 1.2).

Měření z BATSE vyloučila modely, které uvažovaly galaktický původ záblesků, výsledky napovídaly původu kosmologickému. Už během měření *CGRO* vznikaly teoretické předpovědi tzv. dosvitů, protějšků gama záblesků v méně energetických částech spektra (Paczynski & Rhoads, 1993).

Na přelomu tisíciletí operoval italsko-nizozemský satelit *Beppo-SAX*, vybavený rentgenovým dalekohledem, který jako první provedl

2704 BATSE Gamma-Ray Bursts



Obrázek 1.1: Rozložení všech záblesků zachycených BATSE na obloze v galaktických souřadnicích (izotropické rozložení ukázal už Fishman & Meegan (1995) na tehdy dostupných 1121 záblescích)

následná měření záblesků a zachytil tak první dosvit v rentgenové části (Costa et al., 1997). Brzy poté umožnilo přesné zjištění polohy rentgenového protějšku zachytit i první optický dosvit (van Paradijs et al., 1997). Tato měření umožnila identifikaci mateřské galaxie a změření jejího rudého posuvu, čímž se přímo potvrdil už dříve předpokládaný kosmologický původ gama záblesků.

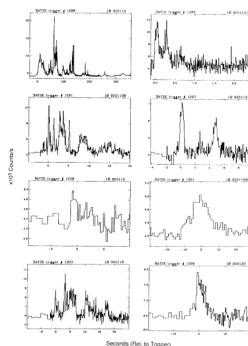
Stále chyběl satelit, který by umožňoval rychlá a precizní měření. Rentgenový dalekohled *BeppoSAXu* umožňoval měření polohy záblesku s přesností v řádu úhlových vteřin, BATSE mělo přesnost zhruba stupeň. Měření kratších záblesků a jejich dosvitů takřka nebylo možné z důvodů nedostatečné citlivosti a chybějícím triggerovacím mechanismům.

Evropskou družici, Mezinárodní gama astrofyzikální laboratoř (*INTEGRAL*), na jejímž vývoji se podílela i Česká republika, vypustila ESA v roce 2002 a provoz plánuje až do roku 2029. Její záběr je široký a detekce gama záblesků jsou pouze částí jejího výzkumu. (*INTEGRAL*) umožnil rychlou distribuci přesných lokalizací záblesků dalekohledům na Zemi a tím získat řadu unikátních pozo-

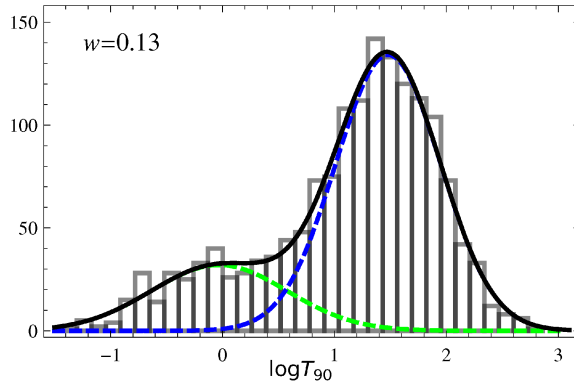
rování, frekvence jeho detekcí je ale poměrně malá.

Zásadní průlom ve výzkumu umožnila Observatoř *Swift* Neila Gehrelse, která pracuje od konce roku 2004 doposud (Gehrels et al., 2004). Družice *Swift* poskytuje přesnou a takřka okamžitou lokalizaci záblesku a dodatečná měření v rentgenové, ultrafialové a optické části spektra. Mezi výsledky *Swiftu* patří: detekce více než 1300 záblesků (2020) včetně nejbližšího známého záblesku s rudým posuvem $z \sim 9,4$ (obecně více záblesků s velkými rudými posuvy) (Cucchiara et al., 2011), objev termálních komponent ve spektru záblesků (Campana et al., 2006) nebo komplexní světelné křivky rentgenových dosvitů (např. Zhang et al., 2006).

V roce 2008 NASA vypustila Fermiho vesmírný gama teleskop (*Fermi*), jeden z necitlivějších gama teleskopů zatím vyslaných do vesmíru. Jedná se v podstatě o částicový experiment ve vesmíru. Jeho hlavní přístroj LAT má zorné pole zhruba $5^\circ \times 5^\circ$ a detekuje tak záblesky sice zřídka, ale pravidelně a s velkou přesností jak z hlediska polohy, tak kvality signálu. Podobně jako *INTEGRAL* je *Fermi* generickou platformou, která umožňuje pozorování libovolných zdrojů v gama záření: pulsarů, galaktických jader i temné hmoty. *Fermi* nese ale také přístroj GBM (Gamma-ray Burst Monitor), což je obdoba přístroje BATSE z *CGRO*, který dokáže detekovat záblesky na všech částech oblohy nezakrytých Zemí. Důležitou událostí se stala detekce záblesku GRB170817A, k němuž observatoř *LIGO* naměřila



Obrázek 1.2: Vzorek světelných křivek gama záblesků z katalogu BATSE (Fishman & Meegan, 1995)



Obrázek 1.3: Ukázka bimodality parametru T_{90} z dat *FERMI*/GBM (Tarnopolski, 2015)

protějšek v podobě gravitační vlny (Abbott et al., 2017).

Obtížnost určení směru příchodu gama záření se řešila též pomocí Meziplanetární sítě IPN, která sdružuje různé satelity ve vesmíru vybavené detektory gama záblesků. Porovnáváním časů detekce alespoň na třech družicích je pak možné určovat přesné polohy záblesků, podobně jako to prováděly družice Vela. Satelity zapojené do sítě IPN se během let měnily. (Významnou skupinu tvořily na konci 70. let sluneční *Helios-2*, *Pioneer Venus Orbiter*, *Veněra 11* a *Veněra 12* obíhající kolem Venuše doplněné satelity na oběžné dráze kolem Země. Na počátku 90. let se ke stále pracujícímu *Pioneer Venus Orbiter* připojila sluneční družice *Ulysses* a později i *CGRO*. V současné době stále pracuje ještě družice *WIND* (přístroj KONUS)) (Hurley, 1999).

Satelity určené k pozorování gama záblesků ovšem nevyžadovaly měření z dalších družic. Zpracování dat z detektorů *CGRO* stačilo k určení přibližné polohy záblesku. Satelity *Swift* a *INTEGRAL* určují polohu samy pomocí kódové masky. *Fermi*/LAT k tomuto účelu využívá detektor trasující částice.

Data o polohách záblesků z různých družic distribuuje Síť souřadnic gama záblesků (GCN) ve formě oznámení (zvaná notices) používaných pro zaměření záblesků pozemskými přístroji i dalšími přístroji ve vesmíru. GCN taktéž shromažďuje informace o výsledcích z následných měření v optické, rentgenové a radiové části spektra a

rozesílá je ve formě oběžníků (GCN Circulars).

1.3 Druhy gama záblesků

Měření *CGRO* ukázala už počátkem 90. let, že můžeme gama záblesky v nejjednodušším případě rozlišit podle jejich délky na krátké a dlouhé (Kouveliotou et al., 1993), přičemž dlouhé představují většinu naměřených záblesků. Jedná se o dvě výrazně rozdílné skupiny, které se neliší pouze dobou trvání, vyjadřovanou často pomocí parametru T_{90} (což je doba, po kterou je detekováno 90 % světelného toku záblesku, prvních a závěrečných 5 % se nepoužívá). Distribuce měřených záblesků ukazuje minimum T_{90} kolem 2 s (Fishman & Meegan, 1995; Kouveliotou et al., 1993) (viz obrázek 1.3).

Dlouhé gama záblesky V dnešní době se bez závažnějších pochybností spojují dlouhé záblesky se zánikem hmotných hvězd a s energetickými supernovami typu Ib/c, tzv. kolapsary (Hjorth et al., 2003). Počítačové modely naznačují, že největšími kandidáty na původce gama záblesků jsou rychle rotující hvězdy s hmotností kolem 20-50 hmotností Slunce a malou metalicitou (Ramirez-Ruiz et al., 2002). Jelikož tyto záblesky vznikají z hmotných hvězd s krátkou dobou života, detekujeme je vždy blízko oblastí s formací nových hvězd, ve spirálních a nepravidelných mateřských galaxiích (Fruchter et al., 2006). S jistou rezervou lze tvrdit, že dlouhé gama záblesky můžeme díky jejich svítivosti detekovat napříč celým pozorovatelným vesmírem.

Krátké gama záblesky Vše nasvědčuje tomu, že krátké záblesky jsou produktem srážky dvou kompaktních objektů — neutronových hvězd (zbytcích supernov) nebo neutronové hvězdy a černé díry, případně srážky bílých trpaslíků (Narayan et al., 1992). Nejméně v jednom případě se díky detekci gravitačních vln podařilo tuto souvislost prokázat (Abbott et al., 2017). Krátké gama záblesky jsou doprovázeny analogem supernovy, tzv. kilonovou, která podobně jako SN září díky radioaktivnímu rozpadu materiálu vyvrženého ze svého původce. Zdroje těchto záblesků prošly více „životními“ fázemi a nejsou

vázány na konkrétní oblasti galaxií a nejčastěji je nacházíme v eliptických mateřských galaxiích. Jejich rudý posuv je většinou signifikantně menší než u dlouhých záblesků $\sim 0,01$ až $0,2$.

Tidal disruption event Neobvyklým jevem jsou tzv. TDE. Dostane-li se hvězda do dostatečné blízkosti k supermasivní černé díře např. v centru galaxie, slapové síly ji roztrhají. Její hmota uvízne v akrečním disku a při jejím pohlcování černou dírou pak dojde k emisi elektromagnetického záření, včetně záření gama. Jev se podobá gama záblesku, ale je extrémně dlouhý, obvykle v řádu měsíců. (Zauderer et al., 2011; González-Rodríguez et al., 2014).

Soft gamma repeater Zcela zvláštní případ představují zábleskové zdroje gama, které se opakují. Tzv. soft gamma repeater je jev spojovaný s aktivitou mladých neutronových hvězd, magnetarů (Olausen & Kaspi, 2014). Nacházejí se v rovině naší Galaxie, tj. přímo v Mléčné dráze, jejich vzdálenosti jsou z kosmologického hlediska velmi malé. SGR se většinou z rodiny gama záblesků vyčleňují. Nejjasnějším zábleskem tohoto typu byl úkaz z 27. 12. 2004 (Hurley et al., 2005), jehož světelná křivka naznačuje, že by některé extrémně jasné SGR v nedalekých galaxiích mohly vysvětlovat část populace krátkých gama záblesků.

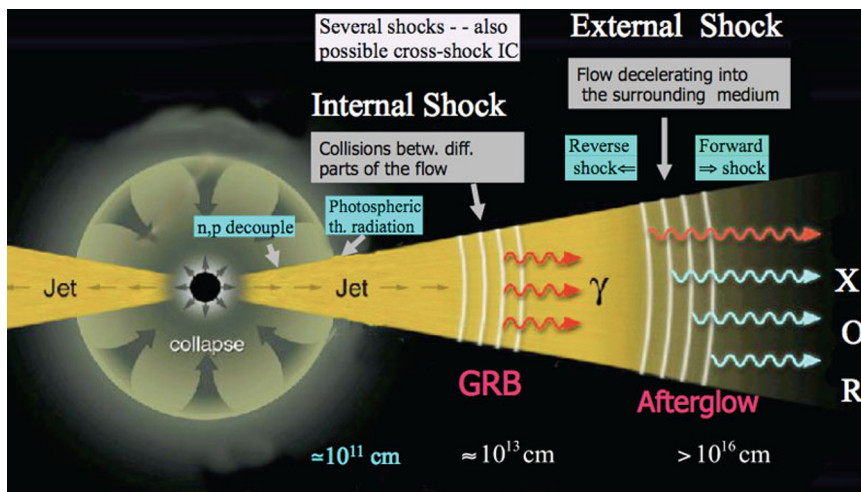
Další jevy Mnohem vzácněji se vyskytují jevy, které nezapadají do výše uváděných skupin, např. extrémně dlouhé záblesky trvající přes 10 000 s, jejichž původ je stále předmětem diskuze (Levan et al., 2014). Statistická analýza distribucí polohy dále ukazuje na hypotetickou skupinu „středních“ záblesků, reálná podoba tohoto vzorku je však nejasná (Horváth et al., 2006; Meszaros, 2019). Dalším příkladem může být eruptivní chování červených trpaslíků, které výjimečně může produkovat detekovatelné záření gama (Caballero-García et al., 2015).

2. Dlouhé gama záblesky¹

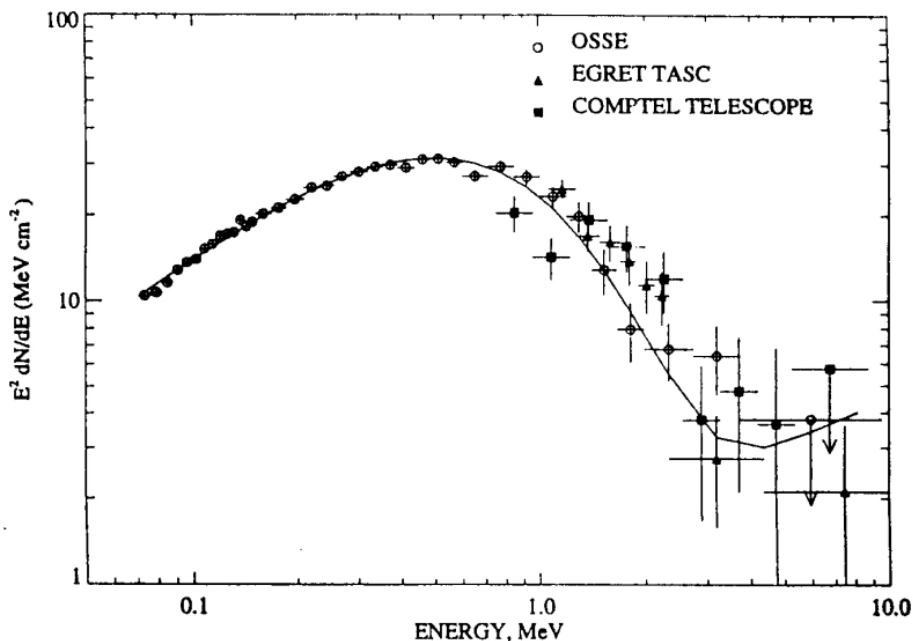
2.1 Původ

Jak bylo zmíněno výše, dlouhé záblesky gama souvisejí se supernovami. Pokud je záblesk relativně blízko, tj. rudý posuv z nepřekračuje jedničku, lze zpravidla po poklesu jasnosti dosvitů pozorovat jasnou supernovu typu Ib/c. Ne však vždy, v případě několika málo záblesků se supernova podařilo prokazatelně vyvrátit: supernova se možná „nepovede“ nebo je jen mnohem hůře detekovatelná, protože je slabá. Gama záblesky jsou však obecně mnohem vzácnější než supernovy: na jeden gama záblesk může připadat několik tisíc supernov bez záblesku. Očekává se ale, že supernovy mnohem častěji produkují méně energetické záblesky v rentgenovém oboru. Jediným příkladem vzhledem k současným pozorovacím možnostem je

¹Tato kapitola vychází z velké části ze dvou přehledových článků: Piran (2004) a Mészáros (2006).



Obrázek 2.1: Model relativistické ohnivé koule (Meszaros & Rees, 2014)



Obrázek 2.2: Spektrum gama záblesku z BATSE (Fishman & Meegan, 1995)

v této souvislosti supernova SN2008D (Soderberg et al., 2008), jež se projevila zábleskem v rentgenové oblasti, daleko pod hranicí detekovatelnosti běžně pozorovaných gama záblesků. Souvislost gama záblesků a supernov se v současnosti považuje za dobře prokázanou (viz Woosley, 1993).

Při kolapsu hmotné hvězdy (Wolf-Rayetovy hvězdy apod.) vzniká v jádře černá díra. Nadkritické množství hmoty, které se v průběhu zhroutení dostává do jejího akrečního disku, je zčásti vymrštěno podél rotační osy. Vzniká jet, který proniká vnějšími vrstvami hvězdy.

Když dojde k průniku jetu fotosférou kolabující hvězdy, může se vzácně pozorovat i termální složka spektra (záření absolutně černého tělesa), prominentním příkladem takového chování byl poměrně slabý a blízký záblesk GRB 060218 (Campana et al., 2006).

2.2 Relativistická ohnivá koule

Široce uznávaný model, který objasňuje fyzikální podstatu jevů souvisejících s hmotou vyvrženou relativistickými rychlostmi² je model relativistické ohnivé koule (Piran, 1999, Relativistic fireball). Emise gama záblesku se zpravidla dá rozdělit do dvou komponent: samotného záblesku (gama a rentgenové záření) a následujícího dosvitu (rentgenové, optické a rádiové záření). V obou případech je možno záření považovat za produkt relativistické rázové vlny (odtud také teoretická předpověď dosvitu).

K rázové vlně dochází na hranici dvou prostředí, v případě gama záblesků je to mezi různě relativisticky urychlenými částmi vyvrženého materiálu nebo vyvrženým materiálem a prostředím v okolí hvězdy. Interakce mezi různými částmi vymrštěné látky v jetu je zodpovědná za gama záření v počátečních fázích a označujeme ji jako tzv. vnitřní ráz (internal shock). Naopak jako tzv. vnější ráz (external shock) nazýváme kolizi hmoty ze zdroje s okolním prostředím, která způsobuje záření v rentgenu a optickém oboru ve fázích pozdějších (obrázek 2.1).

Převládajícím zářivým projevem rázové vlny je synchrotronové záření, jak v případě záblesku, tak i dosvitu. Jedná se o elektromagnetické záření ultrarelativistických nabitých částic, jejichž zrychlení je radiální, tedy jejich vektor zrychlení je kolmý na vektor rychlosti. Příkladem takové situace je relativistický elektron v magnetickém poli B .

2.2.1 Dosvit

Dosvit je záření přední strany rázové vlny (forward shock), které vzniká při interakci vyvrženého materiálu s okolním prostředím, tzv. mezihvězdným médiem (ISM). Spektrum pak závisí na distribuci energií elektronů (parametr p), na režimu ochlazování plazmatu (pomalé vs. rychlé ochlazování), na profilu hustoty materiálu v okolí záblesku (aproximuje se buď konstantní hustotou reprezentující me-

²Modelu je lhostejné, co hmotu urychlilo či vyvrhlo, viz relativistic baseball <https://what-if.xkcd.com/1/>

zihvězdné prostředí nebo profilem hvězdného větru, který klesá se čtvercem vzdálenosti). Průběh světelné křivky dosvitu je pak výsledkem kombinace průběhu spektra, celkové svítivosti a geometrických vlivů (relativistická aberace).

V případě několika málo záblesků (např. GRB 990123 (viz Sari et al., 1999), GRB 060117 (viz Jelínek et al., 2006)) se diskutovala také možnost příspěvku zadní strany rázové vlny (reverse shock) v podobě rychlého nárůstu a poklesu v prvních minutách po začátku jevu.

Sari et al. (1998) odvozuje z teoretických předpokladů spektrum i světelnou křivku synchrotronového záření za podmínek mocinné distribuce energií elektronů v expandující relativistické rázové vlně (viz obrázek 2.3). Porovnáním s pozorováním dosvitů se prokázala mocinná závislost hustoty zářivého toku, tj. jasnosti) na čase a na frekvenci záření:

$$F_\nu \sim t^{-\alpha} \nu^{-\beta}. \quad (2.1)$$

Hodnoty α a β lze určit z elektronového distribučního parametru p , který vychází z omezení Lorentzova faktoru Γ pro relativistickou ohnivou kouli: p by se mělo pohybovat mezi hodnotami 2 (a výše; plyne z požadavku, aby zůstala energie elektronů konečná) až 3 (vyplyvá ze simulací) (Sari et al., 1998).

Vztahy mezi p , α a β uvádí pro různé situace Zhang & Mészáros (2004), např. pomalé ochlazování v profilu konstantní hustoty

$$\beta = \frac{p-1}{2}, \quad \alpha = \frac{3}{p-1}. \quad (2.2)$$

Typické hodnoty rentgenového dosvitu pro 21 záblesků z *Beppo-SAXu* určil Piro (2001): $\alpha \sim 1,4$ a $\beta \sim 0,9$.

Pro optický dosvit před jet breakem klesá signál typicky s exponentem $\alpha \sim 1,2$ (Sari et al., 1998) s velkou variací okolo této hodnoty. Optické spektrum je ale také funkcí $\nu^{-\beta}$, tento pokles je ovlivněn přítomností extinkce a absorpčními čarami, které vznikly při cestě signálu k Zemi.

Světelné křivky po achromatickém zlomu klesají prudčeji s $\alpha \sim 2$.

2.3 Spektra

2.3.1 Spektrum záblesku

Spektrum záblesku lze popsat vztahem $F \sim \nu^{-\beta}$, je spojitě s mocninnými segmenty a zlomy. Kratší gama záblesky mají tvrdší spektrum, obecně se vyvíjejí od tvrdého k měkkému záření (Fishman & Meegan, 1995) (viz obrázek 2.2).

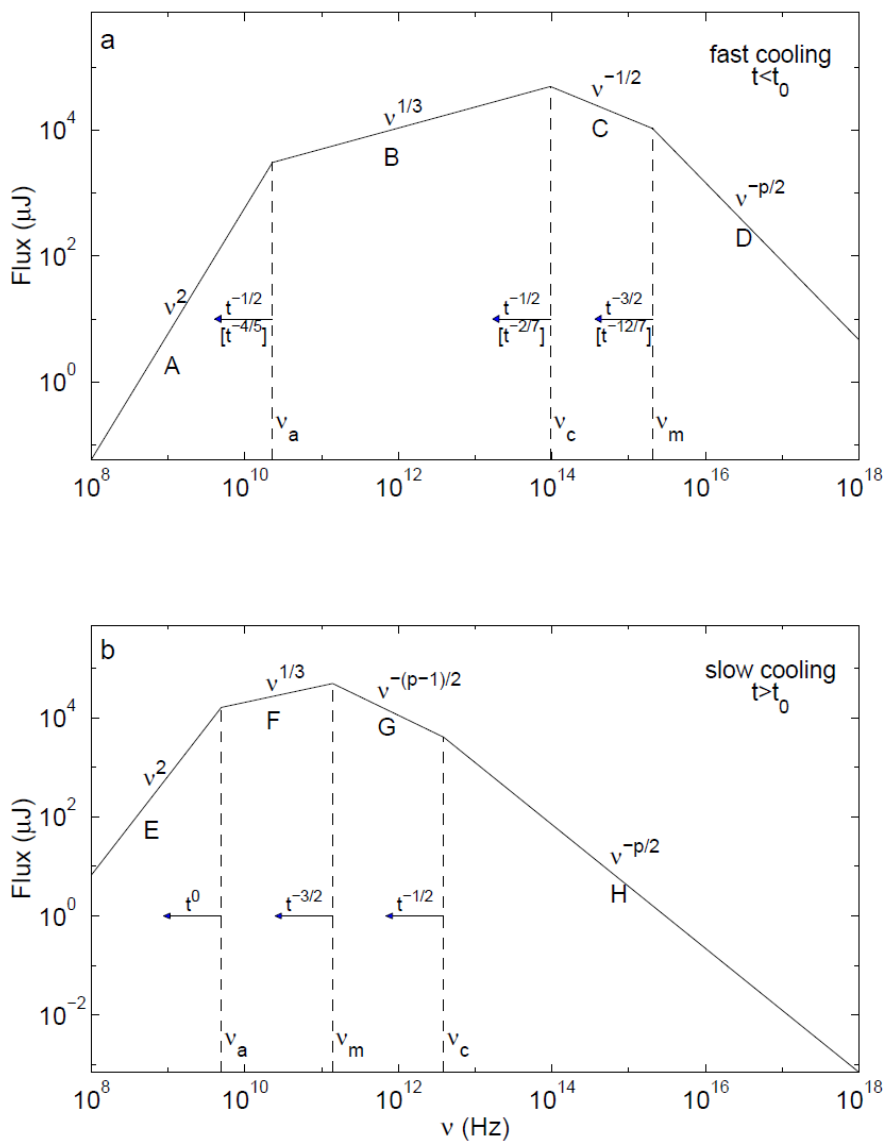
U dlouhých záblesků se na rozdíl od krátkých pozoruje jev zvaný spectral lag: vysokoenergetická maxima přicházejí dříve než nízkenergetická.

2.3.2 Spektrum dosvitu

Jak už bylo výše naznačeno, v optickém spektru dosvitu se vyskytují různé absorpční čáry, které ale nepocházejí ze záblesku, nýbrž vznikly průchodem signálu mezihvězdným okolím. Díky přítomnosti těchto čar lze měřit rudý posuv záblesku. Je však třeba si uvědomit, že absorpce v okolí záblesku nemusí být jediný systém, který po cestě světla k nám zanechal svůj podpis ve spektru dosvitu. Stejně jako samotný záblesk ovlivňuje i tyto absorpční čáry rudý posuv, celé spektrum tedy může být velice obtížné rozklíčovat. Typicky se čáry s největším rudým posuvem přisuzují mateřské galaxii. Alternativně lze po vyhasnutí dosvitu určit rudý posuv spektroskopii mateřské galaxie.

Ve spektru dosvitu se vzácně mohou nacházet i emisní čáry, pocházející pravděpodobně z oblak excitovaného plynu, na která narazil záblesk po cestě (Piran, 2004).

Z pozorování dosvitu je možné prokázat spektroskopicky stopy supernovy. Spektrum záblesku je ploché $F \sim \nu^{-\beta}$, ale postupně přechází k širokopásmovému spektru supernovy (viz např. Modjaz et al., 2016). U supernovy se spektrum vyvíjí od velice modrého beztvareho kontinua krátce po záblesku ke spektru především s vodíkem a heliem. Při dalším poklesu teploty se objevují další čáry spojené s nízkou excitací. Po několika měsících se hvězda stává průhlednou a přechází do mlhovinné fáze spektra s dominantní čarou $H\alpha$, objevuje se záření pocházející z radioaktivního rozpadu produktů vzniklých při



Obrázek 2.3: Teoretické synchrotronové spektrum rázových vln v režimu rychlého a pomalého ochlazování (Sari et al., 1998)

výbuchu (Turatto, 2003).

Dalším možným výstupem pozorování gama záblesku je tzv. SED (Spectral Energy Distribution; širokopásmové spektrum) v různých časech po záblesku.

2.4 Světelná křivka

2.4.1 Záblesk

Časový průběh jasnosti gama záblesku (světelná křivka) závisí v případě teorie Relativistické ohnivé koule na vývoji celkového výkonu objektu, na vývoji jeho spektra a na geometrických parametrech. Morfologie křivek je různorodá (viz Fishman & Meegan, 1995, viz obr.1.2) - od jednoduchých s jedním maximem po plynulé s několika pulzy nebo s jasně oddělenými emisemi i chaotické se složitou strukturou.

Častým projevem ve světelných křivkách v gama oboru jsou struktury typu FRED (Fast rise exponential decay). Lze ukázat, že prakticky jakýkoli gama záblesk se dá rozložit na sérii FREDů, které všechny jednotlivě splňují Amatiho relaci (viz dále) (Norris et al., 1996). Každý pulz záblesku má typicky vývoj od tvrdšího k měkčímu spektru, takže pro stejný pulz, pokud se např. pozoruje v gama, v rentgenu a v optice (existuje řada takových případů) nastane maximum postupně nejdříve v gama, pak v rentgenu a nakonec v optice.

Dalším jevem jsou tzv. flares, výrazná pozdnější zjasnění (restart vnitřního zdroje), pozorovaná ve světelných křivkách takřka od objevu gama záblesků. Vyskytují se především v rentgenovém oboru (někdy je možné nalézt zjasnění na optické křivce, které lze korelovat s rentgenovými flares). Lze je nalézt v polovině záblesků detekovaných Swiftem.

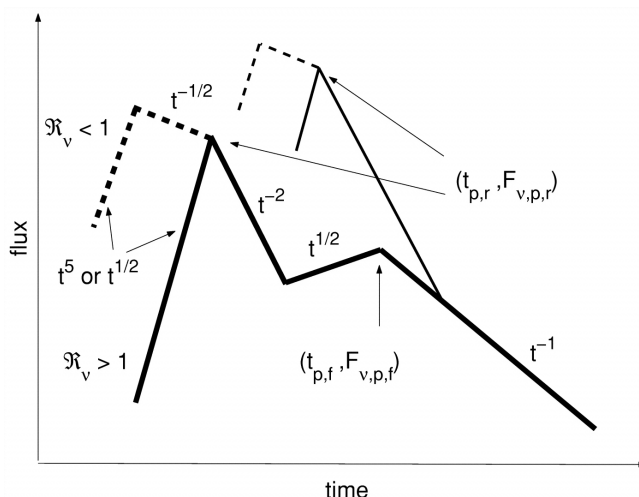
2.4.2 Dosvit

Dosvit se ve světelné křivce objevuje nejpozději několik minut po začátku emise v gama oboru (způsobené vnitřní rázovou vlnovou), s níž se může překrývat. Charakterizují ho typické sekce s mocninným

poklesem $F \sim t^{-\alpha}$, které na sebe navazují více nebo méně hladkými zlomy (viz obrázek 2.4).

Rentgenový V rentgenovém oboru se pozoruje první a nejsilnější dosvitový signál, bývá detekován pro většinu záblesků, zhruba pro 90 % Piran (2004). V tomto spektrálním oboru a výjimečně i v optice je možné pozorovat aktivitu „inner engine“ (vnitřního motoru) a část vnitřní rázové vlny, protože ne všechny bývají dostatečně energetické, aby se projevíly i v gama.

Optický dosvit je detekovatelný takřka ihned po záblesku, kdy začne prudce stoupat, aby nabyl maxima pár minut po samotném záblesku a začal mocninně klesat. Běžně už není viditelný po několika týdnech: zeslábné a jeho světlo splyne s mateřskou galaxií, ale rentgenová nebo radiová emise se někdy pozorují i měsíce po záblesku. V některých případech vidíme po pár týdnech na křivce červené zjasnění („bouli“) patřící související supernově, kterou je možné prokázat i spektroskopicky (viz výše). Detekovatelnost optického dosvitu je menší než rentgenového, nalezneme ho zhruba u poloviny dobře



Obrázek 2.4: Kanonická světelná křivka emise přední i zadní strany rázové vlny v případě ISM profilu (Zhang et al., 2003)

lokalizovaných záblesků Piran (2004).

Peak v optickém dosvitu, zvaný hydrodynamické maximum, souvisí s nástupem vnější rázové vlny. Předpokládá se, že v době maxima se právě polovina energie urychlených částic předala. Je-li známý okamžik tohoto maxima, lze určit celkovou energii vyvržené hmoty, potažmo odhadnout Lorentzův (γ) faktor hmoty na počátku (viz např. Molinari et al., 2007).

Rádiový dosvit se detekuje zhruba u čtvrtiny záblesků, chybí citlivost, obvykle zhruba den po samotném záblesku, i když výjimečně i dříve. Některé rádiové dosvity mohou být pozorovatelné i roky po záblesku. Z jejich parametrů lze určit velikost zdroje a ukázat relativistickou povahu expanze dosvitu.

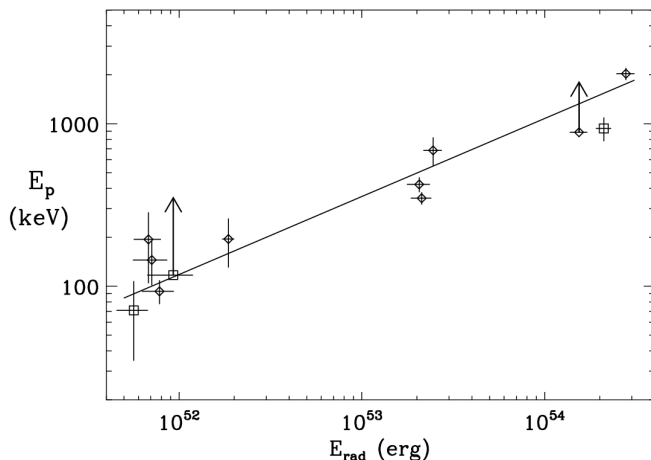
Více než u jiných částí dosvitu se v rádiu projevuje scintilace ve vesmíru - lokální mezihvězdné médium moduluje rádiový tok (Goodman, 1997) a díky tomu umožňuje nepřímé měření úhlových rozměrů dosvitů.

Jet break je projevem ve světelné křivce gama záblesku. Vzniká jako důsledek relativistické povahy dosvitu. V průběhu dosvitu totiž klesá relativistický faktor Γ zodpovědný za míru aberace. V důsledku je plocha dosvitu, ze které k nám může proniknout záření, zpočátku malá a postupně se zvětšuje. Jet break nastává ve chvíli, kdy plocha, kterou můžeme díky snižujícímu se Γ faktoru pozorovat, vyplní celou přední plochu jetu. Do té chvíle totiž zvětšování částečně kompenzovalo úbytek zářivého výkonu. Takovýto geometrií definovaný zlom ve světelné křivce je achromatický (nebarevný), tj. přítomný ve stejnou dobu v rentgenu i v optickém oboru. Jeho proměření může sloužit k určení úhlu rozevření jetu (viz např. Molinari et al., 2007). Jet break je typický pro jasné intenzivní záblesky, v populaci slabších záblesků ze *Swiftu* se nenachází často, obvyklejší jsou jiné zlomy (barevné). Jet break je nejvíce patrný ve směru šíření emise, z boku přestává být zřetelný (Sari et al., 1999).

2.5 Závislosti

Gama záblesky jsou jako jedny z nejjasnějších objektů ve vesmíru předmětem zájmu i pro kosmology, kteří by je rádi pochopili do té míry, aby je mohli používat jako standardní svíce při kalibraci kosmologických modelů. Zpočátku taková snaha nebyla úspěšná, ale nakonec se podařilo objevit několik korelací pozorovatelného parametru jako maxima (peaku) energie spektra záblesku E_p s nepozorovatelným parametrem jako je izotropická energie E_{iso} (tj. energie integrovaná přes celou sféru nezávisle na možné kolimaci záblesku) nebo izotropická maximální zářivost L_{iso} . Některé tyto vztahy vycházejí ze světelných křivek záblesků, jiné ze spekter. Mezi nejznámější nalezené spojitosti patří především:

Amatiho vztah (Amati et al., 2002) ukazuje korelaci mezi celkovou vyzářenou energií (Amati používá měřitelnou izotropickou energii E_{iso} , celková vyzářená energie záleží na směrovosti záblesku a pozorovateli není známa) a maximem energie spektra záblesku $E_{p,i}$ (vlastní, tj. *rest frame*) (obrázek 2.5). Lze ho vnímat jako paralelu k Hertzsprung-Russelovu diagramu hvězd. Pro výpočet polohy záblesku na diagramu je nezbytná znalost rudého posuvu záblesku



Obrázek 2.5: Amatiho vztah se 12 záblesky z původního článku (Amati et al., 2002).

z , záblesky s vyšší celkovou energií jsou často ty vzdálenější. K prvotnímu odvození posloužilo 12 záblesků z družice *BeppoSAX*. Dá se velmi špatně testovat na pozorováních družice *Swift*, protože BAT má malou šíři záběru ve spektru.

Ghirlandův vztah (Ghirlanda et al., 2004) je vztah mezi pozorovaným maximem energie spektra záblesku E_p (korigovaným o rudý posuv z) a celkovou energií záblesku opravenou o kolimaci E_γ . Míra kolimace záblesku se dá určit z pozorování achromatického zlomu křivky (jet breaku). Podobně jako Amatiho vztah se pro něj nedají příliš využít data ze *Swiftu*. Současná měření také málokdy ukazují jet break.

Lag-luminosity (Norris et al., 2000), také variability-luminosity atd. jsou příklady dalších objevených korelací s různou mírou úspěšnosti.

Je nutno poznamenat, že i když se určitou spojitost nalézt podařilo jak pro krátké, tak pro dlouhé záblesky v podobě vztahu analogického Hertzsprung-Russelovu diagramu pro hvězdy, nelze tvrdit, že by tyto vztahy byly použitelné k odvozování neznámých parametrů konkrétního objektu nebo že by byla dobře pochopená jejich podstata. V kosmologii si však, i přes určitou míru nejistoty, gama záblesky své místo našly.

3. Fotometrie

Důležitou součástí této práce je proměření fotometrické světelné křivky optického dosvitu gama záblesku. Fotometrie se musí vypořádat se dvěma základními úkoly: jak získat spolehlivé instrumentální měření světelného toku z daného objektu a jak se vypořádat s vlivem atmosféry a instrumentálních efektů.

K prvnímu z těchto úkolů se v optické astronomii v současné době využívají téměř výhradně maticové detektory typu CCD nebo CMOS, které vytlačily v minulosti využívané fotonásobiče. Exotičtější systémy se používají jen při práci s odlišnými vlnovými délkami.

3.1 Fotometrie se CCD detektory¹

3.1.1 Formát snímků

Astronomické snímky pořízené CCD se zpravidla ukládají ve formátu FITS. Jedná se o univerzální formát, který umožňuje ukládat obrazová i tabelární data v 1D, 2D i 3D formě a navíc zahrnuje velké množství tzv. metadat ve své hlavičce jako např. detaily pořízení snímku a pro práci pak odpovídající údaje o souřadnicích, fotometrii atd. Pro práci s ním jsou k dispozici programovací knihovny např. fitsio pro C/C++, pyfits pro Python (Barrett & Bridgman, 1999). Na zobrazování snímků uložených ve formátu fits se používá specializovaných programů, např. DS9 nebo skycat.

3.1.2 Detektory

CCD (zkratka pro charged-coupled device) je zařízení, které převádí dopadající fotony na elektrický signál, lze ho tedy nazvat jakýmsi detektorem světla. S jeho pomocí lze ukládat informace a vytvářet digitální snímky. Má široké využití ve fotoaparátech a kame-

¹Sekce vychází z knihy *A Practical Guide to CCD Astronomy* (Martinez et al., 1997).

rách a je součástí mnoha astronomických přístrojů. CCD funguje na principu fotoefektu. Základ tvoří křemíková deska spojená se sítí elektrod, které na desce vytvářejí mřížku potenciálových jam. Každá jáma reprezentuje jeden pixel, nejmenší obrazový element.

Když na CCD dopadá světlo, fotony z atomů křemíku vyrážejí elektrony, které se pak udržují v potenciálových jamách (pixelech). Po ukončení měření je nutné vyčíst získané množství elektronů z jednotlivých pixelů. K tomu slouží výstupní zesilovač, který převádí náboj elektronů na napětí, které poté převodník digitalizuje a zaznamená do datového souboru. Zesilovač čte hodnoty po řadách, postupnými přesuny elektronů mezi pixely pak přečte informace z celé plochy.

CCD zařízení se používají v lineární (pouze jedna řada) i maticové formě. Jednou z velkých výhod proti lidskému oku je možnost kumulace fotonů po delší dobu ze slabých zdrojů.

CMOS (zkratka pro complementary metal-oxide semiconductor) je zařízení historicky starší než CCD, nicméně až do relativně nedávné doby byla CCD zařízení rozšířenější díky lepším vlastnostem pro použití ve fotoaparátech i astronomických přístrojích. Jednalo se především o menší šum a vyšší citlivost na světlo než CMOS. Dnes už se ovšem úpravami na novou verzi sCMOS (scientific CMOS) docílilo jasné převahy výhod — nižších výrobních nákladů i menší spotřeby — ale především možnosti vyhodnocovat každý pixel samostatně pomocí tranzistorů. Není tedy nutné vyčítání, což výrazně usnadňuje i zrychluje práci.

3.1.3 Gain

Označuje míru zesílení signálu zachyceného CCD pro daný systém. Vyjadřuje se jako poměr počtu elektronů na pixel s počtem ADU jednotek na pixel, kde ADU (Analog to Digital Unit) je číselný výstup analogově digitálního (A/D) převodníku. Je vhodné gain nastavit tak, aby přibližně počet elektronů (maximální náboj) při plné potenciálové jámě odpovídal maximálnímu počtu ADU jednotek, které umožňuje převodník (maximum jámy a rozlišení převodníku, jinak přexponované). Zároveň je také nutné, aby byla jedna

jednotka ADU menší než hodnota vyčítacího šumu, protože je stále třeba detekovat šum a drobné změny. V situacích, kdy elektronika kamery neumožňuje splnit obě podmínky, se někdy můžeme setkat s vyčítacími režimy „vysoká citlivost“, kde se dobře proměřuje šum, a „vysoký dynamický rozsah“ ve kterém se proměřuje celý dynamický rozsah CCD.

3.1.4 Aperturní fotometrie

Ke zjištění zářivého toku hvězdy nebo objektu slouží aperturní fotometrie. Principiálně jde o sečtení veškerého signálu objektu, který dopadne na detektor. Vystává tak zjevný problém určení hranice hvězdy. Dobrým indikátorem hranice je maximalizace poměru signál-šum: apertura se vybírá tak, abychom dosáhli daného maxima, což často odpovídá FWHM (full width at half maximum). K nepřesnostem dochází v případě, kdy je nutné měřit jasnosti hvězd, která jsou na snímku blízko sebe. Světlo sousední hvězdy totiž přispívá k signálu měřené hvězdy a výše popsaná metoda pak dává chybné hodnoty.

Přesnější výsledky lze získat použitím fitování PSF (point spread function), kdy se fituje profil hvězdy vhodnou (gauss, moffat) funkcí. Lépe funguje i pro osamocené hvězdy, ovšem za cenu větší výpočetní náročnosti a potřeby ručně vytvořit PSF. Fitování PSF umožňuje např. IRAF s balíčkem daophot (Stetson, 1987).

Pokud jde o transient, lze využít možnosti odečítat snímky, počkat až jev vymizí, udělat si snímek bez něj a použít metody odečítání snímků, např. „hotpants“ (Becker, 2015).

3.1.5 Zdroje šumu

Šum snímku má různé původce a lze ho rozdělit na dva typy. Prvním druhem je spíše „vzor“, který můžeme velice účinně eliminovat. Známe totiž příčiny jeho vzniku a do jisté míry i projevy. Do této skupiny patří darkframe, flatfield a fringing.

Druhým typem je šum náhodný, který můžeme pouze zmenšit, nikoliv úplně eliminovat.

Šum signálu Vzniká fluktuací fotonů dopadajících na čip, jedná se o statistickou variaci v toku přicházejících fotonů. Protože se přichází fotony řídí Poissonovým rozdělením, hodnota šumu je druhá odmocnina přijatého signálu. Někdy se nazývá také fotonový šum.

Je důležité si uvědomit, že Poissonovo rozdělení pracuje s naměřenými elektrony a nikoli s čísly převodníku. Proto se nejistota určení signálu závisí i na něm:

$$g\Delta I = \sqrt{gI}$$

Temný snímek Při pořizování snímků s dlouhou expozicí nebo při vysokých teplotách vzniká šum samotného senzoru, tzv. temný proud, kdy detekujeme elektrony, které nevznikly přicházejícím světlem. Kromě šumu vzniká i „obraz“ zvaný darkframe, způsobený rozdílnou odezvou různých pixelů na teplotu, které pak způsobuje rozdílné hodnoty šumu. Pro odstranění je nutné získat samotný darkframe - ten se pořizuje za stejných podmínek jako snímek, který chceme upravit (stejná expoziční doba a stejná teplota CCD), ale se závěrnou závěrkou. Korekce se pak provede odečtením temného od snímku původního. Aby se snížil temný šum jsou kamery vybavovány chlazením. Udržování konstantní nízké teploty navíc zbavuje nutnosti pořizovat temné snímky během samotného pozorování.

Temný šum Je způsoben statistickou variací temného proudu, tento šum zůstane i po odstranění darkframe. Analogicky jako samotnému signálu se temný proud také řídí Poissonovým rozdělením, jeho množství ve snímku odpovídá druhé odmocnině temného signálu. Pokud by se odečítal jediný temný snímek, zvýšil by se na $\sqrt{2D}$, použitím velkého množství darkframů jej lze udržet blízko \sqrt{D} .

Flatfield Nerovnoměrnost osvětlení detektoru a rozdílná citlivost jednotlivých pixelů se koriguje pomocí tzv. flatfieldu. Flatfield je snímek rovnoměrně nasvícené plochy: např. oblohy za svítání nebo během západu Slunce, případně rovnoměrně osvětlené plochy. Alternativně jej lze pořídit použitím tzv. light boxu. Výsledným snímkem se pak podělí hodnoty jednotlivých pixelů zpracovávaného obrazu.

K získání kvalitních flatfieldů existuje celá řada postupů, především se pořizuje větší množství snímků, ze kterých se např. pomocí mediánování odstraňuje nežádoucí signál v podobě hvězd. Od snímků je pochopitelně před použitím nutné odečíst darkframe. Jelikož je žádoucí, aby se neměnil gain zpracovávaných snímků, normalizují se výsledné flatfieldy zpravidla na jednotku.

Fringing Souvisí především se ztenčenými čipy nebo čipy s měnící se tloušťkou a nejvíce je patrný v oblasti infračerveného záření (700 nm a delší). Fringing vzniká interferencí atmosferických emisních čar na tenké vrstvě CCD detektoru. Při odstraňování se postupuje tak, že se při pozorování pořizují snímky s malými posuny (dithering) tak, aby se při zpracování mohl mediánováním získat čistý snímek „oblohy“, tedy interferenční vzor bez objektů. Takový snímek se pak od jednotlivých obrázků odečte.

Vyčítací/čtecí šum Vyčítací šum vzniká při převodu analogového signálu na digitální. Jedná se o charakteristiku daného CCD snímače a převodníku, která se projevuje náhodně. Jeho hodnoty se mohou měnit v závislosti na nastavení parametrů vyčítání kamery.

3.1.6 Pozadí

Pozadí může při fotometrii hrát velkou roli. Za normální považujeme pozadí tvořené pouze rozptýleným slunečním a hvězdným světlem v atmosféře, které se dá snadno odhadnout a má zhruba stejnou hodnotu v místech, která nejsou příliš nízko nad obzorem. Kromě toho se však na obloze pravidelně vyskytuje i Měsíc, je dobré si tedy načasovat některá pozorování tak, aby jím nebyla rušena.

Velký vliv hlavně u obzoru mají světla měst a obcí. Největším problémem jsou pro svou proměnnost lokalizované zdroje jako světla pouličního osvětlení nebo automobilů v blízkosti pozorovacího místa.

Snímky s nějakým patologickým jevem na pozadí buďto do dalšího zpracování nezařazují nebo se nejprve zpracují různými metodami jako rejekce pixelů nebo mediánování, ale žádný snímek nemá pozadí nulové.

3.1.7 Apertura a šumy

Aperturní fotometrie slouží k určení zářivého toku F hvězdy v terčíku. Spočívá v sečtení intenzity kolem hvězdy I . Od takto získaného signálu je třeba odečíst pozadí S , které se získává z mezikruží okolo hvězdy. Pozadí se skládá z příspěvků světla oblohy S a temného proudu D . Mezikruží se vybírá tak, aby do něj nezasahovaly další hvězdy. (Temný proud se odečítá při zpracování snímku na úrovni pixelů a v následující rovnici je pro úplnost).

$$F = I - S - D \quad (3.1)$$

K měření je nutné odhadnout i jeho nejistotu. K té přispívají výše zmíněné šumy, z nichž každý šum může dominovat za jiných okolností pozorování, známe-li jejich chování, můžeme se snažit minimalizovat šum, který převládá. Temný proud D je nejvýraznější při dlouhých expozicích, vyčítací šum RN naopak při kratších expozicích. Vliv oblohy S se projevuje především u obzoru nebo jako ozářená obloha.

$$g\Delta F = \sqrt{gI + gD + RN^2 + gS}. \quad (3.2)$$

3.2 Kalibrace fotometrických měření

Zeropoint Redukcí snímků v předchozí kapitole získáme zářivé toky hvězd na snímcích v apertuře, kterou jsme si určili. Získané hodnoty máme v podobě elektronů (nebo fotonů) detekovaných přístrojem. Abychom převedli takovéto instrumentální hodnoty na fyzikální jednotky, potřebujeme znát odezvu přístroje. V nejjednodušším případě se odezva popíše jediným číslem, kterým je zeropoint Z , vyjadřující jasnost objektu, který dává při měření na snímku jeden elektron (např. za sekundu).

$$m = Z - 2,5\log_{10}(F) \quad (3.3)$$

Při relativní fotometrii se získává zeropoint srovnáváním změřených hodnot se sekundárními fotometrickými standardy přítomnými

přímo na snímku. Je to metoda jednoduchá, vcelku přímočará a nepůsobí problémy. Podmínkou je, aby byly takové standardy k dispozici. V současnosti jsou dostupné fotometrické katalogy celé oblohy (např. Atlas, Tonry et al. (2018)). Atlas obsahuje pro každou hvězdu množství jejích fotometrických měření několika v různých filtrech, v případě, že filtr není k dispozici, je možné použít empirické transformace mezi fotometrickými filtry viz. např. Lupton (2005).

Absolutní fotometrie se používá tam, kde není možné odezvu dalekohledu zjistit přímo v rámci snímku a vyžaduje vynikající pozorovací podmínky, aby bylo možné přenést odezvu mezi různými pozicemi na obloze.

Pro oba přístupy platí, že zeropoint není zdaleka jediný parametr, který je při přesné kalibraci nutné určit. Je nutné proměřit odezvu přístroje z hlediska barevné transformace — citlivost kombinace CCD, optiky a filtru se vždy liší od standardu stejně jako propustnost atmosféry. Atmosférická extinkce je v důsledku Rayleighova rozptylu závislá na vlnové délce jako $\sim \lambda^{-4}$, což znamená že modré světlo se rozptyluje mnohem více než červené, a tím dochází ke zčervenání všech pozorovaných objektů.

Další podrobná diskuze je mimo rozsah této práce, detailnější popis viz např. Sterken & Manfroid (1992).

Snímky pořízené bez filtru Obecně by rigorózní zpracování měření pořízených bez filtru představovalo problém, ale v případě optických dosvitů gama záblesků převážila v přístupu astronomů praktická potřeba zvýšit poměr signál/šum i za cenu degradace fotometrické informace. Ke kalibraci nefiltrovaných fotometrických měření se většinou přistupuje tak, jak popisuje Klotz et al. (2005), tj. používá se kalibrace na filtr R s tím, že se připouští mírný posun absolutní kalibrace celé světelné křivky. Tento posun se pak může prohlásit za zanedbatelný. Jedná se o hodnoty do jedné desetiny magnitudy, které nemají vliv na rámcový pohled na širokopásmové spektrum gama záblesku, kde je rozsah měřených hodnot několik řádů. Posun se také dá zjistit pomocí současného měření ve filtru R . Je důležité poznamenat, že pro přístroje používané k detekci záblesků je primární citlivost CCD pro detekci (snižuje se s použitým filtrem).

4. GRB 190919B

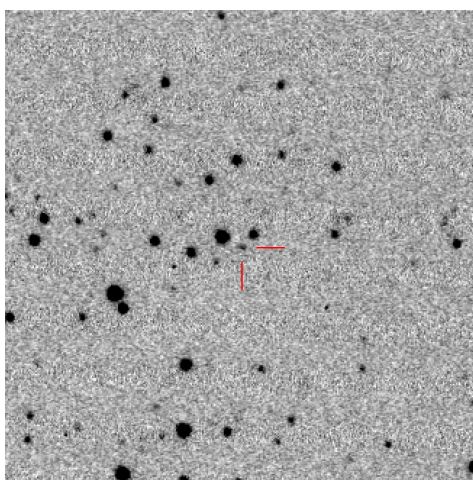
4.1 O záblesku

GRB 190919B detekovala družice *INTEGRAL*/SPI 19. září 2019 ve 23:46:23.4 UT na jižní obloze v souhvězdí Mikroskopu (Mereghetti et al., 2019). Trvání záblesku bylo $T_{90} \simeq 30$ s.

Pozice záblesku byla k dispozici během 34,6 s s přesností polohy 1,5'. Tato přesnost umožnila rychlé pozemní pozorování celou řadou dalekohledů, brzy i ohlášení optického protějšku (Bolmer, 2019) a jeho rudého posuvu $z = 3,225$ (Pugliese et al., 2019).

4.2 Detaily pozorování

Robotický dalekohled FRAM patří Fyzikálnímu ústavu AV ČR v Praze a slouží od roku 2004 na Observatoři Pierre Augera v Argentině k měření aerosolů v atmosféře (Janeček et al., 2017; Ebr et al.,



Obrázek 4.1: Snímek s optickým protějškem GRB 190919B z dalekohledu FRAM, tento výřez má $10' \times 10'$, sever je nahoře a východ vlevo.

$t - t_0$ [s]	exp [s]	filtr	M	ΔM	E_{flt}^a	zdroj
407	388	J	16,33	0,05	0,030	Bolmer (2019)
407	388	H	16,06	0,05	0,019	Bolmer (2019)
407	388	Ks	15,92	0,07	0,012	Bolmer (2019)
15594	30	r	20,10	0,02	0,087	Pugliese et al. (2019)
15876	60	N	19,56	0,15	0,084	Hu et al. (2019)
67932	28×30	i'	20,60	0,14	0,066	Strausbaugh et al. (2019)
67932	28×30	r'	21,48	0,18	0,087	Strausbaugh et al. (2019)

Pozn: ^a Galaktická extinkce v daném filtru dle Schlegel et al. (1998)

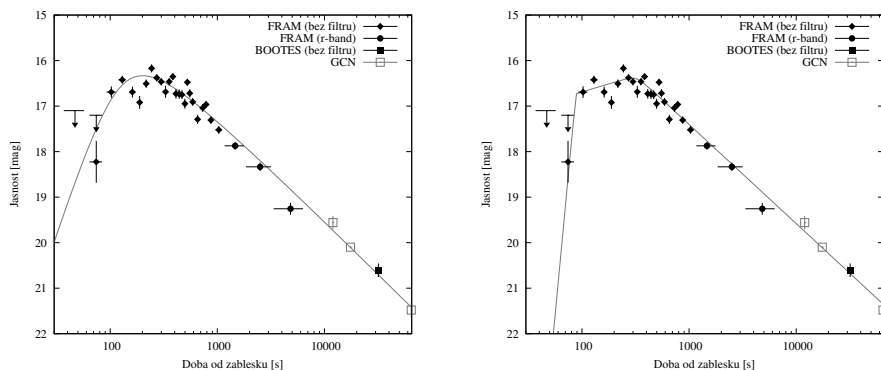
Tabulka 4.1: Fotometrická měření jasnosti záblesku získaná z Cirkulářů GCN

2019). V případě, že obdrží družicový alert o záblesku gama, pořídí automaticky sérii snímků dané oblasti na obloze. Za dobu své existence takto pozoroval již několik desítek záblesků gama s několika zajímavými detekcemi optických dosvitů, viz např. Jelínek et al. (2006).

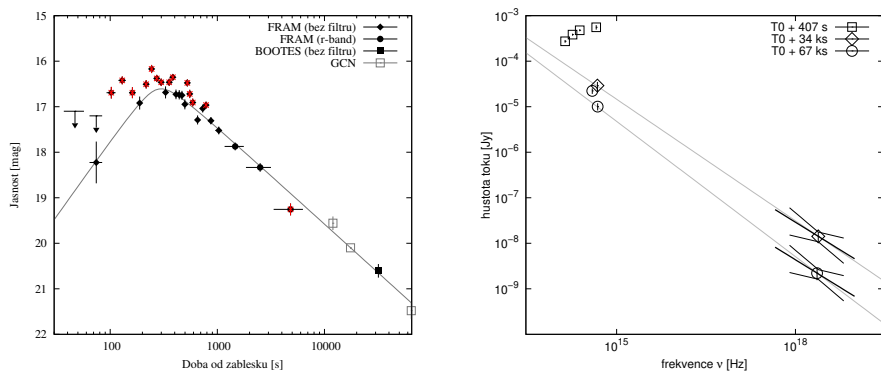
Hardwarová konfigurace dalekohledu se od jeho instalace několikrát změnila, v současné době sestava obsahuje 0,3m dalekohled se zorným polem $60' \times 60'$ a širokoúhlou kameru se zorným polem $15^\circ \times 15^\circ$.

19. září 2019 ve 23:46:58.0 UT — 34.6 s po začátku záblesku — obdržel dalekohled alert č. 8377,0 z přístroje *INTEGRAL*/SPI (Mereghetti et al., 2019), přerušil běžící pozorování, zahájil přesun a 53.5 s po záblesku, tedy ve 23:47:16.9 UT začal pořizovat sérii snímků bez filtru s expozicí 20 s; poté pokračoval sérií snímků s filtrem *R* s expozicí 60 s. Pozorování jsme oznámili elektronickým telegramem (Jelínek et al., 2019).

Později jsme pozorovali stejný záblesk dalekohledem *BOOTES-3/Yock-Allen* na Novém Zélandu, který na trigger reagoval zhruba devět hodin po záblesku a pořídil sérii nefiltrovaných snímků s expozicí 60 s.



Obrázek 4.2: Vlevo: Světelná křivka GRB 190919B, kromě fotometrických bodů je vyznačen také fit lomenou mocninnou funkcí Vpravo: Světelná křivka GRB 190919B, považujeme-li zlom za barevný.



Obrázek 4.3: Vlevo: Světelná křivka GRB 190919B bez bodů, které by potenciálně mohly souviset s flaringem. Vpravo: Širokopásmové spektrum (SED) GRB 190919B ve třech různých okamžicích po triggeru. Frekvence jsou v rámci pozorovatele (rest frame), optická jasnost záblesku byla opravena o galaktickou extinkci, rentgenové spektrum o absorpci na mezihvězdném vodíku.

4.3 Světelná křivka

Snímky z obou dalekohledů jsem zpracovala obvyklým způsobem, tj. korekcí na temné snímky a flat-field a podle potřeby jsem je sčítala tak, aby se optický protějšek záblesku dal proměřit.

CCD kamera na dalekohledu FRAM byla nastavena způsobem, aby v binningu 2×2 vyčítala jen centrální oblast čipu. Snímky mají rozlišení 1024×1024 a zorné pole $30' \times 30'$. Ze začátku byl optický dosvit snadno detekovatelný na jednotlivých snímcích, zhruba po 10 minutách se sice ztratil, ale sčítáním expozičních bylo možné jej měřit ještě na snímcích pořízených 120 minut od začátku jevu.

Na sečteném snímku ze 60 cm dalekohledu BOOTES-3 bylo stále možné identifikovat optický zdroj 9,54 hodin po triggeru, čímž se potvrdilo zeslabování dosvitu.

Snímek s vyznačeným pozorovaným objektem je na obrázku 4.1, získaná fotometrická měření jsou v tabulce 4.2. Světelná křivka z obou dalekohledů doplněná o měření jasností z cirkulářů GCN (viz tabulka 4.1) je na obrázku 4.2).

První snímky z FRAMu jsou ještě před maximem zjasnění, které pozorujeme zhruba kolem 120 až 420 s od t_0 a dosahuje přibližně 16,5 mag. Od 600 s (10 min po záblesku) pak už pozorujeme jen jednoduchý mocninový pokles.

4.4 Širokopásmové spektrum (SED)

Z dostupných dat jsem také sestavila širokopásmové spektrum (SED) (viz Obrázek 4.3) užitím rentgenových bodů ze *Swift* Burst Analyseru (Evans et al., 2007, 2009, 2010), které jsou už v rámci redukce korigovány o absorpci na mezihvězdném vodíku. Absorpce měla v našem případě hodnotu $N_H = 2,75 \times 10^{20} \text{ cm}^{-2}$. Rentgenová data měla hustotu zářivého toku uvedenou v jednotkách *Jan-sky* (často však bývají v instrumentálních jednotkách, které nelze jednoduše srovnat s magnitudami), takže optická data musela být z magnitud převedena na stejné jednotky.

Před přepočtem však bylo nutné provést nezbytnou opravu optických jasností o galaktickou extinkci. Tu způsobuje rozptyl světla

na galaktickém prachu, soustředěném nejvíce ve spirálních ramenech. Platí analogicky jako u atmosferické extinkce, že kratší vlnové délky se rozptylují více než dlouhé, je tedy možné pozorovat a měřit zčervenání objektů. Hodnoty se liší podle hustoty prachu nebo použitého fotometrického filtru, specifická čísla v magnitudách lze nalézt pomocí map galaktického zčervenání (Schlegel et al., 1998).

Stojí za pozornost, že blízké infračervené body z měření teleskopu GROND mají naprosto odlišný sklon od ostatních bodů v optice a rentgenu.

Je dobré poznamenat, že filtrem R ($\lambda_{\text{eff}} = 640$ nm) pozorujeme záření, které před vlivem rudého posuvu odpovídalo dalekému ultrafialovému oboru. Kdybychom chtěli pozorovat světlo odpovídající viditelným vlnovým délkám v místě zdroje, museli bychom použít infračervené filtry v řádu jednotek μm . Obdobně se projevuje i dilatace času, průběh všech dějů se více než čtyřnásobně $((1+z)$ krát) zpomalil proti místu vzniku.

Rudý posuv má samozřejmě vliv i na umístění Lymanova limitu. Po přepočítání zjistíme, že na daném z je $\lambda_{Ly\infty} \simeq 385$ nm. Od této vlnové délky (přibližně koresponduje s U filtrem) až do rentgenu bychom neměli vidět žádné záření ze záblesku. Vlnové délce Ly- α odpovídá $\lambda_{Ly-\alpha} \simeq 514$ nm, od této vlnové délky už dochází k silnému potlačování světla vlivem volného vodíku (zhruba od V filtru do U filtru).

4.5 Diskuze

Ve všech případech fitování jsem používala funkci

$$f(t) = -2,5\alpha_1(\log_{10}(t/T_b) + h[-2,5(\alpha_2 - \alpha_1)(\log_{10}(t/T_b), G] + M \quad (4.1)$$

kde

$$h(a, b) = \frac{a}{2} \sqrt{1 + \frac{a^2}{b^2}}. \quad (4.2)$$

Vztah vypadá na první pohled složitě, ale jde o hyperbolický přechod z mocninného sklonu α_1 na α_2 . T_b je okamžik zlomu, $G_1 = 1$ je

$t - t_0$ [s]	exp [s]	filtr	Jasnost [mag]
FRAM/Auger			
46,9	10	N	< 17,1
74,1	10	N	<17,2 (nebo $18,22 \pm 0,46 = 2\sigma$)
102,4	10	N	$16,69 \pm 0,13$
129,5	10	N	$16,42 \pm 0,09$
161,3	10	N	$16,69 \pm 0,12$
188,5	10	N	$16,92 \pm 0,14$
216,6	10	N	$16,51 \pm 0,09$
243,8	10	N	$16,17 \pm 0,09$
272,2	10	N	$16,38 \pm 0,08$
299,4	10	N	$16,46 \pm 0,08$
328,8	10	N	$16,69 \pm 0,13$
356,0	10	N	$16,46 \pm 0,08$
384,3	10	N	$16,35 \pm 0,07$
411,4	10	N	$16,73 \pm 0,11$
441,0	10	N	$16,74 \pm 0,10$
468,2	10	N	$16,75 \pm 0,10$
497,7	10	N	$16,95 \pm 0,11$
524,9	10	N	$16,48 \pm 0,08$
552,9	10	N	$16,72 \pm 0,09$
590,1	2×10	N	$16,91 \pm 0,09$
654,5	3×10	N	$17,29 \pm 0,10$
730,6	2×10	N	$17,04 \pm 0,09$
785,8	2×10	N	$16,96 \pm 0,07$
871,3	5×10	N	$17,31 \pm 0,08$
1031,7	3×10	N	$17,52 \pm 0,08$
1469,2	5×60	R	$17,87 \pm 0,09$
2512,2	11×60	R	$18,33 \pm 0,09$
4824,7	24×60	R	$19,26 \pm 0,13$
BOOTES-3 (Yock-Allen telescope)			
31859,0	18×60	N	$20,61 \pm 0,15$

Tabulka 4.2: Fotometrická měření optického protějšku GRB 190919B

fit	fireball	barevná změna	bez flaringu
α_1	-3	$-0,29 \pm 0,26$	$-0,34 \pm 0,31$
α_2	$0,94 \pm 0,05$	$0,87 \pm 0,02$	$0,87 \pm 0,03$
T_b [s]	125 ± 20	320 ± 20	315 ± 56
G_1	$3,3 \pm 1,2$	$0,15 \pm 0,46$	$0,24 \pm 0,50$
M_2	$14,9 \pm 0,5$	$16,3 \pm 0,2$	$16,3 \pm 0,2$
χ_ν^2	4,55	4,20	4,17

Tabulka 4.3: Parametry tří různých fitů optického vývoje dosvitu GRB 190919B

míra jeho zaoblení a parametr M vyjadřuje posunutí celé křivky v magnitudě.

Nejprve jsem se pokusila fitovat parametry světelné křivky za předpokladu očekávané přítomnosti hydrodynamického maxima bez dalších předpokladů. Stoupající část křivky je nutné zafixovat na $\alpha_1 = -3$, aby se uspokojily limity prvních dvou bodů. Okamžik zlomu v optické křivce vychází $T_b = 125 \pm 20$ s (viz první sloupec tabulky 4.3 a obrázek 4.2).

Druhý fit, který jsem zkoušela, vychází z představy naznačené průběhem prvního širokopásmového spektra, které je lehce zaoblené a ve frekvencích stoupá (viz druhý sloupec tabulky 4.3 a obrázek 4.2). Mohlo by to naznačovat, že zlom kolem 320 s, který pozorujeme, není hydrodynamickým maximem, ale průchodem ν_m přes optickou frekvenci. Kolem 90 s po záblesku se ale muselo stát něco, co dosvit velice rychle „zapnulo“. V úvahu by přicházela radiační destrukce prachu v okolí záblesku nebo že je toto místo samo hydrodynamickým peakem.

Třetí fit předpokládá, že proměnnost světelné křivky není náhodnou chybou měření, ale že se jedná o optické protějšky rentgenových záblesků, které se někdy pozorují. Ve fitu jsem proto ponechala jen nejslabší z bodů a zkusila jej ještě jednou (viz třetí sloupec tabulky 4.3 a obrázek 4.3).

Získali jsme tak tři možné přibližné okamžiky hydrodynamického peaku t_{peak} (nutno poznamenat, že v případě barevné změny není čas zlomu maximem a výsledkem fitu T_B , ale $t_{\text{peak}} = 90$ s) odhadnutý

z grafu. Můžeme tedy provést odhad počátečního Lorentzova faktoru hmoty Γ_0 (obdobně jako v Molinari et al. (2007)), pro nějž platí

$$\Gamma_0 = 2\Gamma(t_{\text{peak}}), \quad (4.3)$$

kde

$$\Gamma(t_{\text{peak}}) \approx 160 \left[\frac{E_{\gamma,53}(1+z)^3}{\eta_{0,2}n_0t_{\text{peak},2}^3} \right]^{1/8}. \quad (4.4)$$

$E_\gamma = E_{\gamma,53}10^{53}$ erg značí celkovou izotropickou energii, $t_{\text{peak},2} = t_{\text{peak},2}/100$ s je upravený čas maxima. Hodnoty $\eta_{0,2}$ a n_0 jsou neznámé, ale blízké číslu 1 a výsledný Lorentzův faktor na nich závisí pouze slabě. Pro výpočet celkové izotropické energie zkoumaného záblesku bohužel není k dispozici dostatek dat, předpokládám hodnotu $E_{\gamma,53} = 1$.

Získané hodnoty počátečního gama faktoru pak jsou $\Gamma_{0,\text{fire}} \approx 570$, $\Gamma_{0,\text{zmena}} \approx 500$ a $\Gamma_{0,\text{flaring}} \approx 360$.

Dva body v r filtru, které určují podobu SED ve 34 a 67 ks dobře korespondují s fitem světelné křivky, není velkých pochybností ani o přesnosti měření v rentgenu (v mezích možností). Daná pozorování naznačují, že by mohlo i v celkem pozdním období docházet k nějakému vývoji ve spektru dosvitu. Čtyři body odpovídající rané fázi dosvitu jsou zakřivené a mají opačný sklon než pozdní SED. To by mohlo znamenat, že zlom v optické křivce kolem 300 s, který přechází z $\alpha_1 \sim -0.3$ na $\alpha_2 \sim 0.87$ souvisí s průchodem nějakého zlomu (ν_m, ν_c) ve spektru rázové vlny frekvencí, na které v našem optickém oboru pozorujeme.

V grafu SED jsem určila určeny dva parametry sklonu $\beta_1 = 0,89$ a $\beta_2 = 0,99$. Z fitů světelných křivek a SED jsem obdržela i hodnoty sklonů $\alpha_{\text{fire}} = 0,94 \pm 0,05$ $\alpha_{\text{zmena}} = 0,87 \pm 0,02$ $\alpha_{\text{flaring}} = 0,87 \pm 0,03$, což je problematické, vzhledem k tomu, že oba indexy mají takřka stejnou hodnotu a klasické vzorce (Zhang et al., 2006) pro výpočet p tak více či méně nesedí. Nejbližší shodou je pravděpodobně režim pomalého ochlazování do mezihvězdného média pro typickou a často používanou hodnotu $p \sim 2,2$, která poskytuje dobrou shodu pro časový pokles $\alpha \simeq 0,9$ a předpovídá hodnoty sklonu spektra v oblastech G a H na obr.2.3 $\beta_G = \nu^{-(p-1)/2} \simeq 0.6$ a $\beta_H = \nu^{-p/2} \simeq 1.1$. Pokud je

tedy ν_c někde mezi rentgenem a optikou, dostali bychom hodnotu někde mezi těmito dvěma. Sklon spektra v rentgenové oblasti je s touto možností kompatibilní v rámci chyby měření. Navíc můžeme velmi zhruba odhadnout i frekvenci, na které se zlom v každém z těchto okamžiků nachází a prověřit tak teoreticky předpovězenou rychlost jeho posunu.

Výše bylo naznačeno, že je také možné, že raná část optické světelné křivky je kontaminovaná optickými stopami rentgenového flaringu (flares). V takovém případě nelze z prvních dvou možností fitů světelné křivky vyvozovat žádné závěry. Jediným východiskem přinášejícím rozuzlení by pak mohla být detailní analýza dat, která existují, ale k nimž v tuto chvíli nemám přístup.

Nehledě na nejisté výsledky této analýzy byl dalekohled FRAM první, kdo zachytil optický dosvit, navíc ještě během jeho nástupu v prvních 100 s po gama záblesku.

4.6 Shrnutí

V této kapitole jsme se věnovali multispektrální analýze záblesku gama. Pomocí robotických dalekohledů FRAM a BOOTES jsme získali pozorování, která nám umožnila sestavit fotometrickou světelnou křivku gama záblesku GRB 190919B. V kombinaci s dostupnými měřeními v rentgenovém a infračerveném oboru jsme sestavili širokopásmové spektrum.

Provedli jsme fitování společné světelné křivky i spektra a to naznačuje, že obojí lze vysvětlit pomocí společného parametru distribuce elektronů $p = 2.2$ za předpokladu, že se relativistická rázová vlna šíří do média s konstantní hustotou a režim ochlazování plazmatu je pomalý. Na začátku a konci našeho pozorování je možné zachytit určité náznaky změny spektrálního sklonu dosvitu, které by mohly naznačovat průchod zlomů ν_m a ν_c přes optickou oblast. Z okamžiku maxima optického dosvitu T_b jsme odvodili počáteční gama faktor Γ_0 , který v závislosti na přijatém modelu, vychází v rozsahu $\Gamma_0 \approx 350 - 600$, což vychází v rozsahu uvažovaného standardního modelu relativistické ohnivé koule (Γ_0 přibližně mezi 50 až 1000, Piran (2000)).

Závěr

Úkolem této práce bylo seznámení s problematikou záblesků gama, s robotickými dalekohledy, které se používají na jejich pozorování a se zpracováním obrázků z nich.

Robotické dalekohledy skupiny Astrofyziky vysokých energií patří ve svém oboru ke světové špičce. Umožňují měření záblesků gama s minimálním zpožděním po jejich detekci na oběžné dráze a díky tomu umožňují studovat velmi rané fáze jejich průběhu.

Praktickou náplní bylo zpracování a interpretace optického měření z robotického dalekohledu FRAM v Argentině. Tato data se později podařilo doplnit o snímky z dalekohledu BOOTES na Novém Zélandě. V kombinaci s rentgenovými a gama pozorováními z družic *INTEGRAL* a *Swift* a na základě teoretických předpovědí jsem se snažila nalézt vysvětlení pozorovaného chování optického dosvitu. Úsilí, které jsem v tomto směru vynaložila, by se mohlo vrátit v podobě přijetí práce o tomto „mém“ záblesku do vědeckého časopisu.

Při práci jsem se naučila mnoho nových věcí, některé z nich mi zpočátku připadaly překvapivé, nečekané, nebo prostě nedávaly smysl, ale později začalo vše jedno do druhého zapadat a vytvářet pozoruhodný obrázek situace, ve které jediná hvězda na okamžik nejenže přezáří celou svou mateřskou galaxii, ale dokonce je na krátkou chvíli možné ji pozorovat napříč celým pozorovatelným vesmírem.

Téma gama záblesků je velmi rozsáhlé a propletené a při sestavování jediné linky vyprávění mi vytrvale komplikovala cestu propojenost všech jeho součástí. Pokud bych měla zajít do detailů každého z těchto zákoutí, mohla by tato práce snadno nabýt neuvěřitelných rozměrů. Snad mi tedy čtenář odpustí některé zkratky nebo zjednodušení, která se mohou v práci najít.

Literatura

- Abbott, B. P., Abbott, R., Abbott, T. D., et al. 2017, *ApJ*, 848, L13
- Amati, L., Frontera, F., Tavani, M., et al. 2002, *A&A*, 390, 81
- Barrett, P. E. & Bridgman, W. T. 1999, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 172, *Astronomical Data Analysis Software and Systems VIII*, ed. D. M. Mehringer, R. L. Plante, & D. A. Roberts, 483
- Becker, A. 2015, *HOTPANTS: High Order Transform of PSF ANd Template Subtraction*
- Bolmer, J. 2019, *GCN Circular*, 25789
- Caballero-García, M. D., Šimon, V., Jelínek, M., et al. 2015, *MNRAS*, 452, 4195
- Campana, S., Mangano, V., Blustin, A. J., et al. 2006, *Nature*, 442, 1008
- Costa, E., Frontera, F., Heise, J., et al. 1997, *Nature*, 387, 783
- Cucchiara, A., Levan, A. J., Fox, D. B., et al. 2011, *ApJ*, 736, 7
- Ebr, J., Juryšek, J., Prouza, M., et al. 2019, in *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 197, *European Physical Journal Web of Conferences*, 02007
- Evans, P. A., Beardmore, A. P., Page, K. L., et al. 2009, *MNRAS*, 397, 1177
- Evans, P. A., Beardmore, A. P., Page, K. L., et al. 2007, *A&A*, 469, 379
- Evans, P. A., Willingale, R., Osborne, J. P., et al. 2010, *A&A*, 519, A102
- Fishman, G. J. & Meegan, C. A. 1995, *ARA&A*, 33, 415
- Fruchter, A. S., Levan, A. J., Strolger, L., et al. 2006, *Nature*, 441, 463
- Gehrels, N., Chincarini, G., Giommi, P., et al. 2004, *ApJ*, 611, 1005
- Gehrels, N., Chipman, E., & Kniffen, D. A. 1993, *A&AS*, 97, 5
- Ghirlanda, G., Ghisellini, G., & Lazzati, D. 2004, *ApJ*, 616, 331
- González-Rodríguez, A., Castro-Tirado, A. J., Guerrero, M. A., & Castellón, A. 2014, in *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, Vol. 45, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica Conference Series*, 73
- Goodman, J. 1997, , 2, 449
- Hjorth, J., Sollerman, J., Møller, P., et al. 2003, *Nature*, 423, 847
- Horváth, I., Balázs, L. G., Bagoly, Z., Ryde, F., & Mészáros, A. 2006, *A&A*, 447, 23
- Hu, Y.-D., Fernandez-Garcia, E., Castro-Tirado, A. J., et al. 2019, *GCN Circular*, 25798
- Hurley, K. 1999, *Astrophysical Letters and Communications*, 39, 305
- Hurley, K., Boggs, S. E., Smith, D. M., et al. 2005, *Nature*, 434, 1098
- Janeček, P., Ebr, J., Blažek, J., et al. 2017, in *European Physical Journal Web of Conferences*, Vol. 144, *European Physical Journal Web of Conferences*, 01012
- Jelínek, M., Prouza, M., Kubánek, P., et al. 2006, *A&A*, 454, L119
- Jelínek, M., Karpov, S., Mašek, M., et al. 2019, *GCN Circular*, 25794
- Klebesadel, R. W., Strong, I. B., & Olson, R. A. 1973, *ApJ*, 182, L85
- Klotz, A., Boër, M., Atteia, J. L., et al. 2005, *A&A*, 439, L35
- Kouveliotou, C., Meegan, C. A., Fishman, G. J., et al. 1993, *ApJ*, 413, L101
- Levan, A. J., Tanvir, N. R., Starling, R. L. C., et al. 2014, *ApJ*, 781, 13

- Martinez, P., Klotz, A., & Léna, P. 1997, *A Practical Guide to CCD Astronomy*, ed. A. Demers, *Practical Astronomy Handbooks* (Cambridge University Press)
- Mereghetti, S., Gotz, D., Ferrigno, C., et al. 2019, *GCN Circular*, 25788
- Meszáros, A. 2019, in *The Multi-Messenger Astronomy: Gamma-Ray Bursts*, 145–147
- Mészáros, P. 2006, *Reports on Progress in Physics*, 69, 2259
- Meszáros, P. & Rees, M. J. 2014, *Gamma-Ray Bursts*
- Modjaz, M., Liu, Y. Q., Bianco, F. B., & Graur, O. 2016, *ApJ*, 832, 108
- Molinari, E., Vergani, S. D., Malesani, D., et al. 2007, *A&A*, 469, L13
- Narayan, R., Paczynski, B., & Piran, T. 1992, *ApJ*, 395, L83
- Norris, J. P., Marani, G. F., & Bonnell, J. T. 2000, in *American Institute of Physics Conference Series*, Vol. 526, *Gamma-ray Bursts*, 5th Huntsville Symposium, ed. R. M. Kippen, R. S. Mallozzi, & G. J. Fishman, 78–82
- Norris, J. P., Nemiroff, R. J., Bonnell, J. T., et al. 1996, *ApJ*, 459, 393
- Olausen, S. A. & Kaspi, V. M. 2014, *ApJS*, 212, 6
- Paczynski, B. & Rhoads, J. E. 1993, *ApJ*, 418, L5
- Piran, T. 1999, , 314, 575
- Piran, T. 2000, , 333, 529
- Piran, T. 2004, *Reviews of Modern Physics*, 76, 1143
- Piro, L. 2001, in *Gamma-ray Bursts in the Afterglow Era*, ed. E. Costa, F. Frontera, & J. Hjorth, 97
- Pugliese, D., Izzo, L., Bolmer, J., et al. 2019, *GCN Circular*, 25792
- Ramirez-Ruiz, E., Lazzati, D., & Blain, A. W. 2002, *ApJ*, 565, L9
- Sari, R., Piran, T., & Halpern, J. P. 1999, *ApJ*, 519, L17–L20
- Sari, R., Piran, T., & Narayan, R. 1998, *ApJ*, 497, L17
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Soderberg, A. M., Berger, E., Page, K. L., et al. 2008, *Nature*, 453, 469–474
- Sterken, C. & Manfroid, J. 1992, *Astronomical Photometry, A Guide*, Vol. 175
- Stetson, P. B. 1987, , 99, 191
- Strausbaugh, R., Cucchiara, A., & collaboration. 2019, *GCN Circular*, 25796
- Tarnopolski, M. 2015, *A&A*, 581, A29
- Tonry, J. L., Denneau, L., Flewelling, H., et al. 2018, *ApJ*, 867, 105
- Turatto, M. 2003, *arXiv e-prints*, astro
- van Paradijs, J., Groot, P. J., Galama, T., et al. 1997, *Nature*, 386, 686
- Woosley, S. E. 1993, *ApJ*, 405, 273
- Zauderer, B. A., Berger, E., Soderberg, A. M., et al. 2011, *Nature*, 476, 425
- Zhang, B., Fan, Y. Z., Dyks, J., et al. 2006, *ApJ*, 642, 354
- Zhang, B., Kobayashi, S., & Mészáros, P. 2003, *ApJ*, 595, 950
- Zhang, B. & Mészáros, P. 2004, *Int. J. Mod. Phys. A*, 19, 2385–2472