ČESKÉ VYSOKÉ UČENÍ TECHNICKÉ V PRAZE
Fakulta jaderná a fyzikálně inženýrská

Bakalářská práce

Vysokoenergetické sprškы kosmického záření

Praha, 2008 **Jakub Vícha**

Prohlášení

Prohlašuji, že jsem svou bakalářskou práci vypracoval samostatně a použil jsem pouze podklady (literaturu, projekty, SW atd.) uvedené v přiloženém seznamu.

Nemám závažný důvod proti užití tohoto školního díla ve smyslu § 60 Zákona č.121/2000 Sb., o právu autorském, o právech souvisejících s právem autorským a o změně některých zákonů (autorský zákon).

V Praze dne _____ _____

podpis

Název práce: **Vysokoenergetické sprškы kosmického záření**

Autor: Jakub Vícha

Obor: Jaderné inženýrství

Zaměření: Experimentální jaderná fyzika

Druh práce: Bakalářská práce

Vedoucí práce: RNDr. Petr Trávníček, PhD., Fyzikální ústav Akademie věd České republiky

Konzultant: RNDr. Michael Prouza, PhD., Jan Řídký, CSc., Fyzikální ústav Akademie věd České republiky

Abstrakt: Nejenergetičtější částice kosmického záření přicházejí k horním vrstvám atmosféry příliš vzácně na to, aby se daly detekovat přímo. Při jejich zkoumání se již přes 40 let využívá detekce sprškek sekundárních částic, které vznikají interakcemi primárních částic s jádry v atmosféře. Aplikací zkušeností mnoha předchozích experimentů, obrovskou aperturou a především novou detekční technikou, kdy se používá fluorescenčního a povrchového detektoru zároveň, se stává projekt Pierre Auger Observatory nejlepším dosavadním nástrojem pro odhalování původu těchto záhadných částic. Stále totiž není dosud známo uspokojivé vysvětlení procesu jejich urychlování. V současnosti se jeví, že se jedná o lehká jádra urychlovaná v blízkých extragalaktických zdrojích. Práce se zabývá vývojem tohoto oboru, používanými detekčními technikami a dosavadními fyzikálními výsledky.

Klíčová slova: Vysokoenergetická sprška, GZK efekt, energetické spektrum, vodní Čerenkovovův detektor, fluorescenční detektor, Pierre Auger Observatory, hybridní detekce, anizotropie.

Title: **Extended Air Showers Induced by High Energy Cosmic Rays**

Author: Jakub Vícha

Abstract: The most energetic cosmic ray particles reach the upper part of the atmosphere too rarely to allow useful direct detection. The detection of showers of secondary particles induced by primary particles is subject of interest for over 40 years. Due to the application of experiences obtained in previous experiments, due to its gigantic aperture and primarily due to new detection technique, when fluorescence and surface detectors are used simultaneously, the Pierre Auger Observatory project has became our best instrument for revealing the origin of these mysterious particles. The acceptable explanation of their origin and of their acceleration mechanism are still not yet known. Today it seems that the primary particles are light and they originate in nearby extragalactic objects. The thesis summarizes development of this field, detection techniques and recent physics results.

Key words: Extended air shower, GZK cutoff, energetic spectrum, water Čerenkov detector, fluorescent detector, Pierre Auger Observatory, hybrid detection, anisotropy.

Poděkování

Děkuji především vedoucímu bakalářské práce RNDr. Petru Trávníčkovi, PhD. za trpělivou a pečlivou výpomoc při pochopení studovaného tématu a za zpětnou vazbu při vytváření této práce. Velký dík rovněž patří RNDr. Michaelu Prouzovi, PhD. za uvedení do problematiky a zpětnou vazbu. Dále děkuji Mgr. Radomíru Šmídovi za vhodné připomínky a také děkuji Janu Řídkému, CSc. za umožnění napsat tuto práci při české skupině projektu Pierre Auger Observatory. Dále děkuji své rodině a přítelkyni Petře Boháčové za psychickou podporu.

Obsah

1 Úvod **9**

1.1 Historie detekce spršek kosmického záření 9

1.2 Rozvoj sprškы 10

2 Primární částice **12**

2.1 Složení primárních částic 12

2.2 Šíření kosmickým prostorem 14

2.2.1 Larmorův poloměr 14

2.2.2 GZK 14

2.3 Energetické spektrum 15

2.4 Principy urychlování 17

2.4.1 Fermiho urychlování 18

3 Používané detekční techniky **19**

3.1 Povrchový detektor 19

3.1.1 Rekonstrukce sprškы pomocí pozemní detekce 20

3.2 Fluorescenční detektor 20

3.2.1 Rekonstrukce sprškы pomocí fluorescenčního detektoru 21

3.3 Experimenty 22

3.3.1 Volcano Ranch 22

3.3.2 Haverah Park 22

3.3.3 SUGAR 22

3.3.4 Jakutsk 23

3.3.5 Fly's Eye 23

3.3.6 AGASA 24

3.3.7 HiRes 24

3.3.8 Telescope Array 24

3.4 Srovnání experimentů 24

4 Aparatura experimentu PAO a jeho fyzikální motivace **27**
4.1 Hybridní systém 27
4.2 Povrchová detekce 31
4.2.1 Trigger SD 32
4.3 Fluorescenční detekce 33
4.3.1 Trigger FD 34
4.3.2 Doprovodná měření 35
4.4 Fyzikální motivace 36

5 Dosavadní výsledky PAO **37**
5.1 Energetické spektrum 37
5.2 Anizotropie kosmického záření 38
5.3 Složení kosmického záření 40

6 Závěr **41**

Kapitola 1

Úvod

Cílem práce je shrnout problematiku detekce kosmického záření nejvyšších energií, popsat provedené experimenty a používané měřící techniky. Zvláštní pozornost je věnována právě probíhajícímu experimentu Pierre Auger Observatory. Nakonec jsou nastíněny dosavadní výsledky tohoto na světě největšího experimentu studujícího kosmické záření.

První kapitola se věnuje historii detekce a rozvoji spršky kosmického záření, druhá kapitola se soustředí na primární částice a jejich chování při putování vesmírem, třetí podrobněji popisuje dvě nejpoužívanější detekční techniky a dosavadní experimenty, které zkoumaly kosmické záření nejvyšších energií. Čtvrtá kapitola se zabývá již samotným projektem Pierre Auger Observatory a nakonec pátá kapitola se věnuje dosavadním výsledkům tohoto projektu.

1.1 Historie detekce spršek kosmického záření

První zmínku o existenci spršky kosmického záření můžeme najít již v poznámkách B. Rossiho, kterému při pozorování v Eritrei roku 1934 připadalo, jako by čas od času různě vzdálené čítače koincidentně detekovaly velký počet částic. Až díky vylepšení přesnosti techniky měření časové sousledností okruhů Geiger-Müllerových čítačů na $5{\cdot}10^{-6}$ s Robertem Mazem mohl Pierre Auger se svou skupinou roku 1938 již s určitostí objevit spršky kosmického záření. Ale až další Augerův projekt v oblastech horských nadmořských výšek jej přivedl k domněnce, že spršky mají svůj původ v kosmickém záření o energiích zhruba 10^{15} eV. Tehdy k odhadu energie primární částice použil hypotézu, že se sprška skládá z elektronů a dosáhl výsledku, který ve své době převýšil doposud nejvyšší uvažované energetické škály částic až o 5 řádů.

Studium rozsáhlých spršek pokračovalo zvětšováním ploch polí Geiger-Müllerových čítačů, avšak i když naměřily energie až 10^{17} eV, nebyly schopny určit směr, ze kterého spršky přicházely. To se povedlo až skupině MIT [1], která vyvinula metodu na určování příchozího směru pomocí měření detekčních časů jednotlivých oddílů scintilátorů vzdálených od sebe několik desítek metrů. Mezi léty 1954 až 1957 projekt Agassiz u Harvardu s polem 15 čítačů o velikostech sběrných ploch 0,9 m^2 proměřoval energetické spektrum v rozmezí $3{\cdot}10^{15}$ až 10^{18} eV. Toto pole sloužilo jako prototyp pro

další pole umístěná ve velkých nadmořských výškách v Chacaltaya v Bolívii a poté na Volcano Ranch v Novém Mexiku, kde John Linsley dokonce naměřil událost[1] o energii přesahující 10^{20} eV. Dále pokračovala výstavba dalších stále větších a větších detekčních polí. Roku 1976 se poté podařilo na projektu Volcano Ranch zachytit koincidentně s povrchovými detektory fluorescenční emisi pocházející ze spršky, což posléze vedlo k rozvinutí nové detekční techniky pomocí fluorescenčních detektorů.

1.2 Rozvoj spršky

Při průchodu primární částice (většinou p a jádra He, ..., Fe) atmosférou dochází ke srážkám s jádry molekul vzduchu[2], přičemž vznikají další částice, tzv. sekundární, které při svém vlastním průchodu atmosférou mohou rovněž narážet do dalších jader molekul a nebo se rozpadnout, jedná-li se o nestabilní částice. Tento proces, zvaný sprška kosmického záření (Obr. 1.1), se dále opakuje, dokud mají sekundární částice vyšší energii, než je prahová energie pro vznik dalších částic. Pokud již mají energii nižší, ztrácejí ji dále radiačními ztrátami nebo ionizačním procesem.

V určitém stádiu vývoje spršky může tedy dojít k předání zbytkové energie sekundární částice na ionizaci nebo excitaci elektronů molekul atmosféry, a tudíž každá sprška dosahuje určitou atmosférickou hloubku[3], při níž nastává maximum počtu sekundárních částic. V celém textu je označována jako X_{max}. Navíc při nižších energiích sekundárních částic dochází při srážkách s molekulami atmosféry k rozptylům na větší úhly od původního směru. Sprška má tedy v maximální hloubce rovněž největší rozsah v rovině kolmé k ose sprškу[4].

Spršku můžeme rozdělit (Obr. 1.2) na elektromagnetickou komponentu (fotonová kaskáda), hadronové jádro sprškу (příliš se neodchyluje od její osy) a mionovou komponentu skládající se z mionů, které vznikly především rozpadem pionů a které procházejí skrze atmosféru až k povrchu. Do této "tvrdé" složky se řadí i neutrina. Oblast, kde osa sprškу protíná zemský povrch, se označuje jako jádro sprškу. Jeho určení je důležité pro rekonstrukci sprškу, jak bude naznačeno později.

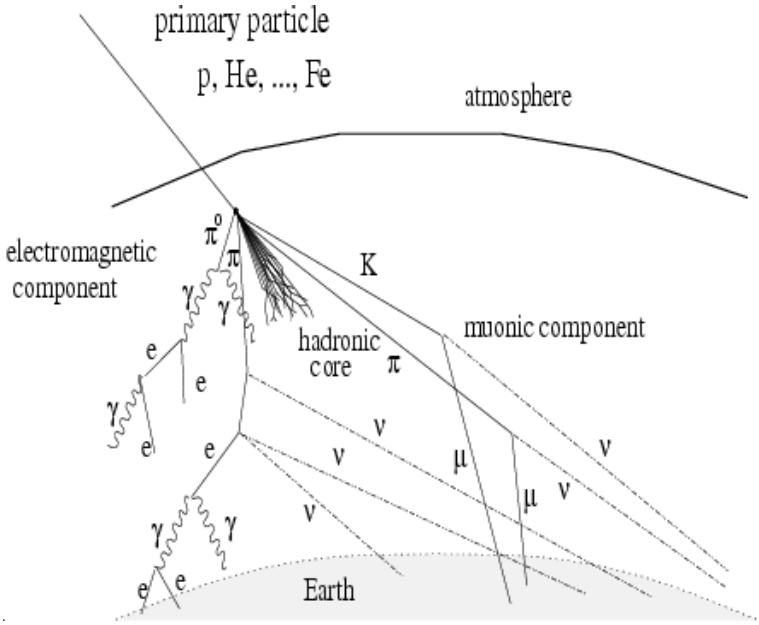
Při rekonstrukcích sprškу z naměřených dat se používá zenitový úhel, což je úhel, který svírá osa sprškу se zenitem, a disk sprškу, kterým se aproximuje přední vlna sprškу. Sprška je poté popisována jako zprvu se rozšiřující disk, který nabyde své maximální šířky a který se potom zase zmenšuje.

[1] V dalším textu budu používat výraz event, což je při používání v praxi běžnější.

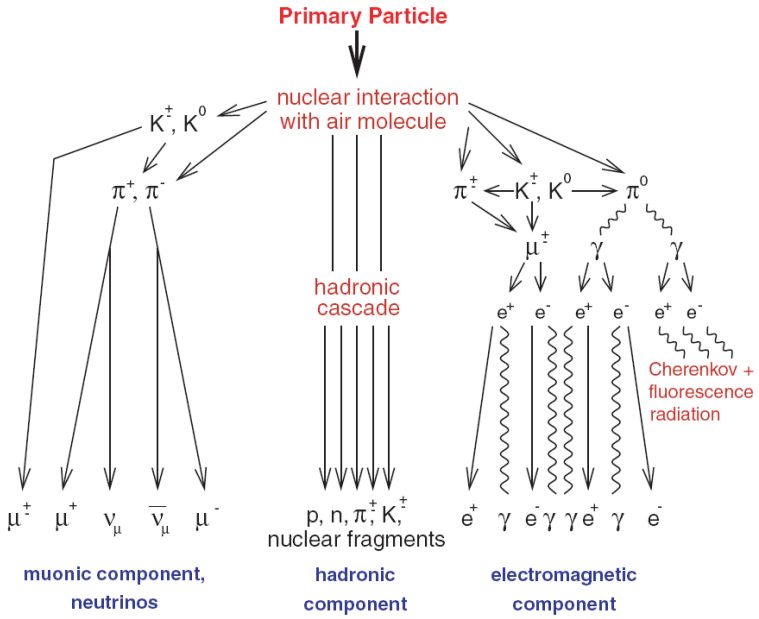
[2] První srážka většinou nastává ve výšce několika desítek kilometrů.

[3] Atmosférická hloubka sprškу je funkcí nadmořské výšky a hustoty atmosféry. Nulová hloubka nastává při největší vzdálenosti od zemského povrchu.

[4] Osou sprškу se rozumí pomyslná přímka mající stejný směr jako přilétávající primární částice.



Obrázek 1.1: Rozvoj spršky. Při srážkách primární částice s molekulami atmosféry se rozvíjí sprška, která obsahuje hadronovou, elektromagnetickou a mionovou komponentu s neutriny. Převzato z [3].



Obrázek 1.2: Komponenty spršky. Během rozvoje spršky se emitují fluorescenční a Čerenkovovy fotony. Převzato z [9].

Kapitola 2

Primární částice

V této kapitole se budu zabývat některými charakteristikami primárních částic kosmického záření, jejich šířením mezigalaktickým a galaktickým prostorem a jejich možným urychlováním.

2.1 Složení primárních částic

Odhalení složení kosmického záření se stalo jedním z hlavních předmětů bádání již brzy po jeho objevu a o tomto tématu už bylo sepsáno mnoho odborných článků. Obecně se kosmické záření skládá převážně z protonů (90 %) a jader helia (9 %). Pouze 1 % primárních částic jsou atomová jádra s protonovým číslem větším než 2 a menším než 92. Ještě mnohem menší část je přisuzována elektronům, fotonům či neutrinům. Dnes se předpokládá, že kosmické záření ultra vysokých energií (UHECR) i extrémně vysokých energií (EHECR)[1] jsou hadrony. Je velice obtížné rozlišit, zda se tyto částice skládají z protonů nebo těžších jader, jelikož metody, které se používají k tomuto určení, jsou velice závislé na modelu hadronových interakcí[2] v oblastech těchto energií. Až do energií okolo 10^{18} eV se mohou na spektru podílet těžká jádra atomů, ale s dále se vzrůstající energií se jeví, že UHECR tvoří již jen protony, o čemž bude pojednáno dále v textu.

Těžší atomová jádra

V případě atomových jader s nukleonovým číslem A se uvažuje především o reakcích s fotony reliktního záření jako jsou fotodisintegrace jádra (2.1 a 2.2) a produkce páru (2.3):

$$A + \gamma_{2,7K} \rightarrow (A-1) + N \tag{2.1}$$

$$A + \gamma_{2,7K} \rightarrow (A-2) + 2N \tag{2.2}$$

$$A + \gamma_{2,7K} \rightarrow A + e^{+} + e^{-}, \tag{2.3}$$

[1] Výraz UHECR budu používat pro částice o energiích větších než 10^{19} eV a EHECR větších než 10^{20} eV.

[2] Nejčastěji se používají QGSJET a SIBYLL. Tyto modely byly získány především na základě extrapolace výsledků z experimentů na urychlovačích.

kde N je buď proton nebo neutron. Přitom energetické ztráty při dvounukleonové emisi jsou asi o řád nižší než při jednonukleonové emisi. Průběh střední volné dráhy jádra železa, protonu a vysokoenergetického fotonu v závislosti na energii je znázorněn na Obr. 2.1.

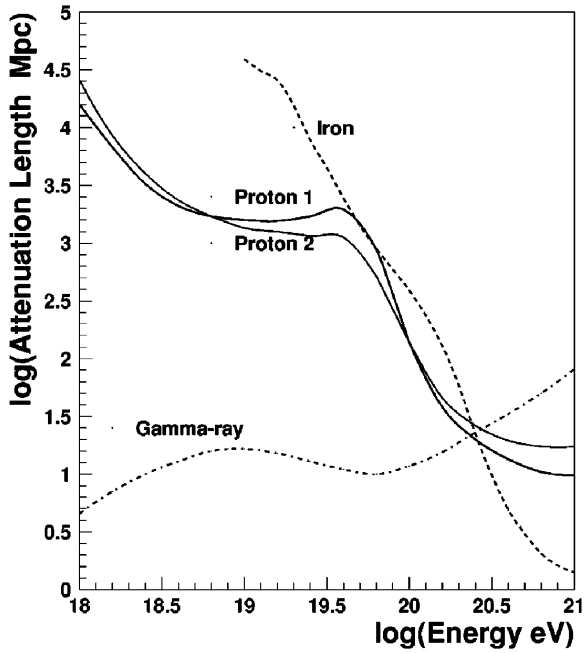
Gama záření

Hypotéza, že by nejenergetičtější částice kosmického záření byly fotony, byla relativně brzy vyvrácena díky jejich krátké volné dráze ~ 10 Mpc. Fotony o takto vysokých energiích totiž reagují především s fotony reliktního záření za vzniku elektron-pozitronového páru s prahovou energií $4{\cdot}10^{14}$ eV:

$$\gamma + \gamma_{2,7K} \rightarrow e^+ + e^-. \tag{2.4}$$

Dále pro energie nad $2{\cdot}10^{19}$ eV začíná již být dominantní produkce páru při reakcích s rádiovými fotony. Průběh celkové střední volné dráhy fotonu je znázorněn na Obr. 2.1.

Dalším podnětem pro odmítnutí hypotézy o fotonovém původu UHECR byla experimentální pozorování. Sprška iniciovaná fotonem by totiž obsahovala velmi málo částic v hadronové komponentě, což se neprojevuje.



Obrázek 2.1: Střední volná dráha protonu, železa a gama záření. V grafu je vynesena logaritmická závislost střední volné dráhy na energii v důsledku interakcí protonu, železa a gama záření s fotony mikrovlnného, infračerveného a rádiového záření pozadí. Křivky vznikly pomocí výpočtů: Yoshida a Teshima (Proton 1, 1993), Protheroe a Johnson (Proton 2, 1996), Stecker a Salamon (Železo, 1999), Bhattacharjee a Sigl (Gama, 1998). Graf je převzat z [1].

2.2 Šíření kosmickým prostorem

Prostorové rozložení kosmického záření je téměř izotropní v oblastech energií primárních částic do 10^{18} eV, až na oblast od $10^8 - 10^{11}$ eV. V této oblasti registrujeme nadbytek částic se směrem příchodu od Slunce.

2.2.1 Larmorův poloměr

Protony o ultravysokých energiích neztrácejí během průletu naší Galaxií podstatnou část své energie, ale jsou zato odchylovány v galaktickém magnetickém poli. Úhel rozptylu δ částice o náboji Ze a energii E, která urazí vzdálenost d v magnetickém poli o indukci B, je úměrný $\delta \sim d \times r_L$, kde r_L je tzv. Larmorův poloměr, a je roven

$$r_L = \frac{E}{ZeB}. \tag{2.5}$$

Například protonu o energii 10^{18} eV v magnetickém poli o indukci 3 μG[1] odpovídá $r_L = 300$ pc, což je přibližně tloušťka galaktického disku. Tudíž až u protonů s energiemi od 10^{19} eV lze předpokládat anizotropii v rozložení směrů jejich příletů, neboť jejich dráhy nebudou již tolik zakřivovány.

K odchylování nabitých částic kosmického záření rovněž dochází při interakci s extragalaktickým polem. Toto pole je výrazně slabší než pole galaktická, ale při vzdálenostech řádu 100 Mpc je jeho vliv již srovnatelný s vlivem magnetického pole naší Galaxie.

2.2.2 GZK

Velice významnými efekty při šíření částic kosmickým prostorem jsou jejich reakce s mezigalaktickými radiačními poli, jako jsou fotony mikrovlnného, infračerveného a rádiového pozadí. Již rok po objevení reliktního záření Penziasem a Wilsonem (1965) nezávisle na sobě předpověděl Greisen [18] a Zatsepin s Kuzminem [19] existenci hranice ve spektru protonů okolo $6{\cdot}10^{19}$ eV díky fotopionové produkci při reakcích s fotony mikrovlnného pozadí. V kosmickém pozadí se převážně nacházejí fotony o energii[2] $6{\cdot}10^{-4}$ eV a hustotě okolo 400 cm^{-3}. Při průletu protonu probíhají především tyto reakce:

$$p + \gamma_{2,7K} \rightarrow n + \pi^+ \tag{2.6}$$

$$p + \gamma_{2,7K} \rightarrow p + \pi^0 \tag{2.7}$$

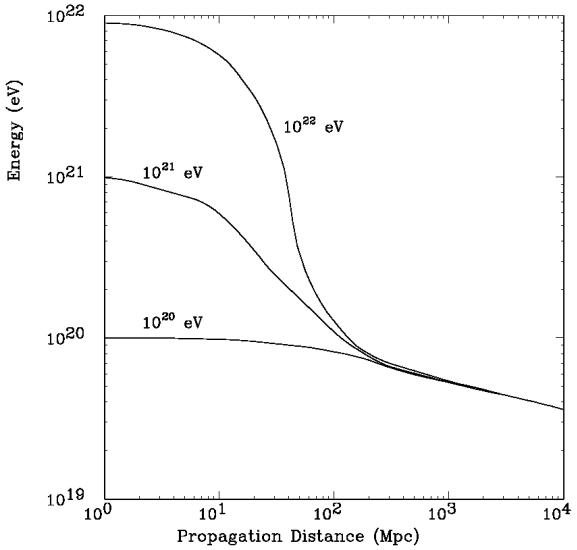
$$p + \gamma_{2,7K} \rightarrow p + e^+ + e^-. \tag{2.8}$$

Při tvorbě páru (2.8) má sice proton prahovou energii již okolo 10^{18} eV a střední volnou dráhu ~ 1 Mpc vzhledem k pionové produkci (2.6, 2.7) s prahovou energií $10^{19,6}$ eV a střední volnou dráhou ~ 6 Mpc, zato ale při tvorbě páru dochází k energetickým ztrátám pouze 0,1 % oproti 20 % při pionové pro-

[1] Takto silné magnetické pole odpovídá odhadům o síle magnetického pole naší Galaxie. Používaná jednotka je gauss (1 G = 10^{-4} T).

[2] Tato hodnota odpovídá právě teplotě 2,7 K.

dukci. Tyto hodnoty byly převzaty z [1]. Nejpodstatnějším efektem ovlivňujícím průchody protonů o extrémně vysokých energiích je tedy produkce pionů. S energií rostoucí nad 10^{20} eV zároveň roste i účinný průřez pionové produkce, a tedy protony přílétávající ze vzdálenosti větší než 100 Mpc by již neměly dosahovat energií větších než 10^{20} eV, jak je patrno na Obr. [2.2].



Obrázek 2.2: Energie protonu v závislosti na uražené dráze od zdroje. Tento obrázek byl převzat z [14].

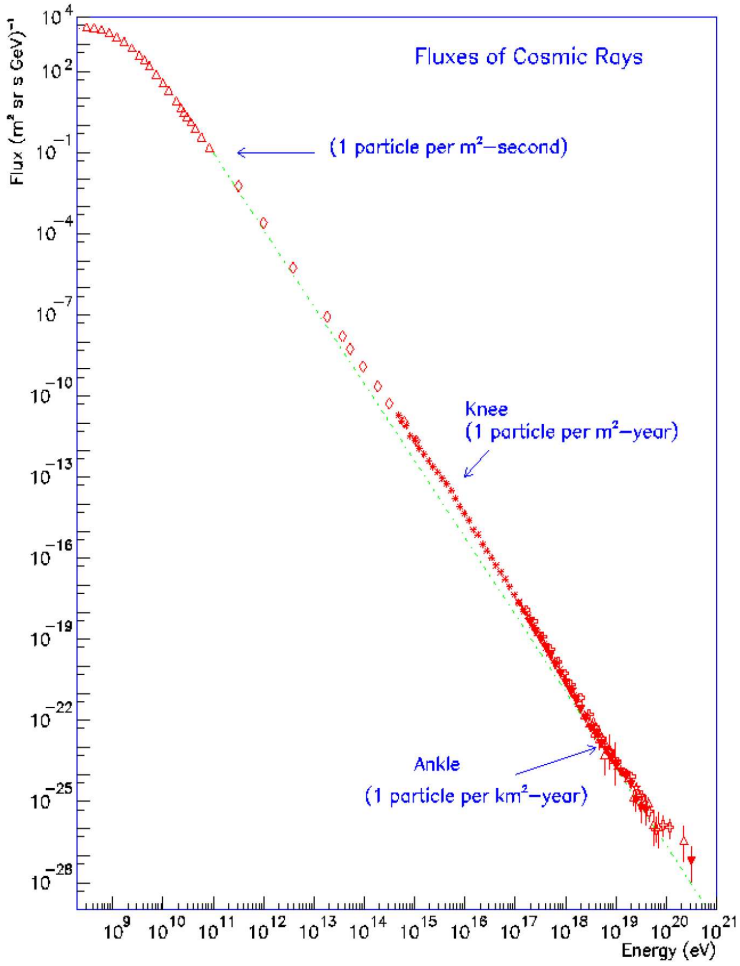
2.3 Energetické spektrum

Tok primárních částic prudce klesá s jejich rostoucí energií (viz Obr. 2.3). Pozoruje se 1 částice procházející jedním m^2 za sekundu při energii 10^{11} eV, ale již pouze 1 částice na jednom m^2 za rok při energii 10^{16} eV a při energii $\sim 10^{20}$ eV dokonce již jen 1 částice na jednom km^2 za století. Kosmické záření o energiích větších než 10^{14} eV přichází k horním oblastem atmosféry příliš řídce na to, aby se dalo detekovat přímo balónovými sondami nebo na vesmírných stanicích. K jejich detekci se tudíž využívá částicové kaskády vznikající při průniku primární částice atmosférou. Při pohledu na Obr. 2.3 lze spatřit závislost toku částic $N(E)$ na energii primární částice E jako

$$N(E)dE = CE^{-x}dE, \tag{2.9}$$

kde C je normalizační konstanta a x vyjadřuje strmost klesání grafu. Při podrobnějším pohledu na průběh grafu lze zpozorovat 3 oblasti, které se výrazněji odchylují od závislosti E^{-3}. Jsou označované jako koleno ($10^{15,5}$ eV), druhé koleno ($10^{17,8}$ eV) a kotník ($10^{18,8}$ eV). Celý profil spektra je tak připodobněný lidské noze zboku. Vznik kolena je přisuzován tomu, že protony a lehčí jádra již magnetické pole neudrží v oblastech urychlování, a proto, jakmile tyto částice dosáhnou hraniční ener-

gie, začínají unikat. Těžší jádra magnetické pole udrží "uzamčené" déle, nicméně v oblasti druhého kolena již unikají i ony, a obecně proto v této oblasti spektra končí účinnost všech uvažovaných galaktických zdrojů. Kotník je pak obvykle vysvětlován nárůstem nového typu zdrojů extragalaktického původu. Alternativně je efekt kotníku popisován jako důsledek energetických ztrát protonu při tvorbě elektron-pozitronového páru na reliktním záření. Konečně se na konci spektra projevuje GZK hranice v důsledku fotopionové produkce extragalaktických protonů. O tomto bude zvláště ještě pojednáno v kapitole věnované výsledkům experimentu Pierre Auger Observatory.



Obrázek 2.3: Energetické spektrum primárních částic kosmického záření. Spektrum je pozorováno v oblastech energií od $\sim 10^9$ eV po $\sim 10^{20}$ eV, jelikož méně energetické částice jsou již natolik odpuzovány slunečním větrem, že se nedostanou ani do vnitřní oblasti sluneční soustavy. Graf je pro srovnání proložen závislostí E^{-3}. Lze si povšimnout výkyvu v oblasti $\sim 10^{15,5}$ eV zvané koleno (knee) a v $\sim 10^{19}$ eV kotník (ankle). Jedná se o zpracování dat z experimentů LEAP, Proton, Akeno, AGASA, Fly's Eye, Haverah Park a Yakutsk. Tento obrázek byl převzat z [22].

2.4 Principy urychlování

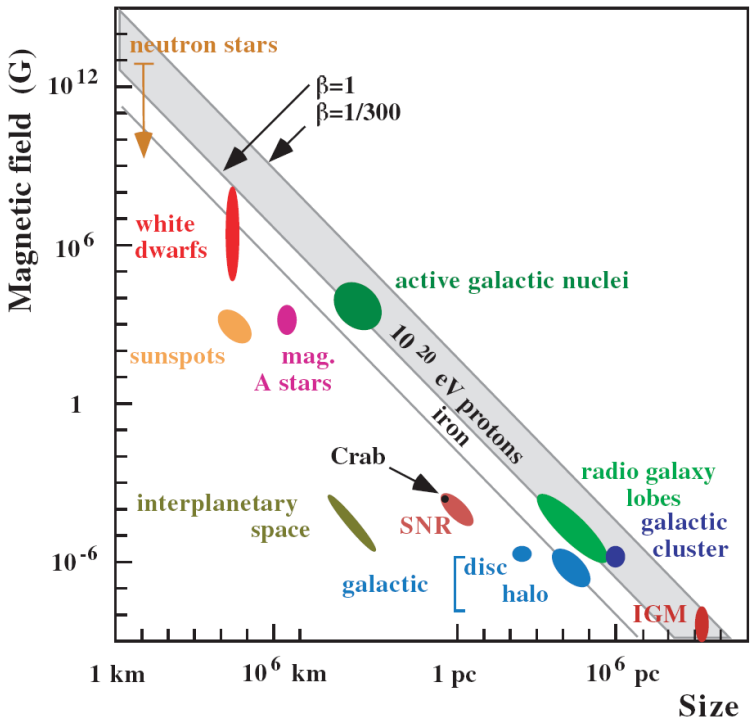
V současné době se jeví nejpravděpodobnější, že kosmické záření s energiemi okolo 10^{15} eV vzniká při difúzních šocích u supernov. L. Drury roku 1994 ukázal, že maximální možná takto získaná energie je dána vztahem

$$E = kZeBR\beta c, \tag{2.10}$$

kde B je magnetická indukce oblasti, kde probíhá urychlovací šok, R je velikost této oblasti, βc je rychlost šokové vlny, k je konstanta menší než 1 a Ze je náboj urychlované částice. Používaným vztahem je však

$$E = 0,9ZBR, \tag{2.11}$$

kde energie E vychází v EeV (10^{18} eV), když se za B dosadí hodnota magnetické indukce v μG a za R velikost v kpc. Stejných výsledků jako Drury dosáhli další autoři, včetně A. M. Hillase, jehož logaritmický graf závislosti B oproti R (Obr. 2.4) názorně ukazuje, které objekty jsou schopny urychlení částic na energie 10^{20} eV.



Obrázek 2.4: Modifikovaný Hillasův diagram. Je zde vynesena logaritmická závislost velikosti magnetické indukce oblasti (kde může docházet k urychlování) na jejím rozměru. Tyto vyznačené oblasti odpovídají kosmickým objektům. Ty, které se nacházejí pod čárou, nemohou urychlit protony nebo železo nad energii 10^{20} eV. Za povšimnutí stojí postavení aktivních galaktických jader. β udává účinnost urychlovacího procesu. Diagram je převzat z [11].

Jedním z uvažovaných principů urychlování u vyšších energií je tzv. Fermiho urychlování těžkých jader, které je zvlášť popsáno v následujícím oddíle. Bylo navrhnuto mnoho dalších nejrůznějších teorií vzniku EHECR, které zde nebudu uvádět. Některé hypotézy předjímají i nejrůznější porušení doposud platných fyzikálních zákonů[1] a volají po zavedení nové fyziky.

2.4.1 Fermiho urychlování

Jeden ze způsobů, pomocí kterého by částice kosmického záření mohla získat až energii 10^{20} eV, se nazývá Fermiho urychlování. Tato původní myšlenka byla zveřejněna Enrikem Fermim již v roce 1949. Tento mechanismus urychlování je založen na opakovaných přechodech částice skrze čelo pohybujícího se objektu[3], přičemž nepravidelnosti v magnetickém poli objektu ji uvězňují v okolí čela vlny. Zjednodušený proces je znázorněn na Obr. 2.5. Pomocí statistické analýzy se dá ukázat [2], že střední energetický zisk při takovémto rozptylu je:

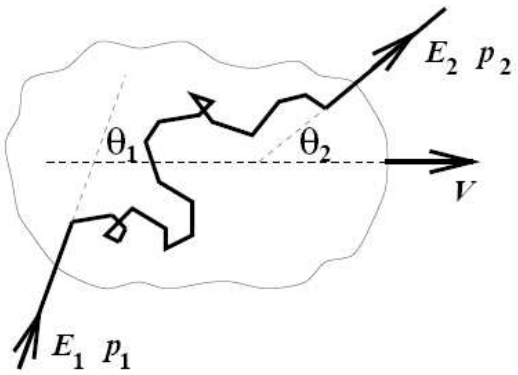
$$\frac{\Delta E}{E} \sim \beta^2. \tag{2.12}$$

Jelikož $\beta \ll 1$, je tento energetický zisk velice malý. Musel by tedy probíhat na velikém množství mračen.

Tato původní Fermiho myšlenka byla dále modifikována na tzv. Fermiho urychlování druhého druhu, které má již energetický zisk:

$$\frac{\Delta E}{E} \sim \beta. \tag{2.13}$$

Může se jednat o urychlování šokovými vlnami při výbuších supernov, ale může být rovněž aplikováno i na jiné astrofyzikální objekty.



Obrázek 2.5: Znázornění Fermiho urychlování. Do mračna, které se pohybuje prostorem rychlostí V, vletí částice o energii E_1, hybností p_1 a pod úhlem θ_1. Částice vyletí z mračna s větší energií E_2 a hybností p_2 pod úhlem θ_2. Převzato z [12].

[1] Například neplatnost Lorentzovy transformace, existence magnetického monopólu atd.

[3] Nejčastěji se uvažuje o mračnech pohybujících se rychlostmi $\beta \sim 15$ km·s^{-1}.

Kapitola 3

Používané detekční techniky

V oblastech UHECR se používají především dva typy detekce, které zde budou rozvedeny. Dále bude popsáno a porovnáno několik významnějších experimentů v oblastech nejenergetičtějších částic kosmického záření.

3.1 Povrchový detektor

Už Pierre Auger se svou skupinou rozpoznal, že čím větší má primární částice energii, tím je plocha, kde lze detekovat sekundární částice, větší. Tudíž čím vyšší má primární částice energii, tím větší plochu v pozorovací rovině zasáhne sprška sekundárních částic. V oblastech EHECR se tato plocha pohybuje okolo 20 km^2. U detektorových polí měřících UHECR se používá vzdálenost sousedních detektorů rozmístěných v pravidelné síti stovky metrů až asi 1,5 km. Povrchové detektory bývají tedy často uspořádány do pravidelné sítě, pokud to umožňuje terén, aby zpětná rekonstrukce spršky byla co nejpřesnější. Detektory měří hustotu částic, jako jsou elektrony, pozitrony, miony a fotony Čerenkovova záření vznikající při průchodu těchto částic detekčním médiem. Velikosti sběrných ploch jednotlivých detektorů se pohybují od 1 do 20 m^2. Speciálními druhy jsou mionové detektory, scintilátory a buď to vodní nebo vzdušné Čerenkovovy detektory. Výhodou scintilátorů je to, že jsou velmi tenké ($\sim$ 12 mm) a zachytávají pouze elektromagnetickou komponentu spršky oproti vodním Čerenkovovým detektorům, které jsou přibližně stejně citlivé vůči elektromagnetické i mionové komponentě spršky. Mionové detektory bývají stejné nebo trochu větší než vodní Čerenkovovy detektory a jsou navíc odstíněny od elektromagnetické komponenty.

Všechny experimenty měřící eventy o energiích větších než 10^{19} eV byly umístěny v oblastech odpovídajících hloubce spršky od 800 $g{\cdot}cm^{-2}$. Je to díky tomu, že maximální hloubka spršky se pohybuje okolo 750 $g{\cdot}cm^{-2}$ a je efektivnější detekovat spršku v jejím maximu nebo za ním.

3.1.1 Rekonstrukce spršky pomocí pozemní detekce

Určení osy spršky, a tedy i směru primární částice, je určováno pomocí relativních detekčních časů signálů alespoň tří nekolineárně rozmístěných detektorů. Při rekonstrukci se předpokládá, že disk spršky se šíří skrze detekční pole rychlostí světla a měří se tedy relativní časy průchodu disku detektory. V prvním přiblížení se považuje disk za rovinný. Přesnost měření doby průchodu detektorem je jen jeden faktor ovlivňující přesnost určení směru příletu primární částice. Dalšími jsou velikosti sběrných ploch jednotlivých detektorů a fakt, že disk spršky má tloušťku několik nanosekund[1] v blízkosti jádra a až několik mikrosekund do vzdálenosti 1 km od jádra. Proto je velmi pravděpodobné, že detektor zachytí přední část spršky o něco dříve, což zhoršuje přesnost určení směru příletu primární částice. Tato přesnost se u polí pozemních detektorů pohybuje od 1° do 5°[2].

Data zaznamenávající každý event obsahují nejen relativní doby detekce signálu, ale rovněž hustotu detekovaných částic. K určení jádra spršky se používají laterální distribuční funkce. Například pro scintilátory byl odvozen vztah pro tzv. Nishimura-Kamata-Greisenovu funkci (1956) dále rozvíjenou Linsleym, Scarsim a Rossim (1961), která vypadá takto:

$$S(r) = k(\frac{r}{r_0})^{-\alpha}(1 + \frac{r}{r_0})^{-(\eta-\alpha)}, \tag{3.1}$$

kde $S(r)$ je hustota částic závislá na vzdálenosti r od jádra, r_0 je Mollierova jednotka[3], α a η jsou určeny empiricky a k je úměrná šířce spršky. Tato nebo podobné laterální distribuční funkce mohou být použity různými výpočetními technikami k nalezení pozice jádra spršky. Obvykle se používá χ^2 nebo metoda maximální věrohodnosti (Maximum likelihood).

Pro převody laterálních distribučních funkcí na energii primárních částic se používá hodnota těchto funkcí v pevné vzdálenosti od jádra spršky. Dále se jeví, že pro disk spršky je vhodnější místo rovinné sférická aproximace s poloměrem křivosti několika kilometrů.

3.2 Fluorescenční detektor

Zvláštním typem detektoru kosmického záření je fluorescenční detektor, který detekuje izotropně rozložené emisní fluorescenční fotony o vlnových délkách 300 až 400 nm. Tyto fotony vznikají deexcitací molekul dusíku v atmosféře, kterou způsobily srážky sekundárních částic spršky s molekulami atmosféry. Namísto sledování spršky pomocí mnoha pozemních detektorů se používá jeden obrovský vzdušný kalorimetr - oblast atmosféry o hmotnosti až desítky miliard tun, která je sledována pomocí fluorescenčních detektorů. Takto může být sprška zpozorována až několik desítek kilometrů od své osy.

Detektory tvoří soustava zrcadlových dalekohledů, v jejichž ohniskové rovině se nacházejí fotonásobiče rozmístěné souměrně tak, aby každý zobrazoval pouze malý úsek oblohy většinou $\sim 1° \times 1°$.

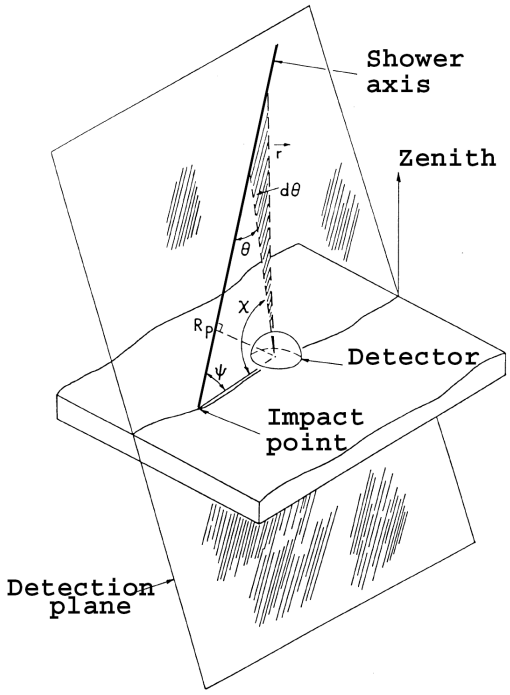
[1] Myslí se tím doba, po kterou detektory zachytávají částice z disku.

[2] Na experimentu Auger se dosahuje dokonce lepší přesnosti než 1 °.

[3] Jednotka vznikající jako součin radiační délky a její střední kvadratické odchylky pro částice o kritické energii.

Díky slabé intenzitě fluorescenčního světla může měření probíhat pouze za jasných bezměsíčných nocí, což odpovídá pouze cca. 10 % času z roku.

3.2.1 Rekonstrukce spršky pomocí fluorescenčního detektoru



Obrázek 3.1: Geometrie spšky. Osa spršky společně s umístěním detektoru definuje tzv. detekční rovinu spršky. Parametr dopadu R_p a úhel ψ určují osu spršky. Obrázek popisuje experiment Fly's Eye a je převzat z [13].

Detekční rovina, definována v Obr. 3.1, je rekonstruována pomocí zasažených fotonásobičů. Nafitováním časových údajů těchto zasažených fotonásobičů se získá informace o směru příletu spršky v detekční rovině (parametry R_p a ψ). Používá se následující funkce

$$t_i - t_0 = \frac{R_p}{c sin\theta_i} - \frac{R_p}{c tan\theta_i} = \frac{R_p}{c} tan(\frac{\theta_i}{2}), \tag{3.2}$$

kde t_i je doba detekce světla spršky i-tým fotonásobičem pod pozorovacím úhlem θ_i, t_0 je čas průletu osy spršky nejblíže k fluorescenčnímu detektoru, dále c je rychlost světla a úhel θ_i je ve vztahu k úhlu ψ jako

$$\theta_i = \pi - \psi - \chi_i, \tag{3.3}$$

kde χ_i je elevační úhel trubice i-tého fotonásobiče.

Je-li navíc sprška zároveň zachycena dvěma fluorescenčními detektory, může být trajektorie spršky určena jako průsečnice dvou detekčních rovin bez využití časové závislosti signálu.

3.3 Experimenty

V této části bude popsáno několik vybraných experimentů. Experimentu Pierre Auger Observatory (PAO) se budu věnovat ve zvláštní kapitole.

3.3.1 Volcano Ranch

Prvním z obřích detekčních polí byl projekt v oblasti Volcano Ranch v Novém Mexiku, který vznikl z iniciativy pánů J. Linsleyho, L. Scarsiho a B. Rossiho v roce 1961. Používali devatenáct plastikových scintilačních čítačů se sběrnými plochami 3,3 m^2, přičemž byl každý pozorován 5-palcovým fotonásobičem. Experiment pokrýval plochu o velikosti 8,1 km^2 se vzdálenostmi mezi sousedními detektory 442 m a po dobu asi 650 dnů se vzdálenostmi až 884 m. Signály se tehdy zobrazovaly na osciloskopy, měřily se přitom amplitudy zachytávaných pulsů a relativní doby záznamu. Přídavným prvkem byl ještě jeden scintilátor stejné velikosti jako ostatní, ale odstíněný 10 cm tlustou olověnou vrstvou, aby mohl měřit pouze mionovou hustotu pro energie mionů větší než 220 MeV.

Data nasbíraná v tomto experimentu přinesla první informace o kosmickém záření s energiemi nad 10^{18} eV a ukázaly se první projevy kotníku. Byl dokonce naměřen event s energií o velikosti $1{,}4 \cdot 10^{20}$ eV. Poprvé zde byla zachycena sprška pomocí fluorescenční detekce.

3.3.2 Haverah Park

V Haverah Parku ve Velké Británii bylo postaveno pole vodních Čerenkovových detektorů pokrývající plochu okolo 12 km^2. Projekt probíhal 20 let od roku 1967. Nerovnosti v terénu nedovolovaly symetrické rozložení detektorů, a tudíž se použilo dvou polí různých symetrií. Pole složené ze 4 detektorů se vzdálenostmi sousedních detektorů 500 m obsahovalo ještě dalších 6 menších polí se vzdálenostmi sousedních detektorů 50 a 150 m rozmístěných do 2 km okolo svých středů, které vždy tvořil jeden ze 4 větších detektorů.

3.3.3 SUGAR

Před projektem PAO byl SUGAR (The Sydney University Giant Air-Shower Recorder) jediný experiment umístěný na jižní polokouli. Byl postaven Univerzitou v Sydney v oblasti Narribri, Novém Jižním Walesu v Austrálii v téměř nulové nadmořské výšce. Skládal se z 54 stanic pokrývajících plochu přes 60 km^2, které vždy obsahovaly dvojici scintilátorů o ploše 6 m^2 umístěných 1,7 m pod zemí, aby měřily především miony. Relativní doba příletu spršky byla určována pomocí pravidelně vysílaného signálu přes celé detekční pole. Data se uchovávala na audiopásky a jednou týdně se odvážela do Sydney na jejich analýzu.

Bohužel však rozmístění detektorů se vzdáleností sousedních detektorů 1 míle bylo příliš velké i pro nejenergetičtější eventy, a proto měřitelné hustoty spršky zaznamenávalo příliš málo stanic. Parametry naměřených eventů dosahovaly velikých chyb, a tudíž se výsledky z SUGARu dnes prakticky nepoužívají.

3.3.4 Jakutsk

Tento experiment řízený Institutem pro kosmofyzikální výzkum a aeronomii probíhá poblíž města Jakutsk v Sibiři ještě dnes. Data se začala sbírat roku 1970 a roku 1974 již projekt pokrýval plochu 18 km^2. Experiment se skládá ze tří soustředných polí. Vnitřní, které pokrývá plochu 0,026 km^2, je složeno z 19 scintilačních detektorů o sběrných plochách 0,25 m^2. Toto pole je obklopeno dalším polem, které používá rozmístění 43 scintilátorů se sběrnými plochami 2 m^2 se vzdálenostmi detektorů 500 m a pokrývá rozlohu o velikosti 10 km^2. Dalších 17 takovýchto scintilátorů obklopuje dvě vnitřní pole se vzdálenostmi mezi detektory 1 km. Všechna tři pole jsou uspořádána do trojúhelníkových sítí. Do 1 km od středu pole se ještě nachází 7 mionových detektorů se sběrnou plochou 20 m^2 a jeden s plochou 192 m^2 s prahovými energiemi 0,5 GeV. Sběr dat je zprostředkován pomocí koaxiálních kabelů. Signály pro načasování jsou vysílány skrze mikrovlnné spojení a je dosažena přesnost 10^{-7} s.

Významným počinem tohoto experimentu bylo použití 35 fotonásobičových systémů různých sběrných ploch, které měří vzdušné Čerenkovovo záření doprovázející spršku, což pomáhá při odhadech energií primárních částic (více energetická sprška produkuje větší výnos Čerenkovových fotonů během putování atmosférou). V roce 1995 skupina Yakutsk zmenšila rozlohu pole na 10 km^2, a soustředí se tudíž na strukturu spršek okolo energií 10^{19}eV.

3.3.5 Fly's Eye

Projekt Utažské univerzity Fly's Eye byl umístěn v západní části Utahu v USA ve zkušební oblasti Dugway asi 160 km jihozápadně od Salt Lake City a probíhal v letech 1981 až 1992. Experiment používal dvou fluorescenčních detektorů Fly's Eye I (FE I) a Fly's Eye II (FE II) navzájem vzdálených 3,4 km.

FE I se skládal z 67 zrcadel o průměru 1,6 m, v jejichž jednotlivých ohniscích každá z 12-14 fotonásobičových trubic snímala šestiúhelníkový výsek oblohy o průměru $\sim$ 5,5°. Dohromady 880 fotonásobičů pokrývalo celou viditelnou část oblohy.

FE II obsahoval pouze 36 zrcadel a 464 trubic, což vcelku pokrývalo jen polovinu oblohy, ale ve směru k FE I. FE II začal sbírat data až v prosinci roku 1986.

Data nasbíraná pouze FE I nebo FE II se označují jako mono a eventy zachycené zároveň FE I a FE II se označují jako stereo. Doba stereo expozice byla zhruba sedmkrát kratší než monokulární expozice, ale zato přesnost stereo měření byla mnohem lepší než u mono.

3.3.6 AGASA

Dalším obrovským projektem pro měření UHECR byl Akeno Giant Air-Shower Array (AGASA) pokrývající plochu o velikosti 100 km^2 a nacházející se v oblasti Akeno v Japonsku. AGASA se skládala ze 111 scintilátorů o sběrných plochách 2,2 m^2 vzdálených mezi sebou 1 km. Celá plocha byla rozdělena do 4 oblastí, přičemž sběr dat ze všech čtyř začal roku 1990. Sjednocení těchto oblastí proběhlo až v prosinci roku 1995. Navíc u 27 scintilátorů byly přistavěny mionové detektory se sběrnými plochami od 2,4-10 m^2. Každý detektor měl svou samoobslužnou jednotku k ukládání příchozích časů, hustoty toku částic příslušného signálu a zároveň k monitorování výkonu detektoru.

3.3.7 HiRes

Experiment High Resolution Fly's Eye (HiRes), jenž úspěšně následoval projekt Fly's Eye, se opět nacházel v oblasti Dugway, USA. Vznikl za podpory University of Utah, University of Adelaide, Columbia University, University of Illinois a University of New Mexiko. Jednalo se opět o stereo systém fluorescenčních detektorů jako u Fly's Eye, ale s mnohem větší přesností měření díky zvětšení zrcadel z 1,5 na 2 m. Jeden fotonásobič navíc snímal už jen $1° \times 1°$ oproti $5° \times 5°$ u Fly's Eye. Monokulárně začal HiRes sbírat data v červnu 1997 a stereo data v prosinci 1999. Tento poměrně nedávný experiment byl ukončen v roce 2006.

Rozlišení X_{max} dosahovalo hodnot ~ 30 g·cm^{-2}, přičemž k porovnání se simulacemi, které předpovídaly rozdíl v naměřeném rozložení X_{max} podle složení primárních částic, bylo zapotřebí lepší hodnoty než 50 g·cm^{-2}.

3.3.8 Telescope Array

V současné době se v oblasti Dugway v Utahu, kde býval experiment HiRes, staví nová observatoř nesoucí název Telescope Array (TA). Tento společný projekt více než 20 japonských a amerických institucí má obsahovat 576 plastikových scintilačních detektorů se sběrnými plochami 3 m^2, které se budou stavět v pravidelné trojúhelníkové síti se vzájemnými vzdálenostmi 1,2 km a dohromady budou pokrývat plochu 760 km^2. Jak již bylo řečeno, scintilátory jsou citlivější na elektromagnetickou komponentu spršky, a mělo by se tudíž údajně na TA dosahovat výsledků s lepší přesností (o 10%) než u vodních Čerenkovových detektorů. Projekt má dále obsahovat 3 fluorescenční detektory, a bude se tedy jednat opět o hybridní systém detektoru jako u PAO. Tyto fluorescenční detektory budou tvořit trojúhelník o stranách 30-40 km. Průměr zrcadel teleskopů má dosahovat 3,3 m při úhlovém rozlišení $1° \times 1°$. Apertura pro stereo pozorování má dosahovat 670 km^2·sr pro energie $> 10^{20}$ eV.

3.4 Srovnání experimentů

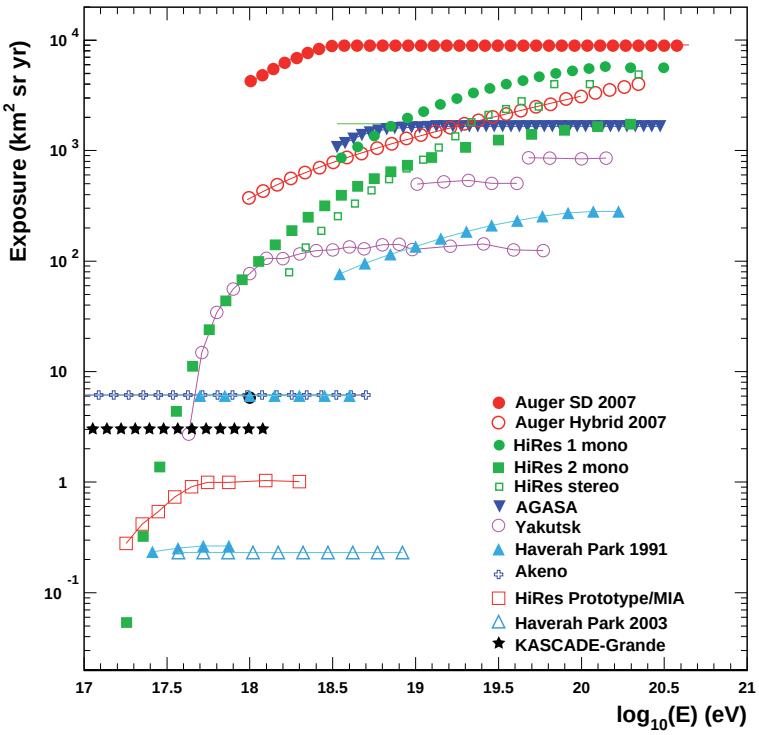
Novější projekty obecně pokrývají stále větší plochy povrchovými detektory, což vede celkově k podstatně větším expozicím experimentů, a tedy i k většímu počtu detekovaných eventů, a tím i k přes-

nějším závěrům statistických analýz. Velice se osvědčila mladší fluorescenční metoda, která ve spojení s povrchovou detekcí nesmírně zlepšuje rozlišovací schopnosti, a tím i výsledky, kterých se dosahuje.

Srovnání experimentů je provedeno v Tab. 3.1 a Obr. 3.2. Za povšimnutí stojí vysoký zaznamenaný počet eventů v experimentu AGASA při relativně nízké expozici (Tab. 3.1). Může to svědčit o systematické chybě v určení energetické škály, což může mít následky rozebírané v další části textu.

Experiment	Činnost	Expozice [km^2·sr·y]	Eventy >10 EeV	Eventy > 50 EeV
Haverah Park	1962-1987	~ 245	106	10
Jakutsk	1974-současnost	~ 900	171	6
AGASA	1993-2005	~ 1620	886	46
HiRes-I mono	1997-2006	~ 4500	561	31
HiRes-II mono	1999-2006	~ 1500	179	12
HiRes stereo	1999-2006	~ 2400	270	11
PAO SD	2004-současnost	~ 7000	1644	38

Tabulka 3.1: Porovnání experimentů podle velikostí expozice a podle zaznamenaných eventů. U experimentů probíhajících v současnosti se hodnota expozice vztahuje k začátku roku 2008. Hodnoty použity z [4]. K 31.8. 2008 jsem odhadnul expozici PAO SD na 11 700 km^2·sr·y.



Obrázek 3.2: Srovnání expozic vybraných experimentů. Graf je převzat z [4], kde jsou uvedeny odkazy na jednotlivé experimenty.

Kapitola 4

Aparatura experimentu PAO a jeho fyzikální motivace

Projekt Pierre Auger Observatory má 3 základní cíle: proměřit energetické spektrum, rozložení směrů příletů (hledání anizotropie) a složení primárních částic kosmického záření o energiích větších než 10^{18} eV při pokrytí celé oblohy. K tomu je potřeba výstavby 2 observatoří obrovských expozic - jedné na jižní a druhé na severní polokouli. V současné době je dostavěna pouze ta jižní, a to v Argentině v provincii Mendoza poblíž města Malargüe (Obr. 4.1). Jedná se o největší detektor kosmického záření na světě. Jeho důležitost rovněž tkví v tom, že všechny dosavadní experimenty zabývající se nejenergetičtějšími částicemi kosmického záření se nacházely na severní polokouli, přitom střed naší Galaxie se nachází na jižní obloze. Před PAO se totiž nevědělo, zda-li tyto částice nemají původ ve středu naší Galaxie. O umístění severní observatoře se uvažuje v oblasti Colorada v USA.

Významným počinem tohoto experimentu není pouze obrovská rozloha pole povrchových detektorů a kvalita fluorescenčních detektorů, nýbrž možnost detekce spršky více způsoby a hlavně tzv. hybridně, tzn. zároveň fluorescenčním a povrchovým detektorem.

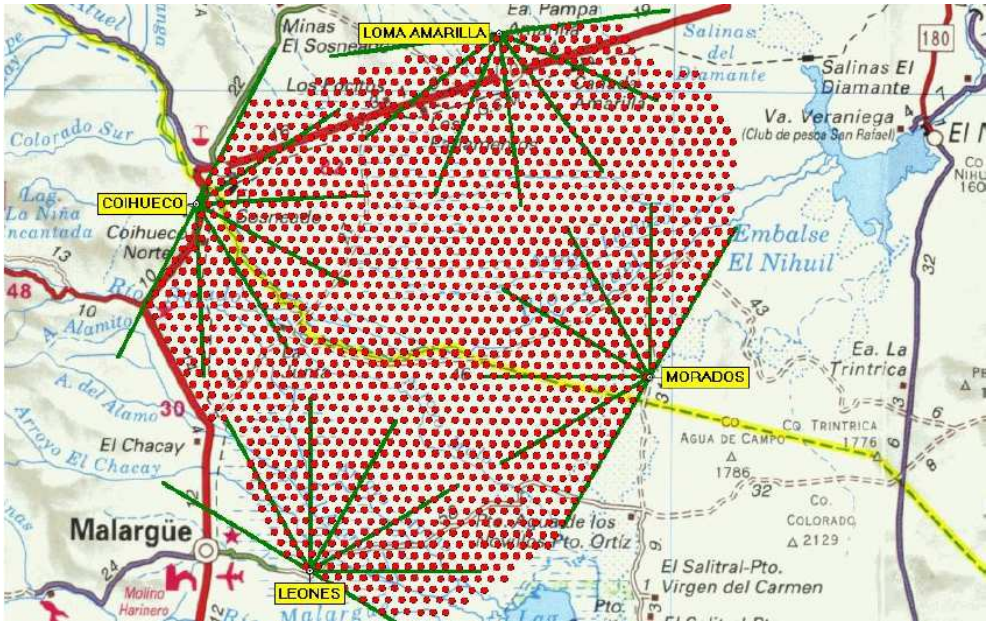
4.1 Hybridní systém

Během jasných bezměsíčných nocí jsou v experimentu PAO data z pozemní detekce obohacena o informace získané pomocí fluorescenčních detektorů. Data jak z povrchové, tak z fluorescenční detekce jsou triggerována[1] na sobě nezávisle a dohromady umožňují detekovat spršku 3-dimenzionálně[2]. I když ještě nedokončená, začala PAO sbírat hybridní data již v lednu roku 2004. Schéma hybridní detekce je ukázáno v Obr. 4.2.

Dokonce pouze jediný časový údaj z povrchového detektoru podstatně zlepší rekonstrukci spršky

[1] V celém textu je použit výraz trigger namísto českého termínu spouštěč, který se v praxi nepoužívá.

[2] Laterální distribuční funkce získána povrchovými detektory udává 2-dimenzionální informaci o sprše a třetí rozměr je dán měřením spršky v podélném směru fluorescenčním detektorem.



Obrázek 4.1: Geografický pohled na PAO. Červenými tečkami jsou zobrazena umístění tanků povrchové detekce. Žlutě jsou zvýrazněny názvy pahorků, na nichž jsou postaveny fluorescenční detektory. Pomocí zelených čar jsou zvýrazněna zorná pole jednotlivých fluorescenčních teleskopů umístěných ve fluorescenčních detektorech. Obrázek je převzat z [14].

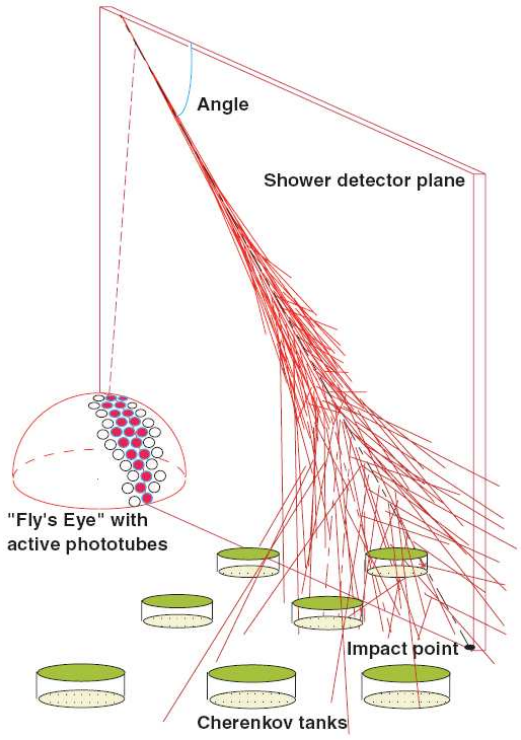
fluorescenčním detektorem. Důležité je, že není potřeba údaj o toku částic v detektoru, nýbrž pouze časový údaj průletu spršky povrchovým detektorem.

Rekonstrukce hybridního eventu probíhá ve 2 krocích. Nejprve se určí detekční rovina spršky pomocí FD metody, která je popsána v sekci 3.2.1. Druhým krokem při geometrické rekonstrukci spršky je určení její osy. Díky FD měření úhlové rychlosti průběhu spršky se získá nejednoznačné určení této osy. Až údaj o průletu přední části spršky alespoň jediným povrchovým detektorem dá již jasnou předpověď o směru osy spršky. Zachytí-li se časový údaj z více triggerovaných tanků, nabízí se možnost dalšího zpřesnění.

Jednou z výhod hybridní detekce je, že po zachycení spršky FD lze zpětně získat i informace z pozemní detekce, která zaregistrovala podprahový event. Bez FD detekce by tato data z pozemní detekce byla ztracena.

Při monokulárním měření jsou určeny parametry R_p, χ_0 a T_0 proložením naměřených bodů odpovídajících triggerovaným fotonásobičům. U hybridního měření musí tyto proložené křivky navíc vyhovovat průletu přední části spršky povrchovým detektorem. Zpřesnění určení parametrů R_p, χ_0 a T_0 je patrné z Obr. 4.3.

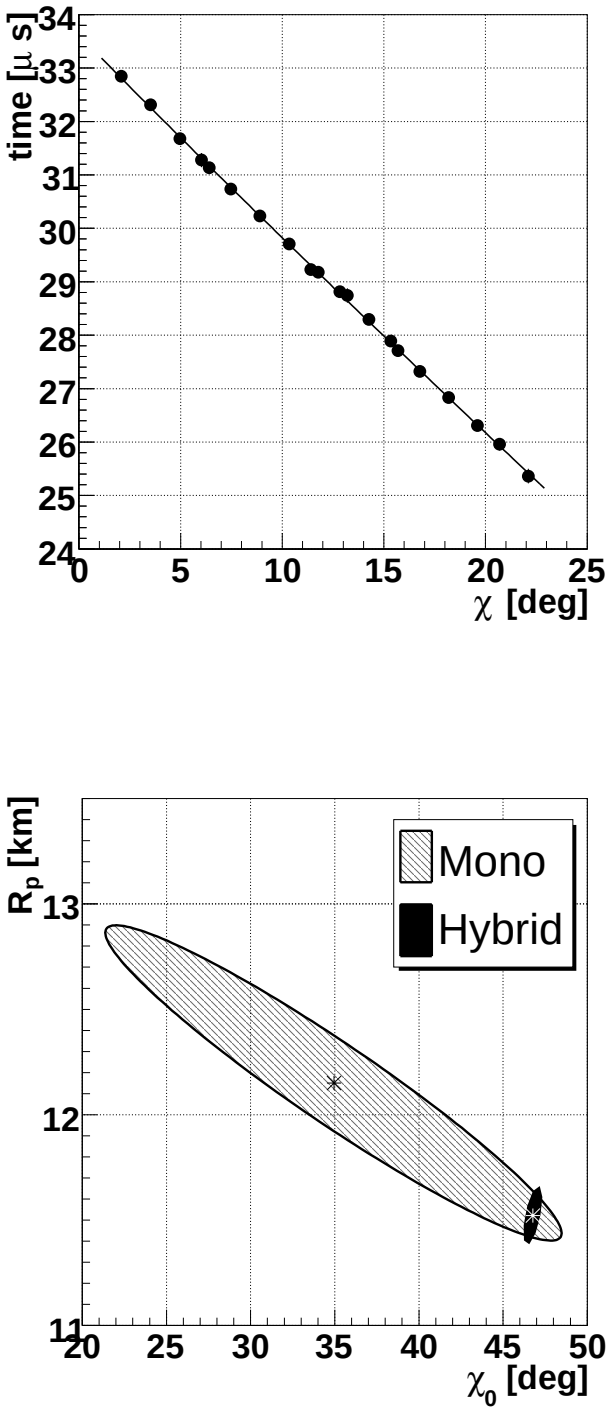
Monokulární rekonstrukce dává relativně dobré výsledky, určí-li se zakřivení přední části spršky pomocí dat docela přesně. Kdežto hybridní rekonstrukce probíhá velmi dobře i tehdy, nelze-li zakřivení určit. Navíc není zapotřebí ani údaj o velikosti signálu v povrchovém detektoru, ani jeho



Obrázek 4.2: Hybridní detekce. Sprška je zároveň detekována fotonásobiči fluorescenčního detektoru a vodními Čerenkovovými detektory. Obrázek je převzat z [9].

vzdálenost od jádra spršky. Bylo ukázáno, že pomocí hybridní rekonstrukce je nalezená pozice jádra vždy nejblíže povrchovému detektoru s největším naměřeným signálem.

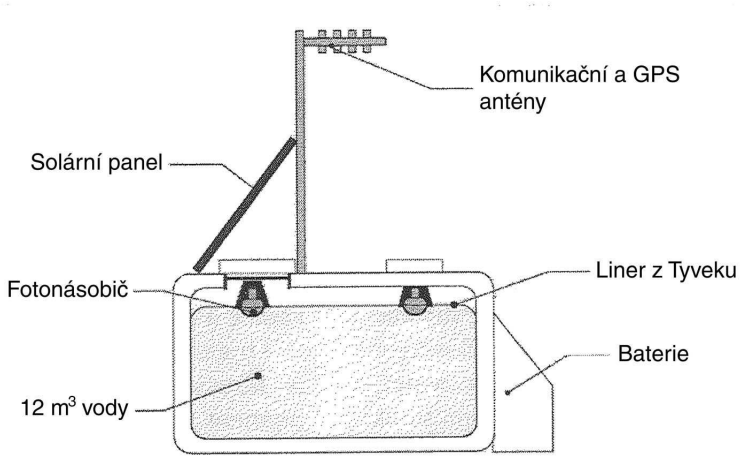
Při hybridní rekonstrukci závisí geometrické a energetické nejistoty na parametrech, jako jsou úhlová délka dráhy, jasnost světelného toku (získané fluorescenčním měřením) a počet tanků zachycujících příchozí časy přední části spršky.



Obrázek 4.3: Srovnání přesnosti hybridní a mono detekce. V horním grafu je na svislé ose vynesena doba registrace signálu fotonásobičů fluorescenčního detektoru, které svírají elevační úhel χ vynesený na vodorovné ose. Proložená křivka je závislá na třech parametrech (R_p, χ_0 a T_0), jak je vidět ve vztahu (3.2). V dolním grafu je uvedeno řešení pro mono určení těchto parametrů (světleji vyplněná oblast) a hybridní zpřesnění (tmavá oblast) pomocí určení parametru T_0 získaného ze 7 zasažených tanků pozemní detekce. Výrazné zpřesnění je zřejmé. Obrázek je převzat z [10].

4.2 Povrchová detekce

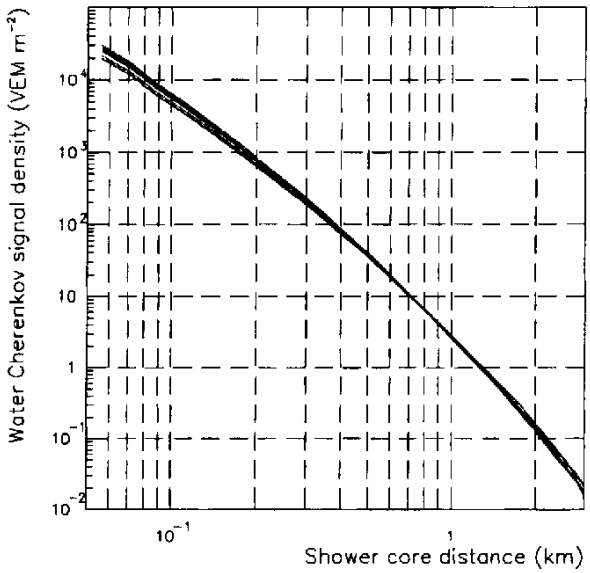
Pole povrchových detektorů PAO se skládá z 1600 vodních Čerenkovových detektorů pokrývajících plochu o velikosti 3000 km^2. Pole povrchových detektorů tvoří pravidelnou trojúhelníkovou síť. Jednotlivé detektory jsou umístěny ve vrcholech rovnostranných trojúhelníků o velikosti strany 1,5 km.



Obrázek 4.4: Schématické zobrazení průřezu povrchovým detektorem. Jsou zde znázorněny pouze dva ze tří fotonásobičů. Obrázek je převzat z [6].

Každý detektor obsahuje polyethylenovou válcovou nádrž o průměru 3,6 m a výšce 1,55 m, která dále obsahuje polyolefinový "vak" (liner), uvnitř něhož se nachází 12 000 l vysoce čisté vody. Průřez detektorem je znázorněn na Obr. 4.4. Ve stropní části nádrže se nachází 3 otvory, ve kterých jsou umístěny devítipalcové polokulovité fotonásobiče. Liner zajišťuje hermetické uzavření vody po dobu nejméně 20 let, vysokou schopnost odrážet Čerenkovovy fotony, slouží i jako ochrana proti vnějšímu světelnému znečištění a chrání tak rovněž vodu proti bakteriologickým aktivitám. Přívod energie je zajištěn bateriemi napojenými na dva solární panely. Časová synchronizace je zajišťována pomocí GPS přijímače. Komunikace mezi povrchovými detektory a centrálními počítači observatoře probíhá speciálně navrženým rádiovým systémem. Na střeše každého detektoru se tedy nachází 2 solární panely, anténa a voděodolný box obsahující elektroniku. Každý detektor tvoří samostatnou jednotku, která ukládá signály toku částic nezávisle na ostatních detektorech.

Pro určení energie primární částice pomocí pozemní detekce na PAO se používá hodnota laterální distribuční funkce $S(1000)$ (ve vzdálenosti 1000 m od pozice jádra spršky). Jak je naznačeno na Obr. 4.5, při vzdálenostech 600 - 1000 m od jádra spršky dochází k nejmenším fluktuacím signálu z vodního Čerenkovova detektoru (menší než 15 %). Používání vzdálenosti od jádra spršky 1000 m ovšem vyplývá z geometrického uspořádání povrchových detektorů na PAO.

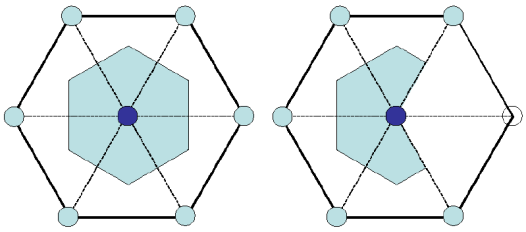


Obrázek 4.5: Příklady laterálních distribučních funkcí získaných z vodních Čerenkovových detektorů pro spršky o stejné energii v závislosti na vzdálenosti od jejich jádra. Tyto funkce jsou uvedeny v jednotkách energetické ztráty vertikálně pronikajícího mionu při energii 250 MeV připadající na plochu 1 m^2. Obrázek je převzat z [14].

4.2.1 Trigger SD

Triggerovací systém u povrchové detekce (SD) na PAO byl navržen tak, aby zabíral široký pás energetického spektra, ale hlavně aby byl plně účinný při detekci eventů při energiích větších než 10^{19} eV. Obecně se používá triggeru, aby bylo možno sbírat pouze data určitého charakteru a nesbírat data, která jsou falešná nebo vzniklá okolním šumem.

Triggerovací systém u SD je hierarchicky uspořádán. Obsahuje lokální triggery (T1, T2) působící v jednotlivých detektorech a dále T3 trigger v centrální sběrně dat. Používají se ještě T4 fyzikální trigger a T5 trigger kvality.



Obrázek 4.6: Ilustrace triggeru T5. V levé části je detektor s největším registrovaným signálem obklopen 6 rovněž zasaženými detektory, zatímco v pravé části je již zasaženo jen 5 ze 6 detektorů sousedících s detektorem, který zaznamenal největší signál. Obrázek je převzat z [15].

T1 obsahuje 2 různé módy triggeru. První (ToT) požaduje, aby 13 kanálů ze 120-ti kanálového okna zaznamenávalo proudové impulsy větší než 0,2 I_{VEM}^{est} koincidentně ve dvou fotonásobičích. Tato jednotka je odhadovaná velikost proudového impulsu vzniklého vertikálně procházejícím mionem o energii 250 MeV. Tento trigger má malou četnost cca. 1,6 Hz, ale je schopen rozpoznat signály vysokoenergetické spršky ve větší vzdálenosti od jejího jádra nebo méně energetickou spršku. Druhá část T1 propouští zase jen data, při nichž všechny 3 fotonásobiče zaznamenaly alespoň 3 kanálové signály větší než 1,75 I_{VEM}^{est}. Tato část je sice více rušena (100 Hz), ale zase umožňuje detekovat mionovou komponentu horizontálních sprškek.

Trigger T2 se používá k tomu, aby z T1 vybral ty signály, které pravděpodobně odpovídají vysokoenergetické sprše a redukují četnost signálu na 20 Hz, což je frekvence, s níž se data zasílají do centrální sběrny dat. Všechny ToT jsou automaticky povýšeny na T2, zatímco ostatní data prošlá T1 musí splnit podmínku, že všechny 3 fotonásobiče v detektoru musí koincidentně zachytit proudový signál o velikosti větší než 3,2 I_{VEM}^{est}.

T3 trigger má opět dvě části. První požaduje koincidenci alespoň 3 tanků, které zaznamenaly ToT, a dále tzv. podmínku malé kompaktnosti (jeden z těchto tanků musí mít triggerovaný alespoň jeden z nejbližších sousedních tanků a jeden z druhých nejbližších). Tato část triggeru (3ToT) je velice důležitá, protože 90 % z prošlých dat jsou fyzikální spršky. Další část T3 pouští jen data, při kterých je splněna podmínka střední kompaktnosti (mezi čtyřmi zasaženými tanky se pouze jeden z nich může nacházet od ostatních dále než 6 km při vhodném časovém okně). Tato část je důležitá pro detekci horizontálních sprškek, avšak pouze 2 % z triggerujících dat patří reálným sprškám.

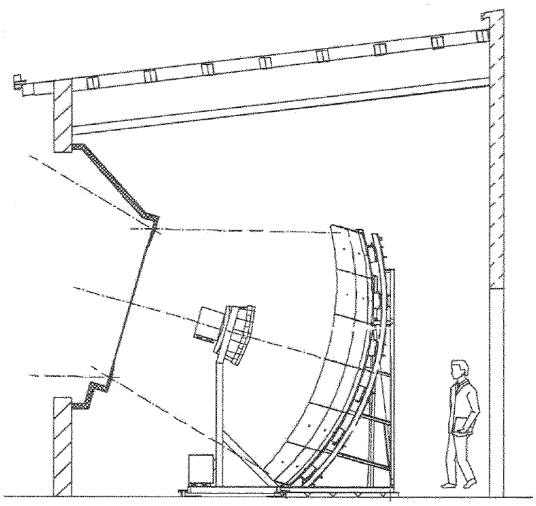
Fyzikální trigger T4 se používá již jen na výběr dat z databáze. Oficiální T4 požaduje, aby detekované spršky přicházely pod zenitovým úhlem menším než 60°. Bylo totiž ukázáno, že při 3ToT podmínce potom již 95 % detekovaných eventů patří sprškám.

Nakonec tzv. trigger kvality T5 vybírá jen eventy, při nichž tank s největším signálem musí mít alespoň 5 ze svých 6 nejbližších sousedních tanků zasažené. Při spojení s podmínkou, že rekonstruované jádro leží uprostřed trojúhelníku tvořeného třemi triggerovanými detektory, je zajištěno, že nebude chybět žádná podstatná informace k rekonstrukci spršky.

4.3 Fluorescenční detekce

Na jižní části projektu Pierre Auger Observatory se používají 4 fluorescenční detektory umístěné na pahorcích (Los Leones, Coihueco, Los Morados, Loma Amarilla) okolo planiny, na které je postaveno pole povrchových detektorů. Jednotlivý fluorescenční detektor se skládá z 6 teleskopů využívajících Smidtův optický systém, který odstraňuje optickou aberaci. Schématický pohled na fluorescenční detektor je zobrazen na Obr. 4.7.

Každý fluorescenční teleskop zabírá oblast oblohy 30° azimutálně a 28,6° vertikálně ve směrech znázorněných na Obr. 4.1. Na vstupu teleskopu je umístěn filtr propouštějící UV záření. Okolo tohoto filtru se rovněž nachází mezikruží Schmidtových korekčních prvků. Světlo je fokusováno 3,5 m × 3,5 m



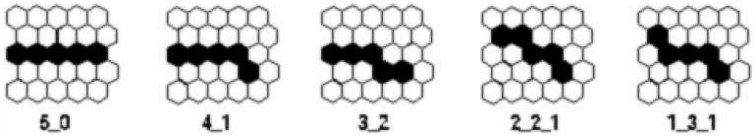
Obrázek 4.7: Schématické zobrazení průřezu fluorescenčním detektorem. Pro srovnání je zde rovněž vyobrazena velikost člověka. Obrázek je převzat z [6].

sférickým zrcadlem o poloměru křivosti 3,4 m na 440 fotonásobičových kamer umístěných v poli 22 × 20. Každý kamerový pixel zabírá oblast oblohy o velikosti zhruba 1,5° × 1,5°. Zrcadla jsou složena z menších segmentů šestiúhelníkového nebo čtvercového tvaru.

4.3.1 Trigger FD

Přesáhne-li signál, který přichází z fotonásobiče fluorescenční detekce (FD), odpovídající jednomu pixelu určitou prahovou hodnotu, bude tento pixel označený jako triggerovaný. Triggerovací četnost tohoto prvotního triggeru se pohybuje okolo 100 Hz.

Trigger vyšší úrovně již hledá 4-pixelová data, jež mohou být součástí pěti-pixelových vzorů. Tyto vzory jsou ukázány na Obr. 4.8. Celkových možností, jak tyto vzory různě pootáčet a mít přitom alespoň 4 z 5 pixelů aktivních, je 108.



Obrázek 4.8: Základních 5 triggerovacích vzorů. Triggerované pixely jsou vybarveny černě. Pod vzory jsou uvedena označení, která se používají. Obrázek je převzat z [16].

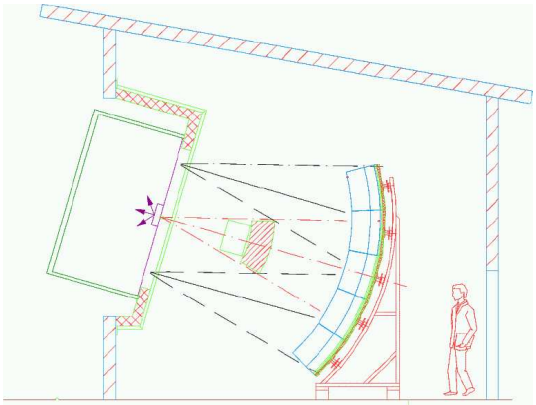
Aby se odstranily rušivé příspěvky okolního šumu, používá se fitování grafu závislosti elevačního a azimutálního úhlu na čase. Najde se nejvhodnější křivka a pixely nevyhovující této křivce se odstraní a znovu se aplikuje porovnání s pěti-pixelovými vzory.

4.3.2 Doprovodná měření

K fluorescenčnímu měření je potřeba mít nejen dobře okalibrované detektory, ale také znát momentální propustnost atmosféry, aby bylo možné odhadovat rozptyl fotonů při průchodu atmosférou.

Kalibrace

K absolutní kalibraci se používá tzv. buben (drum), který může být umístěn před detektory, jak je ukázáno na Obr. 4.9. V jeho vnitřku je umístěn zdroj homogenního difúzního světla. Tok vydávaný tímto zdrojem je velmi dobře znám z laboratorních měření. Velikosti získaných signálů na fotonásobičích při dané intenzitě zdroje jsou používány ke kalibraci fluorescenčního detektoru. V současnosti probíhá tato absolutní kalibrace přibližně každé 3 měsíce.



Obrázek 4.9: Schématické zobrazení fluorescenčního detektoru s kalibračním bubnem. Obrázek je převzat z [17].

Při relativní kalibraci se používá osvětlování fotonásobičů pod různými směry a měří se přitom relativní doby mezi zasaženými pixely a relativní zisky každého pixelu. Tato relativní měření probíhají každý den.

Atmosférická měření

Jak již bylo řečeno, k fluorescenčnímu měření je potřeba znát vlastnosti atmosféry, skrze níž se šíří fotony fluorescenčního záření z deexcitovaných molekul. Měří se tzv. atmosférická extinkce, což je závislost rozptylu světla v atmosféře na vlnové délce. Tyto atmosférické podmínky jsou velice proměnlivé a je třeba je měřit neustále a nejlépe i různými metodami. Na projektu PAO je tomuto měření věnována veliká pozornost. Základními měřícími experimenty, které měří množství aerosolu v atmosféře, jsou CLF (Central Laser Facility) a LIDAR (Light Detection and Ranging). Dále se používají přístroje HAM (Horizontal Attenuation Monitor) a APF (Attenuation Phase Function Monitor) [23]. Molekulární složení atmosféry je zkoumáno balónovými sondami a množství mraků na obloze je měřeno infračervenými detektory mraků. Dalším druhem zkoumání vlastností atmosféry

je monitorování intenzity světla z hvězd, jemuž se věnuje teleskop FRAM (Fotometrický robotický atmosférický monitor).

4.4 Fyzikální motivace

Energetické spektrum

Zkoumání tvaru energetického spektra je velice důležitým nástrojem k odhalování původu kosmického záření. Používají se k tomu 4 důležité charakteristiky spektra: koleno, druhé koleno, kotník a strmé klesání na konci spektra. Jejich možná vysvětlení jsou podaná v sekci 2.3. Před projektem PAO byla dostupná data především ze dvou experimentů v oblasti EHECR. Data z projektu AGASA neukazovala prudký pokles toku částic v oblastech EHECR, zatímco data z HiResu udávala strmý pokles v souladu s GZK předpokladem. Projekt PAO měl díky zlepšené přesnosti měření a statisticky obsáhlejšímu záznamu dat především rozsoudit, zda-li se na konci spektra projevuje GZK nebo ne.

Úhlové rozlišení příletu primárních částic

Jak již bylo naznačeno v předchozím textu, hledání anizotropie v rozložení směru příletů primárních částic kosmického záření má smysl pouze v oblastech nejvyšších energií. Ve spojení s obrovskou aperturou PAO (statistický objemný zdroj dat) a přesností hybridní metody při určování směru příletů primárních částic (0,5°) je PAO schopna rozlišit, zda-li se jedná o izotropní nebo anizotropní rozložení směrů příletů kosmického záření.

Složení UHECRs

O původu UHECR nám může velice dobře napovědět jejich složení, o kterém lze usuzovat pomocí srovnání Monte Carlo simulací, které využívají extrapolačně získaných interakčních modelů, s naměřenými daty. Jedná se o velmi hrubou extrapolaci, neboť protony o energii 10^{20} eV mají při srážkách mnohem větší těžišťovou energii, než se bude dosahovat na LHC. Velmi dobrou srovnávací veličinou se jeví hloubka sprškу X_{max}. Využívá se toho, že spršky vznikající z primární částice protonu pronikají hlouběji než spršky vznikající ze železa. Spršky jsou však obecně stochastickým procesem a je to třeba vzít v úvahu. PAO je schopna změřit X_{max} při hybridních eventech s přesností < 20 g·cm^{-2}. Pro srovnání - stereo data z HiRes byla zatížená chybou 30 g·cm^{-2}, přitom rozdíl v X_{max} pro spršky iniciované protonem a železem je ~ 100 g·cm^{-2}.

Kapitola 5

Dosavadní výsledky PAO

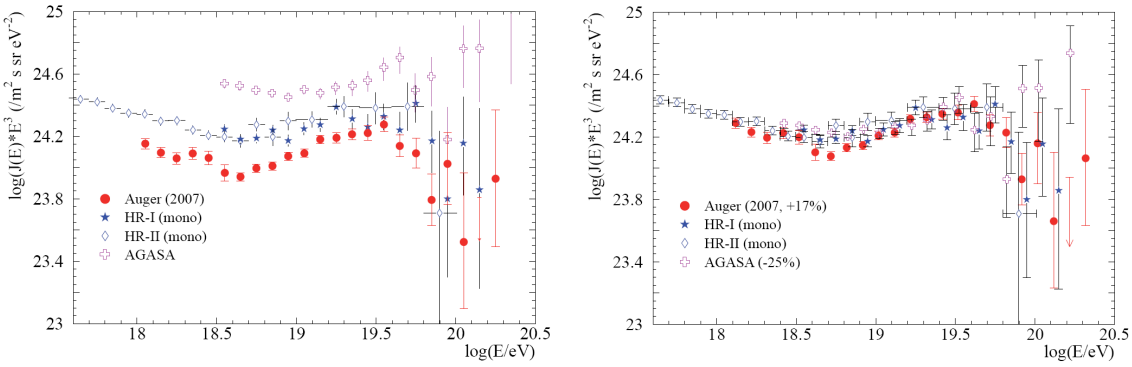
Fyzikální výsledky PAO lze dosud rozdělit do tří hlavních proudů: studium energetického spektra kosmického záření, studium anizotropie příletů částic s hledáním jejich možných zdrojů a analýza složení kosmického záření.

5.1 Energetické spektrum

Porovnání energetického spektra PAO s předchozími výsledky experimentů HiRes a AGASA je na Obr. 5.1. Chybové sloupce vyjadřují statistické chyby a takto prezentovaná data zanedbávají systematické nejistoty v určení energetických měřítek a expozic. Tyto nejistoty nabývají hodnot 20 až 25 %. U pozemního detektoru AGASA vyplývají především z nejistoty použitého hadronového modelu interakce. Bylo dokonce ukázáno pomocí simulačního programu CORSIKA, že mionová hustota při pozemní detekci se užitím jiných modelů hadronových interakcí může lišit až o 30 %, zatímco fluorescenční detekce je na těchto modelech téměř nezávislá. U FD vznikají nejistoty při určování fluorescenčního zisku v atmosféře. Projekt PAO se snaží dodatečnými měřeními fluorescenčního zisku tyto nejistoty co nejvíce snížit. Navíc se odhaduje, že může docházet k asi 10 % posunu energetických škál mezi PAO a HiRes z důvodu použití jiné konstanty fluorescenčního zisku.

Při započítání těchto nejistot lze spatřit velmi dobrou korelaci dat z AGASY, PAO a HiResu v oblastech energií do $\sim 1{,}5{\cdot}10^{19}$ eV při posunutí dat z PAO o +17 % a z AGASY o -25 %. Tyto posuny zůstávají v mezích daných nejistotami dat z experimentů. Data z HiRes a PAO poměrně zřetelně poukazují na projev GZK (strmé klesání) v oblastech energií větších než asi 10^{20} eV, zatímco data z AGASY ne.

PAO tedy při proměřování energetického spektra v oblastech nejvyšších energií prokazuje souhlas s daty z HiResu, čímž potvrzuje předpoklady o jevu GZK, a zároveň tak poukazuje, že data z experimentu AGASA zřejmě nadhodnocují energii v oblastech EHECR. K razantnějším závěrům je ovšem zapotřebí statisticky významnější množství dat, které se ovšem předpokládá, že projekt PAO poskytne během následujících několika let.



Obrázek 5.1: Porovnání energetických spekter. V levém grafu jsou zobrazena energetická spektra získaná z experimentů PAO, HiRes a AGASA. V pravém grafu je provedeno srovnání těchto spekter pomocí posunu energetické škály PAO o +17 % a AGASY o -25 %. Lze rozpoznat korelaci dat z HiRes a PAO, kdežto data z AGASY na konci spektra se od nich odlišují. V grafech je hodnota toku přenásobená E^3. Obrázek je převzat z [4], kde jsou uvedeny odkazy na jednotlivé experimenty.

5.2 Anizotropie kosmického záření

Na podzim roku 2007 se pomocí dat získaných z PAO podařilo poukázat na možnou korelaci mezi příchozími směry primárních částic o energiích větších než $\sim 6{\cdot}10^{19}$ eV a pozicemi aktivních galaktických jader (AGN), která se nacházejí blíže než ~ 75 Mpc. Odmítla se zároveň hypotéza izotropního rozložení těchto částic s 99 % určitostí. Tato korelace je v souladu s předpoklady, že nejenergetičtější částice jsou protony vznikající v blízkých extragalaktických objektech, jelikož nestačí "dostatečněkrát" zainteragovat s reliktním zářením (GZK).

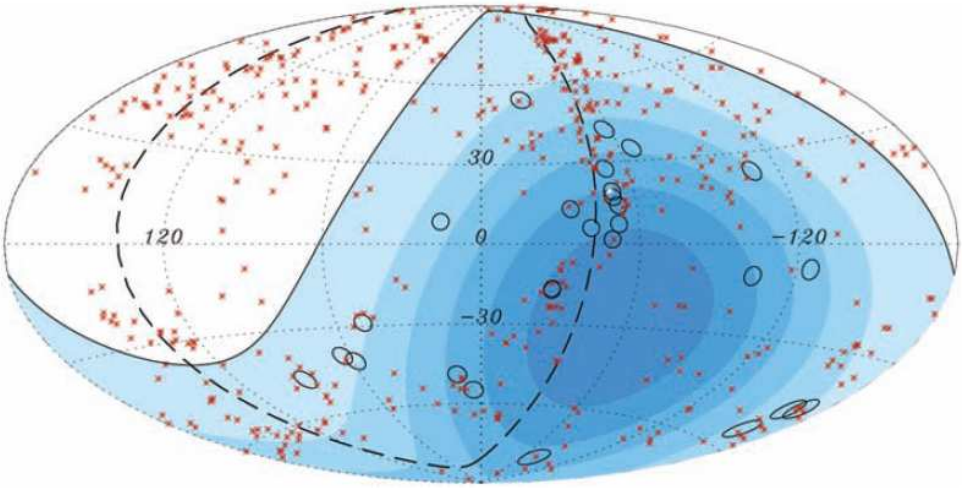
Klíčovým prvkem při hledání anizotropie byla pravděpodobnost P určující, že okolo vhodně zvolených směrů na obloze ze sady N eventů izotropního toku částic se jich bude k nebo více nacházet v kruhové oblasti o poloměru ψ okolo těchto směrů. Za tyto směry byly zvoleny pozice blízkých aktivních galaktivních jader. P je dána binomickým rozdělením zatíženým vahou C_j pro j-tý event, která odpovídá relativní expozici oblasti uvnitř kruhu o poloměru ψ. Parametr p odpovídá zlomku oblohy, který tvoří oblast uvnitř těchto kruhů. P má tedy tvar

$$P = \sum_{j=k}^{N} C_j^N p^j (1-p)^{N-j}. \tag{5.1}$$

Pomocí získaných dat z období od 1. ledna 2004 do 26. května 2006 se hledalo minimum funkce P nad 3-dimensionálním parametrovým prostorem definovaným úhlovou velikostí ψ, maximální vzdáleností aktivních galaktických jader (AGN) D_{max} a prahovou energií detekovaných částic E_{th}. Prahová energie byla určena z důvodu malého zakřivení nejenergetičtějších částic v extragalaktických polích a maximální vzdálenost AGN v důsledku předpokladu projevu GZK. Minimum funkce P se tedy našlo [5] pro tyto parametry: $\psi = 3{,}1°$, $D_{max} = 75$ Mpc a $E_{th} = 56$ EeV. Celková pravděpodobnost

nesprávného zavržení izotropní hypotézy byla stanovena na maximálně 1 %.

Tato testovací metoda byla aplikována na data nasbíraná mezi 27. květnem 2006 a 31. srpnem 2007, která byla získána přesně stejnými rekonstrukčními algoritmy, energetickou kalibrací a kvalitativními mezemi v hledání eventů jako v předchozím případě. Z těchto nových dat jich 13 přesáhlo energii 56 EeV a z těchto 13 eventů 8 mělo směr příletu blíže než 3,1° od pozice AGN vzdáleného méně než 75 Mpc, přičemž při izotropním rozložení se jich očekávalo v průměru 2,7. Pravděpodobnost, že by se jednalo o nahodilý proces izotropního rozložení směrů příletů, byla vypočtena na $1,7 \cdot 10^{-3}$. Hypotéza předjímající izotropní rozložení přilétávajících směrů byla vyvrácena s více než 99 % pravděpodobností.



Obrázek 5.2: Projekce hvězdné oblohy v galaktických souřadnicích s kroužky o poloměru 3,1°, které ve svých středech mají příchozí směry 27 eventů s největšími energiemi zachycenými na PAO do 31. srpna 2007. Hvězdičkami je označeno 472 pozic (318 jich je v zorném poli PAO) aktivních galaktických jader do vzdálenosti 75 Mpc podle 12. vydání katalogu kvasarů a aktivních galaktických jader [8]. Pevná křivka znázorňuje hranici pozorovací oblasti (zenitové úhly menší než 60°). Tmavší barva určuje relativně větší expozici. Přerušovanou čárou je vyznačena supergalaktická rovina. Obrázek je převzat z [5].

Na Obr. 5.2 je jasně zřetelná korelace mezi příchozími směry 27 nejenergetičtějších eventů a pozicemi AGN. Lze si povšimnout, že několik eventů leží velmi blízko supergalaktické roviny a rovněž že 2 eventy přiletěly do 3° od pozice Centaurus A, což je jedno z našich nejbližších AGN, které je v Obr. 5.2 vyznačeno bílým křížkem. 6 z 8 eventů, které nejeví korelaci s AGN, se nachází ve vzdálenosti menší než 12° od roviny Mléčné dráhy. Jedná se tedy o eventy v blízkosti Galaktické roviny (vodorovná osa grafu), kde díky stínění Mléčné dráhy dochází ke zhoršeným podmínkám pro zjišťování pozic AGN, jak je rovněž patrno z Obr. 5.2 (nekompletnost katalogu v oblasti Galaktické roviny).

Z výsledků lze usoudit, že nejenergetičtější částice jsou pravděpodobně lehká jádra podléhající

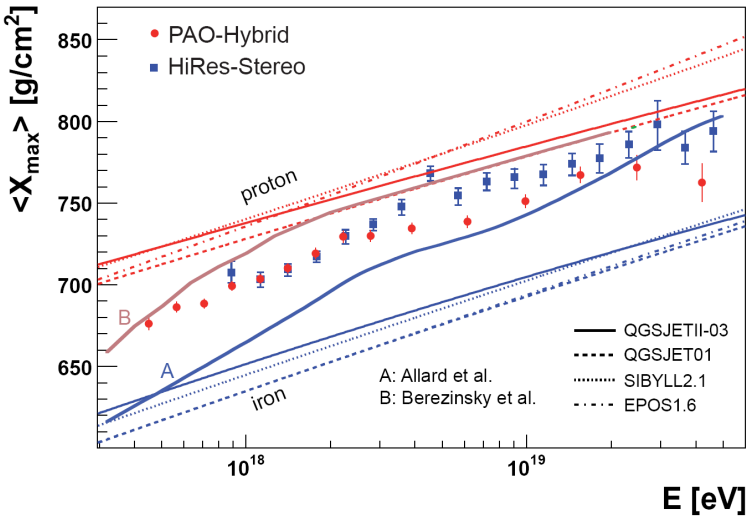
GZK efektu. Nepřímo se tak podpořila hypotéza, že za strmé klesání na konci grafu toku částic v závislosti na energii je zodpovědný právě GZK efekt.

AGN se již delší dobu považovala za možné zdroje vysoce energetických částic, ale až PAO přinesla statisticky významná data, která tuto domněnku podpořila. Je zde důležité na tomto místě zdůraznit, že zdroji nejenergetičtějších částic nemusí být AGN, ale rovněž astrofyzikální objekty s podobným rozložením ve vesmíru jako AGN.

5.3 Složení kosmického záření

Veličina X_{max} se může určovat i při pozemní detekci, ale přesnějších výsledků se dosahuje při fluorescenční detekci. Na Obr. 5.3 lze zpozorovat velmi dobrý souhlas dat z PAO a HiRes do oblastí energií asi $3{\cdot}10^{18}$ eV, ale při vyšších energiích se již tato data trochu odchylují. Jejich rozdíl zhruba odpovídá rozdílu mezi výsledky simulací využívajících různé hadronické modely.

K hlubším závěrům bude opět zapotřebí statisticky významnější objem dat a zpřesněný model hadronických interakcí, který by mohl přinést experiment LHC.



Obrázek 5.3: Závislost střední hodnoty X_{max} na energii pro HiRes stereo data a hybridní data z PAO. Pro srovnání jsou zde i uvedeny předpovědi modelů různých hadronických interakcí pro proton a železo zvlášť. Obrázek je převzat z [4], kde jsou uvedeny odkazy na jednotlivé experimenty.

Kapitola 6

Závěr

V práci byla diskutována problematika detekce kosmického záření nejvyšších pozorovaných energií. Pojednávalo se o primárních částicích, jejich průchodu vesmírným prostorem a především o fyzice spršky kosmického záření, kterou iniciují. Právě této spršky využívají nejrůznější experimenty k nepřímému pozorování částic kosmického záření. Detekce UHECR učinila za 40 let pokrok nejen ve vylepšování používaných detektorů, nýbrž i v principu detekční techniky samotné. Za její vrchol lze považovat hybridní systém detekce, který zásadním způsobem zlepšuje přesnost měření UHECR, čímž se také posouvá kupředu schopnost bližšího určení zdrojů takto vysoce energetických částic.

Projekt Pierre Auger Observatory svou gigantickou aperturou, ale i nebývale širokou mezinárodní spoluprací institucí z celého světa, ve spojení s hybridní technikou detekce UHECR rozkrývá "záhadu" konce energetického spektra, která vznikla rozličností získaných dat z experimentů AGASA a HiRes. Data z PAO poukazují na to, že se UHECR skládají z lehkých jader podléhajících GZK efektu a s 99 % pravděpodobností přilétají z vesmíru anizotropně, přičemž anizotropii vykazují ve prospěch AGN nebo objektů s podobným rozložením ve vesmíru.

K lepším a jistějším závěrům přispěje větší množství získaných dat, která nedávno dokončená jižní část PAO společně s plánovanou severní částí PAO určitě poskytnou.

Literatura

[1] M. Nagano and A. A. Watson, 2000, *Observation and implications of the ultrahigh-energy cosmic rays*, Rev. Mod. Phys., Vol. 72, 689.

[2] M. Prouza, 2005, Doctoral thesis, MFF UK, Praha.

[3] P. Trávníček, 2004, Doctoral thesis, MFF UK, Praha.

[4] K.-H. Kampert, 2008, *Ultra High-Energy Cosmic Ray Observations*, elektronické vydání, arXiv: 0801.1986 [astro-ph].

[5] The Pierre Auger Collaboration, 2007, *Correlation of the Highest-Energy Cosmic Rays with Nearby Extragalactic Objects*, Science 318: 938-943.

[6] AUGER Collaboration, 2004, *Properties and performance of the prototype instrument for the Pierre Auger Observatory*, Nucl. Instrum. Meth. A 523: 50-95.

[7] A. A. Watson, 2007, *Highlights from the Pierre Auger Observatory - the birth of the Hybrid Era*, Proceedings of the 30th International Cosmic Ray Conference, Mérida, arXiv:0801.2321.

[8] M.-P. Véron-Cetty a P. Véron, 2006, *A catalogue of quasars and active nuclei (12th edition)*, Astron. Astrophys., Vol. 455, p. 773.

[9] A. Haungs, 2003, H. Rebel a M. Roth, *Energy spectrum and mass composition of high-energy cosmic rays*, Rept. Prog. Phys. 66: 1145-1206.

[10] M. Mostafá, 2006, *Hybrid Activities of the Pierre Auger Observatory*, arXiv:astro-ph/0608670v1.

[11] A. M. Hillas, 1968, Can. J. Phys. 46, S623.

[12] J. R. Protheroe, 1998, Preprint of the University of Adelaide, Australia, ADP-AT-98-9.

[13] R. M. Baltrusaitis, 1985, R. Cady et al., Nucl. Instrum. Methods Phys. Res. A 240, 410.

[14] The Auger Collaboration, 1997, *The Pierre Auger Observatory Design Report*, FERMILAB-PUB-96-024, Jan 1996.

[15] D. Allard et al., 2005, Proceedings of the 29th International Cosmic Ray Conference Pune, HE1.4, fra-parizot-E-abs1-he14-poster.

[16] The Auger Collaboration, 2004, *Pierre Auger Project Technical Design Report*, draft, pp. 1-491, http://tdpc01.fnal.gov/auger/org/tdr/index.html.

[17] P. Bauleo et al., 2005, Proceedings of the 29th International Cosmic Ray Conference Pune, HE1.5, arg-rovero-AC-abs1-he15-poster.

[18] K. Greisen, 1966, Phys. Rev. Lett. 16, 748.

[19] G. T. Zatsepin, V. A. Kuzmin, 1966, Zh. Eksp. Theor. Fiz. (Pisma Red.) 4, 114.

[20] J. W. Cronin, 1999, *Cosmic Rays: The most energetic particles in the universe*, Rev. Mod. Phys. 71: 165-172, český překlad přístupný na stránce:
http://www-hep2.fzu.cz/Auger/cz/cronin.html.

[21] M. Prouza, 2001, *Kosmické záření*, článek přístupný na stránce:
http://www-hep2.fzu.cz/Auger/cz/kosmzar.html.

[22] S. P. Swordy, 1997, Scientific American, Jan 1997, 40-46.

[23] S. Y. BenZvi et al., 2007, *Measurement of aerosols at the Pierre Auger Observatory*, Proceedings of the 30th International Cosmic Ray Conference Merida, arXiv: 0706.3236.