

P O V Ě T R O Ň

Královéhradecký astronomický časopis

číslo S1/2008
ročník 16

Digitální astrofoto



SLOVO ÚVODEM. Povětroň Speciál 1/2008 jsme napsali na základě našich zkušeností s fotografováním oblohy. Částečně se jedná o úvod do teorie digitální fotografie, částečně o „kuchařku“, která může usnadnit praktické zpracování snímků nebeských objektů.

Miroslav Brož

Elektronická (plnobarevná) verze časopisu Povětroň ve formátu PDF je k dispozici na adrese:

<http://www.astrohk.cz/ashk/povetron/>



Obr. 1 — Jeden zdrojový neupravovaný snímek okolí γ Cygni; redukcí, složením a zpracováním 22 takových snímků byl vytvořen obrázek na titulní straně. Viz popisek a histogram na str. 3.

Povětroň S1/2008; Hradec Králové, 2008.

Vydala: **Astronomická společnost v Hradci Králové** (3. 5. 2008 na 207. setkání ASHK) ve spolupráci s **Hvězdárnou a planetáriem v Hradci Králové**

vydání 1., 32 stran, náklad 100 ks; dvouměsíčník, MK ČR E 13366, ISSN 1213-659X

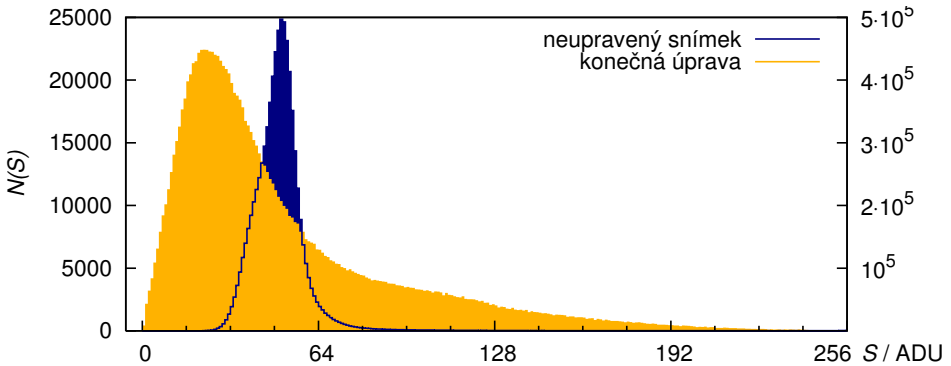
Redakce: Miroslav Brož, Martin Cholasta, Josef Kujal, Martin Lehký a Miroslav Ouhrabka

Předplatné tištěné verze: vyřizuje redakce, cena 35,- Kč za číslo (včetně poštovného)

Adresa: ASHK, Národních mučedníků 256, Hradec Králové 8, 500 08; IČO: 64810828

e-mail: ashk@ashk.cz, web: <http://www.ashk.cz>

Miroslav Brož: <i>Teorie signálu a šumu</i>	4
Miroslav Brož: <i>Skládání snímků RAW v Irisu</i>	15
Miroslav Brož: <i>Panoramata oblohy v Huginu</i>	20
Zdeněk Bardon: <i>Opravné snímky pro CCD kamery řady SBIG</i>	22



Obr. 2 — Histogram (závislost četnosti N pixelů na příslušném signálu S) pro snímek na titulní stránce (žlutě, levá osa y) a pro jeden jeho zdrojový neupravovaný snímek (modře, pravá osa y). Obojí bylo pro tento účel převedeno do 8 bitového formátu JPEG, proto je na ose x rozsah 0 až 255 ADU (i když neupravovaný snímek měl rozsah 0 až 4095 ADU); intervaly na ose x jsou dlouhé 1 ADU. Na diagramu je patrné, že signál od oblohy (plus temný proud) byl v průměru 50 ADU. Aby mlhoviny v okolí γ Cygni vůbec vynikly, bylo nutné histogram podstatně změnit. (S expozicí jednotlivého snímku již nebylo možné dále pokračovat, protože světlo oblohy by postupně čip zcela zahltilo, takže by všude byl signál 255 ADU.)

Titulní strana: okolíčko γ Cygni, 24. 8. 2007 23 h 16 min UT, expoziční doba $22 \times 120 \text{ s} = 44 \text{ min}$, citlivost 800 ASA, objektiv Sigma DC 18–200 mm 1:3,5–6,3, ohnisková vzdálenost $f = 200 \text{ mm}$, clonové číslo $f/6,3$, kamera Canon Eos 350D, montáž Zeiss VII, stanoviště hvězdárna Hradec Králové. Dosah na snímku je asi 14 mag (podle katalogu GSC 2.2). Základní redukce, složení snímků bylo provedené softwarem Iris verze 5.34, stejně jako úprava histogramu (algoritmem Modified Equalization); finální úprava pak v Gimpu 2.2 (zmenšení, ořez, nastavení bílého a černého bodu, potlačení šumu pomocí Selective Gaussian Blur, s parametry Blur radius = 30, Max. delta = 64). K článku na str. 15.

Předtím než začneme diskutovat praktické postupy pro pořízení pěkných astronomických digitálních fotografií, připomeneme základy technologie CCD, obvyklou redukci snímků, teorii signálu a šumu, principy aperturní fotometrie a standardní fotometrický systém.

Fotoelektrický jev a technologie CCD

CCD (Charge Coupled Device) je zařízení vázající náboj, vlastně soustava kondenzátorů (fotodiod, PN přechodů) s potenciálovými jámami, ve kterých jsou „vězněné“ elektrony uvolňované z polovodiče (PN přechodu) vnitřním¹ fotoelektrickým jevem.

Fotoelektrický jev (Einstein, 1905) je absorpce fotonu a následné uvolnění elektronu z vazby v pevné látce. Energie fotonů je kvantovaná (tzn. dělitelná pouze na kvanta $E = hf$, kde $h = 6,63 \cdot 10^{-34} \text{ J}\cdot\text{s}$ označuje Planckovu konstantu f frekvenci, popisující stav daného fotonu). Dokud je E menší než ionizační energie atomů, nedochází k uvolňování *žádných* elektronů, ale při $E_{\text{fotonu}} \geq E_{\text{ionizace}}$ je množství elektronů (náboje) přímo úměrné počtu dopadlých fotonů (množství záření).

V 80. letech 20. století CCD kamery způsobily revoluci v astronomii, protože jsou o řád citlivější než fotografie a dnes mají i vyšší rozlišení.

Funkce CCD (a související elektroniky) by se schematicky dala zachytit takto:

záření dopadající na čip (*fyzickou* matici jednotlivých pixelů)

→ fotoelektrický jev

→ vodivostní elektrony (po celou dobu expozice)

→ změny elektrických potenciálů na PN přechodech (po skončení expozice)

→ organizovaný posun nábojů ven z matice

→ časově proměnný elektrický proud na výstupu

→ zesilovač²

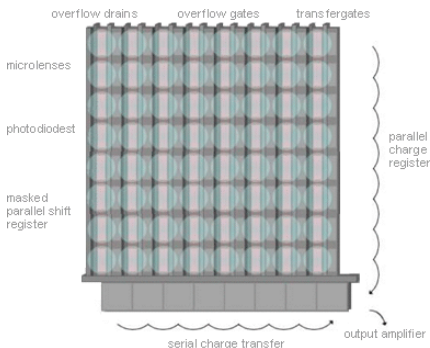
→ analogově/digitální převodník

→ *číselná* matice A (s hodnotami ADU).

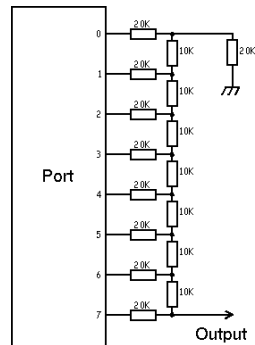
Vidíme, že záření od hvězd je zde transformováno na číslicovou informaci (v podobě matice). Nákres struktury CCD čipu a posunu nábojů je na obr. 3. Relativně složitější obvod A/D převodníku zde zobrazen nemáme, ale pro ilustraci je obr. 4 zde ukázán obrácený jednoduchý D/A převodník. (A/D převodník lze v principu realizovat pomocí D/A převodníku, a to několikerým porovnáním generovaného *známého* napětí a *neznámého* napětí na výstupu zesilovače pomocí komparátoru.)

¹ U kovů mohou elektrony po absorpci fotonu zcela opustit krystalovou mřížku, pak hovoříme o *vnějším* fotoelektrickém jevu.

² Nastavení citlivosti ISO u digitálních fotoaparátů = zesílení na tomto zesilovači.



Obr. 3 — Struktura CCD čipu s naznačením pohybu nábojů při vyčítání.



Obr. 4 — Osmibitový digitálně analogový převodník tvořený pouze rezistory.

ADU (Analog Digital Unit) je bezrozměrná *instrumentální* jednotka signálu na výstupu A/D převodníku, která určitým způsobem odpovídá energii.

Signál nabývá hodnot od 0 do 2^N ADU, kde N je počet bitů A/D převodníku (10 až 16) (typicky 65 535 ADU u astronomických CCD kamer, 4 095 ADU u digitálních fotoaparátů nebo jen 255 při konverzi do formátu JPEG).

Poznámka o *barevných snímcích*: realizují se předřazením filtrového karuselu UBVR1 před celý čip (u digitálních fotoaparátů jsou fixní matice s filtry RGGGB před každým pixellem; u některých kamer se dichroickým hranolem rozdělují záření na trojici čipů).

Poznámka o *technologii CMOS* (Complementary Metal Oxide Semiconductor, doplňující se kov-oxid-polovodič): zde je u každého pixelu adresovací logika, u každého řádku zesilovače, a pak společný A/D převodník a řídicí elektronika — vše na jednom čipu. Přináší to jisté výhody (lacnější výroba s použitím zařízení pro masovou výrobu CPU a RAM, část elektroniky je integrovaná přímo na čipu, menší spotřeba energie, odolnost proti přetečení, menší tepelný šum při pokojových teplotách) i nevýhody (menší zaplnění plochy čipu, větší nehomogenita pixelů, větší tepelný šum při nízkých teplotách).

Offset, dark a flat

Abychom mohli snímky rozumně použít, musíme je *redukovat*, tzn. opravit o tři efekty, které nemají se zářením hvězd vůbec nic společného:

1. *nulový proud* (bias, offset, matice O):
 - je přidán elektronicky kvůli zápornému šumu a A/D převodu;
 - získám jej co nejkratší expozicí se zakrytým objektivem.
2. *temný snímek* (dark frame, D):
 - tepelný signál, elektrony emitované polovodičem bez vnějšího záření;

- stejně dlouhá expozice jako u snímku objektu, ale se zakrytým čipem,
- výrazně *závisí na teplotě* (proto se někdy čipy chladí Peltierovým článkem, kapalným dusíkem)

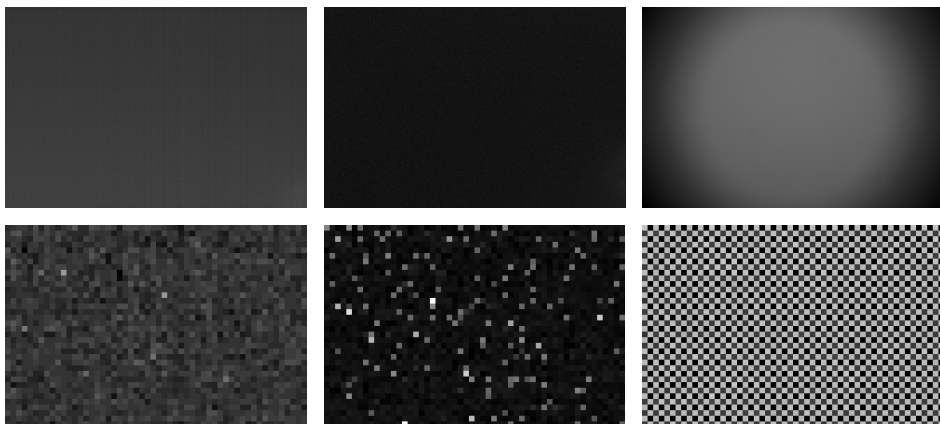
3. *rovnoměrnost pole* (flat field, F):

- koriguje nestejnou citlivost pixelů, prachová zrníčka, vinětaci objektivu;
- snímek rovnoměrně osvětlené plochy nebo oblohy při svítání, kdy už nejsou vidět hvězdy (signál má být asi v polovině rozsahu ADU).

Máme tedy matice A (tj. snímek), O , D , F a chceme získat A' (výsledný snímek). Operace, kterou s nimi musíme udělat je:

$$A' = \frac{A - D - O}{F - D' - O'} \quad (\text{pixel po pixelu}). \quad (1)$$

Všimněme si, že flat je snímek jako každý jiný, takže od něj odečítáme *jemu příslušný* dark a offset. Často je ale flat pořizovaný tak krátkou expozicí, že D' je prakticky nulové.



Obr. 5 — Nulový proud O , temný snímek D a rovnoměrnost pole F pro kameru Canon 350D; v horní řadě je zobrazen celý čip, v dolní zvětšený výřez, na kterém jsou patrné jednotlivé pixely. Na rovnoměrném poli je zřetelně vidět matice RGGB s barevnými filtry. Temný snímek byl exponován 120 s při citlivosti 800 ASA a teplotě $+16^\circ\text{C}$. Rovnoměrné pole bylo pořizeno pro objektiv Sigma DC 18–200 mm 1:3,5–6,3, při ohniskové vzdálenosti 200 mm a clonovém čísle 6,3. U snímků je odlišně nastavená úroveň černé a bílé (250/280 ADU pro O , $-10/100$ ADU pro D a 5 000/10 000 ADU pro F).

Signál a šum

Obecně „filosoficky“ vzato, signál je informace, která nás eminentně zajímá, kdežto šum je informace, o kterou naprosto nestojíme, protože je zcela nahodilá. Jaké jsou nejpodstatnější zdroje šumu?

vlastností Poissonova rozdělení je, že si mohu **vypočítat šum** (noise N) **ze signálu** (signal S) jako:

$$N \simeq \sqrt{S}. \quad (2)$$

Jednotlivé šумы, jakožto náhodné veličiny, se přitom *sčítají v kvadrátech*:

$$N = \sqrt{N_{\text{star}}^2 + N_{\text{sky}}^2 + N_{\text{dark}}^2 + N_{\text{readout}}^2}, \quad (3)$$

tudíž výsledný poměr signál/šum:

$$\frac{S}{N} = \frac{S_{\text{star}}}{\sqrt{S_{\text{star}} + S_{\text{sky}} + S_{\text{dark}} + N_{\text{readout}}^2}}. \quad (4)$$

Protože S je *přímo úměrné* expoziční době t , platí, že:

poměr S/N roste nanejvýš jako odmocnina z expoziční doby!

Správně se to dělá tak, že *před* pozorováním si volím, jaký chci S/N , a podle toho pozorování plánuji. Přibližně platí: pro $S = 100$ je $N = 10\% \cdot S$, pro $S = 10\,000$ je $N = 1\% \cdot S$.

Součtem signálu (binningem) ve 2×2 , 3×3 nebo i více pixelech se zvýší S ($4 \times$, $9 \times$, ...) i S/N ($2 \times$, $3 \times$, ...), ale za cenu ztráty rozlišení.

Pozor, při jakýchkoliv operacích se snímky (odečítání, dělení jako v (1))⁴ se šum vždy *zvýšuje*!⁵ Proto je ostatně vhodné používat *průměrný* offset, dark a flat z několika *různých* snímků, aby příslušné šумы byly co nejmenší.

Fotometrie aneb „od hvězdy k ADU“

Naším cílem je nahlédnout, jak pro nějakou obyčejnou „známou“ hvězdu vypadá její signál a šum. Řekněme, že hvězda má zářivý výkon

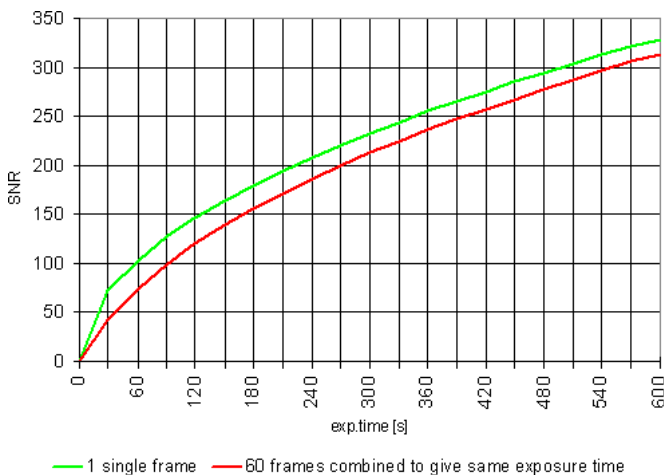
$$L = 10^{26} \text{ W} = 10^{26} \text{ J/s}.$$

Emituje *izotropně* fotony, pro jednoduchost předpokládejme, že mají všechny stejnou vlnovou délku $\lambda = 500 \text{ nm}$, což odpovídá frekvenci $f = \frac{c}{\lambda} = 3 \cdot 10^8 / 5 \cdot 10^{-7} \text{ Hz} = 1,5 \cdot 10^{16} \text{ Hz}$ a energii jednoho kvanta $E_\gamma = hf = 6 \cdot 10^{-34} \cdot 1,5 \cdot 10^{16} \text{ J} = 10^{-17} \text{ J}$. Řádově to odpovídá emisi:

$$\frac{L}{E_\gamma} = 10^{43} \text{ kvant za sekundu}.$$

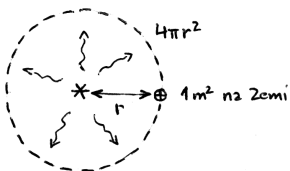
⁴ Při sčítání i odčítání dvou signálů $S = S_1 \pm S_2$ je $N = \sqrt{N_1^2 + N_2^2}$ a při násobení $S = S_1 \cdot S_2$ nebo dělení $S = S_1/S_2$ platí $N/S = \sqrt{(N_1/S_1)^2 + (N_2/S_2)^2}$.

⁵ Není tedy pravda, že například odečtením temného snímku potlačíme šum — naopak, šum se zvětší. Co ale odstraníme, jsou nerovnoměrnosti na CCD čipu vzniklé při výrobě; vizuálně to potom může vypadat, jako by byl potlačen šum, ale ve skutečnosti jsme pouze odstranili nerovnoměrný a nezajímavý signál.



Obr. 7 — Závislost poměru S/N na expoziční době t ; horní křivka je pro jednu souvislou expoziční, dolní pro složenou ze 60 expozičních, při malém vyčítacím šumu. (Komplikací by bylo, kdyby kamera měla velký vyčítací šum, protože ten se při mnohonásobné expoziční uplatní mnohonásobně.)

Nechť vzdálenost hvězdy je $r = 500 \text{ pc} = 500 \cdot 2 \cdot 10^5 \cdot 1,5 \cdot 10^{11} \text{ m} = 1,5 \cdot 10^{19} \text{ m}$, tudíž odpovídající plocha sféry (obr. 8) je $S = 4\pi r^2 = 2 \cdot 10^{39} \text{ m}^2$.



Obr. 8 — Koule se středem ve hvězdě a o poloměru rovném vzdálenosti hvězda–Země, do které hvězda vyzářuje fotony.

Před „nastražený“ CCD čip musíme zařadit nějakou optiku, jinak by se mi tam „míchalo“ záření od jiných hvězd. To znamená alespoň nejjednodušší dírkovou komoru, lepší je ale použít dalekohled s větší sběrnou plochou. Při průměru zrcadla 1,0 m, tj. ploše $\pi d^2/4 = 0,8 \text{ m}^2$ vychází poměr ploch:

$$\frac{S}{S_d} \simeq \frac{0,8}{2 \cdot 10^{39}} = 4 \cdot 10^{-40}.$$

Odhad počtu fotonů zachycených dalekohledem je tedy $10^{43} \cdot 4 \cdot 10^{-40} = 4000$ fotonů za sekundu. Záření hvězdy se po zobrazení na čipu rozdělí na zhruba 3×3 pixely, takže ~ 400 fotonů/s připadá na 1 pixel — to je docela *málo* kvant, a proto je *tak* patrný šum! Při expoziční době 30 s dopadne celkem:

$$n_\gamma \simeq 12000 \text{ fotonů na pixel.}$$

Špičková kvantová účinnost čipu může dosahovat $Q = 80\%$, v pixelu se tedy fotoelektrickým jevem generuje:

$$n_{e^-} = Q n_\gamma \simeq 10\,000 \text{ elektronů.}$$

Účinnost A/D převodníku bývá i $\eta = 1$ ADU na elektron, výsledný signál od hvězdy je:

$$S_{\text{star}} = \eta n_{e^-} = 10\,000 \text{ ADU}$$

a lze očekávat fotonový šum:

$$N_{\text{star}} = \sqrt{S_{\text{star}}} = \sqrt{10\,000} \text{ ADU} = 100 \text{ ADU.}$$

Signál oblohy (při mírném světelném znečištění) je $S_{\text{sky}} = 2\,000$ ADU a odpovídající šum oblohy $N_{\text{sky}} = \sqrt{S_{\text{sky}}} = 45$ ADU. Temný proud indukovaný za 30 s při teplotě -10°C je $S_{\text{dark}} = 100$ ADU, šum $N_{\text{dark}} = \sqrt{S_{\text{dark}}} = 10$ ADU. Vyčítací šum naší kamery je $N_{\text{readout}} \simeq 15$ ADU. Dohromady to dává:

$$N = \sqrt{N_{\text{star}}^2 + N_{\text{sky}}^2 + N_{\text{dark}}^2 + N_{\text{readout}}^2} = 110 \text{ ADU}$$

(evidentně většina šumu pochází od hvězdy) a poměr signál_{od hvězdy}/šum_{od všeho}:

$$\frac{S_{\text{star}}}{N} \simeq 90.$$

Celou hvězdu ale pozoruji v 3×3 pixelech, tzn. menší šum! Protože signál bude zhruba 10 krát větší, $S/N \simeq \sqrt{S} \simeq 300$, což je vcelku dobré pozorování.

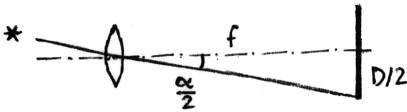
Kontrolní otázka: mohu na fotografii zachytit mlhovinu zářící podstatně slaběji než obloha? *Ano!* Musím „pouze“ exponovat tak dlouho, aby její signál byl podstatně větší než šum (nikoli signál!) od oblohy. Pravda, může to být dosti strastiplné, protože $S_{\text{mlhoviny}} \propto t$ a $N_{\text{oblohy}} \propto \sqrt{t}$.

Zorné pole a velikost pixelů

Jaké je *zorné pole* α kamery při určité velikosti D zobrazovacího prvku a ohniskové vzdálenosti f optické soustavy? Podle obr. 9 je zřejmé:

$$\text{tg } \frac{\alpha}{2} = \frac{D/2}{f}. \quad (5)$$

Když chci provádět astrometrii nebo fotometrii, musím mít v tomto zorném poli dostatečný počet vhodně jasných *srovnávacích hvězd*. (Přejíždět sem-tam nemohu, to by degradovalo přesnost.) Například pro dvoumetrové ohnisko a čip kamery SBIG ST-7 ($D = 6,9$ mm) vychází $\alpha \doteq 6,9/2\,000 \text{ rad} \doteq 3,5 \cdot 10^{-3} \text{ rad} \doteq 12'$.



Obr. 9 — Nákres spojné optické soustavy, zobrazovacího prvku v primárním ohnisku a paprsku od hvězdy, která se zobrazí na okraj zorného pole. Paprsky procházející středem čočky se nelomí.

Jaká velikost D' jednotlivého pixelu je přitom vhodná? Obecně je užitečné, aby se hvězda zobrazila alespoň na *několik pixelů*. Neklid vzduchu (seeing) se projevuje „rozmytím“ obrazu hvězdy — u nás obvykle na úhlový průměr více než $2''$. Úhlová velikost α' jednoho pixelu má být tedy menší než $2''$; platí (obdobně jako v (5)):

$$D' = 2f \operatorname{tg} \frac{\alpha'}{2} \doteq f\alpha' \quad (6)$$

Například pro $f = 2 \text{ m}$ vychází $D' \doteq 2 \cdot 2 \cdot \operatorname{tg} 1'' \text{ m} \doteq 20 \mu\text{m}$.

Vidíme, že při daném f nám z těchto dvou požadavků a plyne *zároveň* celkový rozměr CCD čipu i rozměr jednotlivých pixelů!

Zdánlivá a absolutní hvězdná velikost

V astronomii často poměřujeme jasnosti hvězd pomocí *hvězdných velikostí*. U objektu rozlišujeme hvězdnou velikost *zdánlivou*, tzn. takovou, jakou u něj pozorujeme na obloze, a *absolutní*, kteroužto by měl ve vzdálenosti 10 pc od nás. Jednotkou hvězdné velikosti je *magnituda*.⁶

Rozdíl hvězdných velikostí $m_2 - m_1$ dvou objektů je přesně definován *Pogsonovou rovnicí*:

$$m_2 - m_1 = -2,5 \log \frac{E_2}{E_1}. \quad (7)$$

přičemž $\frac{E_2}{E_1}$ je poměr nějakých dvou energií (rozuměj veličin úměrných energií záření, tzn. nejen energií, ale i výkonů, toků, signálů v ADU). Všimněme si, že m je definované pouze *relativně* — abychom zjistili hvězdnou velikost, nejenom rozdíl, musíme porovnat neznámou hvězdu s nějakou známou.⁷

Absolutní hvězdnou velikost M mohou spočítat ze zdánlivé m , znám-li vzdálenost r . Rozdíl $m - M$ se říká *modul vzdálenosti*:

$$m - M = -2,5 \log \frac{L/r^2}{L/(10 \text{ pc})^2} = 5 \log [r]_{\text{pc}} - 5.$$

Chceme-li jednotky ADU převést na magnitudy, sečteme signály v těch pixelech matice A' , kam se zobrazila hvězda, odečteme signál oblohy, který se tam „plete“

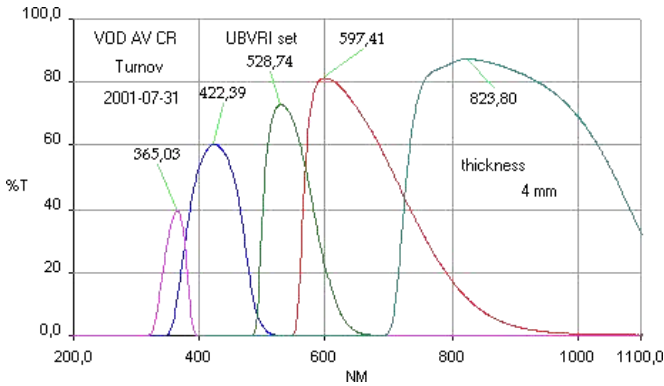
⁶ Magnituda je bezrozměrná veličina, obdobně jako třeba radián, tzn. $[m] = 1$.

⁷ Existuje i definiční vztah, který dává do souvislosti světelný tok j (v jednotkách lumen na metr čtverečný) a zdánlivou hvězdnou velikostí ve vizuálním oboru: $m = -2,5 \log \frac{j}{j_0}$, kde $j_0 \doteq 2,54 \cdot 10^{-6} \text{ lm/m}^2$.

(zjistíme ho v jiném místě A' , kde žádná hvězda není) a použijeme Pogsonovu rovnici:^{8,9}

$$m_* - m_{\text{známá } *} = -2,5 \log \frac{\sum_{i,j \text{ přes } *} A'_{ij} - \sum_{i,j \text{ přes oblohu}} A'_{ij}}{\sum_{i,j \text{ přes známou } *} A'_{ij} - \sum_{i,j \text{ přes oblohu}} A'_{ij}}.$$

Často se rozlišují hvězdné velikosti podle *oborů nebo filtrů*, ve kterých pozorování provádí. Obvyklé obory jsou: U (ultraviolet, ultrafialový), B (blue, modrý), V (visual, vizuální), R (red, červený), I (infrared, infračervený). Příslušné hvězdné velikosti se pak označují indexem m_U, m_B, \dots anebo rovnou u, b, \dots . Propustnosti standardních filtrů jsou zobrazeny na obr. 10.



Obr. 10 — Filtry, jejichž propustnost se blíží těm použitým ve standardním fotometrickém systému UBV. Převzato z Vývojových optických dílen Turnov (<http://www.optikavod.cz>).

⁸ Samozřejmě ony sumy signálů musíme sčítat přes stejně velké části matice A' neboli stejné počty pixelů neboli stejné *apertury*.

⁹ Poznámka o astrometrii, která se provádí obdobně: polohu hvězdy na čipu mohou vypočítat se sub-pixelovou přesností jako dvourozměrné těžiště (centroid) v dané apertuře:

$$x = \frac{\sum_{i,j \text{ přes } *} i \cdot A'_{ij}}{\sum_{i,j} A'_{ij}}, \quad y = \frac{\sum_{i,j} j \cdot A'_{ij}}{\sum_{i,j} A'_{ij}}.$$

Nebeske souřadnice hvězdy, rektascenzi α a deklinaci δ , vypočítáme ze změřených „pixelových“ x, y porovnáním s okolními hvězdami (zobrazenými v téměř zorném poli), pro které α, δ známe z katalogů; výpočet obvykle provádíme metodou nejmenších čtverců. Typická přesnost astrometrických měření shromažďovaných Minor Planet Center je $0,2''$, což je podstatně méně než seeing.

Hvězdná velikost, která zahrnuje záření celého spektra, všech vlnových délek, se nazývá *bolometrická*. Podle definice má hvězda se zářivým výkonem $L_0 = 3,055 \cdot 10^{28}$ W bolometrickou absolutní hvězdnou velikost $M_{\text{bol}} = 0$ mag.

Jaké jsou hvězdné velikosti „naší“ hvězdy? Absolutní hvězdná velikost:

$$M_{\text{star}} = 0 \text{ mag} - 2,5 \log \frac{L}{L_0} = -2,5 \log \frac{10^{26}}{3 \cdot 10^{28}} \text{ mag} = 6,2 \text{ mag} ,$$

modul vzdálenosti: $(m - M) = 5 \cdot \log 500 - 5 = +14,7$ mag a zdánlivá hvězdná velikost:

$$m_{\text{star}} = M + (m - M) = 20,9 \text{ mag} ,$$

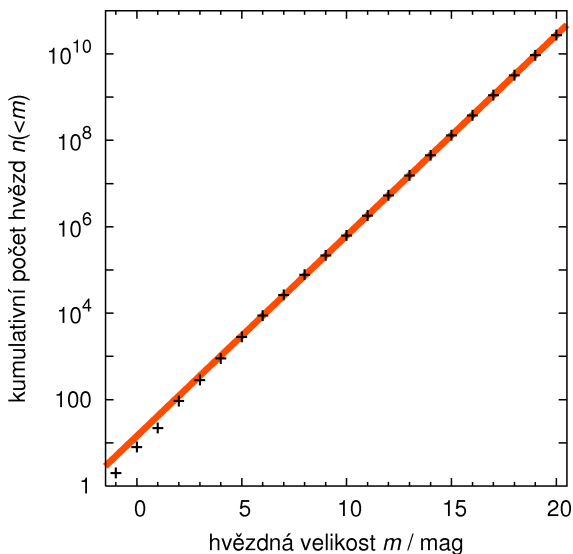
což je na dalekohled o průměru 1 m právě limit.

Počet hvězd na snímku?

Jaký můžeme očekávat přírůstek počtu hvězd na snímku při postupném prodlužování expoziční doby? To mimo jiné závisí na tom, kolik hvězd jaké hvězdné velikosti na obloze je. Z pozorování plyne (obr. 11):

$$n(<m) = 14,4 \cdot 10^{0,464 m} , \tag{8}$$

kde n je kumulativní počet hvězd, jejichž hvězdná velikost je menší než daná hodnota m . Při zvýšení dosahu o 1 magnitudu tedy můžeme pozorovat vždy $10^{0,464} = 2,91$ krát více hvězd.



Obr. 11 — Pozorovaný počet hvězd v závislosti na zdánlivé hvězdné velikosti a aproximace vztahem (8).

Co se stane při *prodloužení expozice* x krát? Zřejmě $S'_{\text{star}} = x S_{\text{star}}$, $S'_{\text{sky}} = x S_{\text{sky}}$, $N'_{\text{sky}} = \sqrt{x} N_{\text{sky}}$. Původně jsem na snímku rozpoznal hvězdy s určitým poměrem $S_{\text{star}}/N_{\text{sky}} >$ nějaký limit. (Šum oblohy zde hraje rozhodující roli.) Po prodloužení expozice je tento poměr ale:

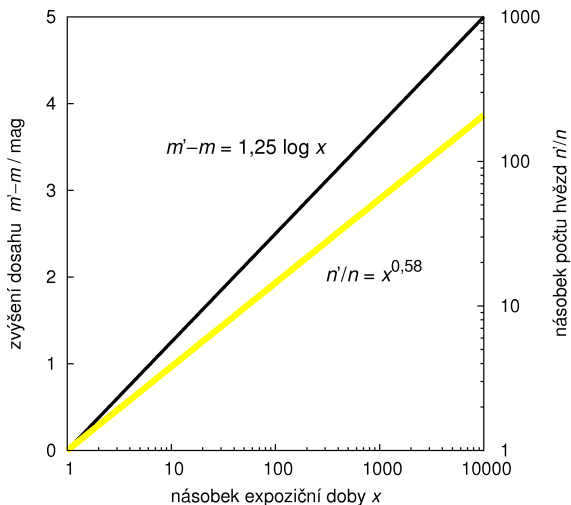
$$\frac{S'_{\text{star}}}{N'_{\text{sky}}} = \frac{x S_{\text{star}}}{\sqrt{x} N_{\text{sky}}} = \sqrt{x} \frac{S_{\text{star}}}{N_{\text{sky}}}.$$

Na stejný limit se tak nyní dostanou hvězdy mající *původně* signál S_{star}/\sqrt{x} . Tomu odpovídá přírůstek v magnitudách o:

$$m' - m = -2,5 \log \frac{S_{\text{star}}/\sqrt{x}}{S_{\text{star}}} = -2,5 \log \frac{1}{\sqrt{x}} = 1,25 \log x$$

a co se týká nového počtu n' hvězd (viz též obr. 12):

$$\frac{n'}{n} = \frac{14,4 \cdot 10^{0,464 m'}}{14,4 \cdot 10^{0,464 m}} = 10^{0,464 (m' - m)} = 10^{0,464 \cdot 1,25 \log x} = 10^{0,58 \log x} = x^{0,58}.$$



Obr. 12 — Vliv prodloužení expozice x krát na dosah v magnitudách a na zvýšení počtu hvězd na snímku.

Standardní fotometrický systém

Převod hvězdných velikostí na standardní fotometrický systém se provádí proto, aby bylo možné porovnávat měření z různých observatoří, získaná různými dalekohledy, detektory záření, redukčními algoritmy.

Hvězdné velikosti tedy máme *instrumentální* (u, b, v, r, i) versus *standardní* (U, B, V, R, I). Příklad převodních vztahů může být takovýto:

$$\begin{aligned}U &= v + A_u(b - v) + B_u(u - b) - X_u M, \\B &= v + A_b(b - v) - X_b M, \\V &= v + A_v(v - r) - X_v M, \\R &= v + A_r(v - r) - X_r M, \\I &= v + A_i(v - r) + B_i(r - i) - X_i M,\end{aligned}$$

kde rozdíly ($b - v$), ($v - r$) se nazývají barevné indexy, A, B barevné koeficienty, X extinkční koeficienty, $M \simeq \sec z$ vzdušná hmota a z zenitová vzdálenost. Základní princip transformace je tento:

- změřím *ubvri* pro nějaké standardní pole hvězd, u kterých znám *UBVRI*;
- spočtu optimální koeficienty $A_{ubvri}, B_{ui}, X_{ubvri}$ (z přeурčené¹⁰ soustavy rovnic metodou nejmenších čtverců);
- nejlépe ve stejné výšce nad obzorem změřím *ubvri* pro neznámé pole;
- z rovnic vypočítám *UBVRI* pro neznámé srovnávací hvězdy.

Pro naše účely nebudeme sice tyto transformace potřebovat, ale kdybychom chtěli naše snímky oblohy nějak standardizovat, takovýmto výpočtům se nevyhneme.

Skládání snímků RAW v Irisu

Miroslav Brož

Důvodů pro skládání snímků je vícero, uváděli jsme je již v [Povětroni 1/2005](#), zde jen stručný výčet:

- poměr *signál/šum* roste (nejvýše) jako odmocnina z expoziční doby;
- jsme omezeni jen na *krátké expozice*, kvůli nepohyblivému stativu, nekvalitní paralaktické montáži, hardwarovému omezení fotoaparátu nebo příliš velkému signálu od oblohy;
- potřebuji podstatně zvýšit *dynamický rozsah* snímku, tzn. zobrazit zároveň struktury zářící slabě i silně.

Heslovitý návod popisuje, jak takové složení snímků zařídit programem Iris. Zaměřuje se na zpracování snímků ve formátu RAW (tj. soubory s příponou CR2 u aparátu Canon Eos 350D), který má proti formátu JPEG výhodu ve větším dynamickém rozsahu (0 až 4095 ADU oproti 0 až 255 ADU). Návod je proti minulé verzi také dokonalejší v tom, že korektně aplikujeme opravy o offset, dark frame a flat field, které jsou velmi důležité, chceme-li nakonec provádět drastické úpravy

¹⁰ Soustava je přeурčená, protože standardních hvězd je hodně, tudíž rovnic je hodně, rozuměj více než 12 neznámých koeficientů.

histogramu (například za účelem zobrazení slabě zářících mlhovin, jejichž signál je jen o málo větší než šum od oblohy).

1. Pořídít sérii snímků oblohy:

nutno samozřejmě zvolit vhodnou expoziční dobu, ohniskovou vzdálenost a citlivost podle toho, co fotím (třeba 10 snímků, každý 60 s, 800 ASA).

Čím více snímků, tím lépe, protože poměr signál/šum, S/N, roste jako *odmocnina* z expoziční doby.

Dobré je poznamenat si teplotu.

2. Pořídít temné snímky (dark frame):

nejlépe ve stejné noci!

zakrýt objektiv,

stejná expoziční doba jako při snímání oblohy,

stejná citlivost,

stejná teplota,

libovolný počet (třeba 5).

3. Pořídít vyrovnávací snímky (offset):

mohu již v klidu doma,

zakrýt objektiv,

co nejkratší expoziční doba (1/4000 s),

stejná citlivost,

libovolná teplota,

libovolný počet.

4. Pořídít snímky pro rovné pole (flat field):

mohu taktéž doma,

fotit bílý papír A3 rovnoměrně osvětlený (rozptýleným světlem pod oknem),

automatická expoziční doba, aby byl histogram uprostřed rozsahu (EV=0),

stejně ohnisko a clona (protože tímto koriguji i vinětaci objektivu!),

malá citlivost (100 ASA),

libovolná teplota,

libovolný počet.

Zaostřit ručně na *nekonečno*, ale fotografovat papír zblízka, hýbat s kamerou mezi jednotlivými snímky, aby byl papír zcela neostrý a neprojevil se na něm žádné struktury.

Při *dlouhých* ohniscích mohu využít svítající oblohu.

5. Pořídít snímky pro offset a dark příslušné expoziční době a citlivosti flatu.

6. Stáhnout Iris z <http://www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm>

nebo Googlovi zadat „Iris CCD“, instalovat, spustit;

existuje pouze verze pro Windows, ale funguje i v Linuxu pod Wine.

7. Změnit nastavení Irisu:
‘File/Settings’ — pracovní adresář a ‘PIC 48 bit’;
ikonka ‘Photo’ na horní liště — ‘DSLR type’, ‘linear method’.
8. Vytvořit snímek pro nulový proud (master offset):
‘Digital photo/Decode RAW files’, Iris se „schová“, přetáhnout soubory, vyplnit „i“, ‘→CFA...’, ‘Done’;
‘Digital photo/Make an offset’;
‘File/Save’, soubor pojmenovat `offset_ASA.pic`.
9. Vytvořit temný snímek (master dark):
‘Digital photo/Decode RAW files’,
‘Digital photo/Make a dark’,
‘File/Save’ `dark_EXPOZICE_TEPLOTA_ASA.pic`.
10. Totéž zopakovat pro offset a dark příslušný flatu.
11. Vytvořit snímek rovnoměrnosti pole (master flat):
‘Digital photo/Decode RAW files’,
‘Digital photo/Make a flat-field’,
‘File/Save’ `flat_OHNISKO.pic`.
12. Převést snímky oblohy z formátu RAW do PIC:
‘Digital photo/Decode RAW files’.
13. Provést redukci:
‘Digital photo/Preprocessing’, zadat názvy vstupních souborů „i“, offsetu, darku, flatu a výstupu „j“.
Nebo postupně:
‘Digital photo/Remove offset’,
‘Digital photo/Remove dark’,
‘Digital photo/Divide by a flat-field’.
14. Převést soubory PIC do RGB:
‘Digital photo/Sequence CFA conversion’, vstup „j“, výstup „k“.
15. Lícovat snímky, aby polohy hvězd souhlasily s prvním:
‘File/Open’, `k1.pic`;
označit myší oblast na snímku s jasnou hvězdou uprostřed
‘Processing/Stellar registration’, ‘One star’
nebo ‘Global matching’, ‘Affine’ nebo ‘Cubic’;
vstup „k“, výstup „l“.
16. Sečíst sekvenci snímků:
‘Processing/Add a sequence’, nedávat ‘Normalize if overflow’.
17. Upravit poměry barevných kanálů:
označit myší oblast bez hvězd,
ikonka ‘Command Line’ a napsat příkaz:

`black`

nebo vybrat hvězdu spektrálního typu A a použít příkazu:

`white`

nebo 'Digital photo/RGB balance', 1.30, 1.00, 1.10 (pro Canon 350D).

18. Nastavit vhodné úrovně černá/bílá:

ikonka 'Threshold';

nebo příkazem:

`visu 1000 10`

19. Uložit obrázek v různých formátech:

'File/Save', PIC, PSD, BMP;

nebo příkazy:

`save result,`

`savebmp result,`

`savepsd result.`

Další *možné* úpravy (vhodné pouze pro určitý typ snímků!):

18. Úprava histogramu pro zvýraznění slabě zářících mlhovin

(obloha je podobně jasná nebo i jasnější, a proto je třeba vyrovnat pozadí od případného světelného znečištění):

'Processing/Remove gradient', 'Balance background color'

ikonka 'Command Line',

`bg` (zjistit hodnotu pozadí na snímku, např. 105),

`offset -105,`

'View/Modified Equalization'.

19. Úprava histogramu pro zlepšení dynamického rozsahu

(v jasných mlhovinách, v komách komet):

stejně jako 18., ale 'View/Logarithm' nebo 'View/Dynamic Stretching',

případně 'Color Stretching'.

20. Úprava přenosové křivky (např. v programu Adobe Photoshop);

pracovat pokud možno se souborem PSD se 48-bitovou hloubkou.

21. Zvýšení S/N zmenšením výsledného obrázku (např. v Photoshopu);

při zmenšení 3× vzroste signál 9×, šum 3× a S/N tedy 3×.

22. Zvýšení S/N „brutálním“ rozmazáním pozadí:

stáhnout Gimp z (<http://www.gimp.org/>), instalovat, spustit;

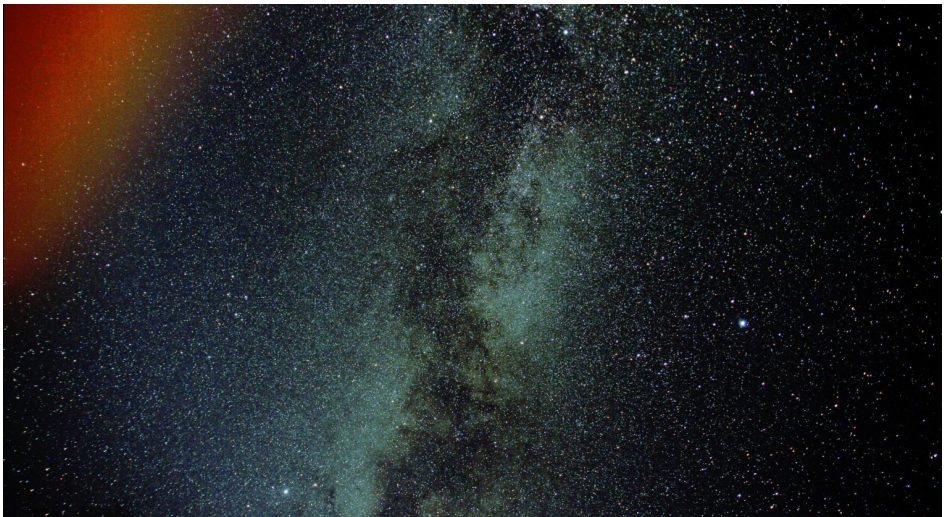
'File/Open', BMP,

'Filters/Blur/Selective Gaussian Blur'.

Příkladem takto zpracovaných snímků může být titulní stránka, obr. 13 a 14.



Obr. 13 — χ a h Persei 24. 8. 2007 1h 35 min UT, expoziční doba $2 \times 120 \text{ s} + 3 \times 300 \text{ s} = 19 \text{ min}$, citlivost 800 ASA, objektiv Rubinar 10/1000, kamera Canon Eos 350D, montáž Zeiss VII, stanoviště hvězdárna Hradec Králové. Dosah na snímku je přibližně 17,5 mag (podle katalogu GSC 2.2). Foto Miroslav Brož.



Obr. 14 — Letní trojúhelník ze Šerlichu v Orlických horách. Širokoúhlý snímek Mléčné dráhy „unikající“ před nastupující oblačností byl pořízený 16. 7. 2007 23h 51 min UT. Ručně poin-tovaná expozice $4 \times 135 \text{ s} = 9 \text{ min}$, objektiv Sigma DC 18–200 mm 1:3,5–6,3, ohnisková vzdá-le-nost 18 mm, kamera Canon Eos 350D; zpracování programem Iris. Foto Miroslav Brož.

Někdy nepotřebujeme složit snímky oblohy „na sebe“, jako v předchozím případě, ale takřikajíc „vedle sebe“. Nezískáme tím sice vyšší poměr signál/šum, ale větší zorné pole. Zároveň bychom chtěli obrázky jaksi hladce „sešít“, aby mezi jednotlivými částmi nebyly patrné přechody.

Pro tento účel využijeme program Hugin. Výhodou softwarového řešení je volba z několika druhů projekce, volíme ji třeba podle toho, jak na nás scéna působila při pozorování očima. Můžeme tak vytvořit například celooblohový snímek, širokoúhlý snímek Mléčné dráhy, zachytit vícero souhvězdí najednou, pořídit snímek se širokým zorným polem, ale zároveň detailní strukturou otevřených hvězdokup, apod.

Samozřejmě, teoreticky lze pro širokoúhlé snímky používat objektivy typu *rybí oko*, ale ty jsou jednak velmi drahé, mají fixní projekci oblohy, na okrajích zorného pole mohou mít nezanedbatelné aberace a vždy jsme omezeni rozlišením CCD čipu fotoaparátu.

Heslovitý návod na použití Huginu následuje:

1. Stáhnout Hugin z adresy <http://hugin.sourceforge.net/> a instalovat ho, včetně programu `enblend`. Existují verze pro Windows i pro Linux.
2. Spustit program, ‘Add individual images’, otevřít všechny snímky JPEG, které hodláme spojovat. ‘Anchor this image for exposure’ — zvolit obrázek, podle kterého se bude korigovat expozice ostatních. ‘Anchor this image for position’ — zvolit referenční obrázek pro projekci ‘Adjust the anchor spot’ — levým/pravým tlačítkem myši a tažením. zvolit polohu referenčního bodu a natočení osy x .
3. Na záložce ‘Control Points’ zvolit dvojici obrázků „0“ a „1“, kliknout vlevo a vpravo a definovat několik hvězd (bodů) totožných na obou obrázcích, doladit pozici, ‘Fine-tune’, přidat bod, ‘Add’. Postup opakovat pro ostatní dvojice „1“ a „2“, ...
4. Záložka ‘Optimizer’, ‘Optimize now!’, spustit tak algoritmus počítající parametry projekce a minimalizující odchylky definovaných bodů. Zkontrolovat, zda není největší odchylka podezřele veliká (mnoho desítek pixelů).
5. Ikona ‘Preview panorama’, zvolit typ projekce a nastavit zorné pole. Vzhled panoramatu podstatně ovlivňuje poloha vztažného bodu — viz odstavec 2! Pokud ho změním, je třeba pokračovat dle odstavce 4.
6. Záložka ‘Stitcher’; zvolit šířku výsledného panoramatu v pixelech, vyplatí se nejprve zkusit poloviční než ‘Optimal Size’, protože výpočty v plném rozlišení mohou trvat dlouho a zaberou hodně místa na disku; ‘image format’ TIFF, ‘Soft Blending’, ‘Stitch now!’.

7. Výsledný obrázek zkontrolovat a oříznout na obdélník, například programem Gimp (<http://www.gimp.org/>).

Příklad takto zpracovaného panoramatu je na obr. 15.



Obr. 15 — Panorama při Perseidách, 14. 8. 2007. nepointovaná expozice, panorama složeno ze čtyř snímků, stanoviště Bělečko.

Když jsem před lety začínal s CCD snímáním oblohy, zaujala mě věta v nějaké knížce, kde se pravidlo: „... i zdánlivě nejšerednější snímek může být krásný, pokud dodržíte některé zásady.“ A jedna z hlavních zásad je použití *opravných snímků*.

Při používání CCD kamer pro astrofotografii je skutečně nutné používat také opravné snímky *bias*, *flat* a *dark* pro dosažení perfektních výsledků. Opravu snímaného obrazu automaticky zajišťuje dodávané programové vybavení. Například programy CCDSOFT, MaxIm DL tyto operace s obrázky zajišťují bezvadně. Je ale nutné vědět, co který opravný snímek „dělá“ a k čemu vlastně slouží. A nejdůležitější je vědět, jak tyto snímky vytvořit.

Dříve než se pustíme do vysvětlování postupů, bude dobré zdůvodnit, proč vůbec používat CCD kameru, když je to tak „složitá“. Výhody CCD kamer jsou:

- chlazení čipu;
- velká citlivost;
- velké rozlišení;
- na pořízené snímky lze jednoduše aplikovat opravné snímky.

Mezi nevýhody můžeme ovšem počítat:

- obtížné zachycení rychlých dějů (komety, planety apod.);
- zdlouhavější pořízení barevných snímků.

Flat

Flat (snímek rovného pole) je snímek, který se pořizuje pro *každou optickou sestavu*, pro každý *filtr* a pokaždé, když se s kamerou hýbá, anebo když se cokoli mění v optické nebo mechanické sestavě dalekohledu a kamery. Vytvoří se tak, že se dalekohled s nasazenou kamerou namíří na rovnoměrně osvětlenou plochu a snímek se exponuje tak dlouhou dobu, aby signál dosáhl zhruba 20 000 ADU. Hodnota by se měla pohybovat na úrovni 30 až 40 % maximálního signálu. Nejlepší hodnota se určí zkouškami na skutečných snímcích. Otázkou je, kde vzít rovnoměrně osvětlenou plochu?

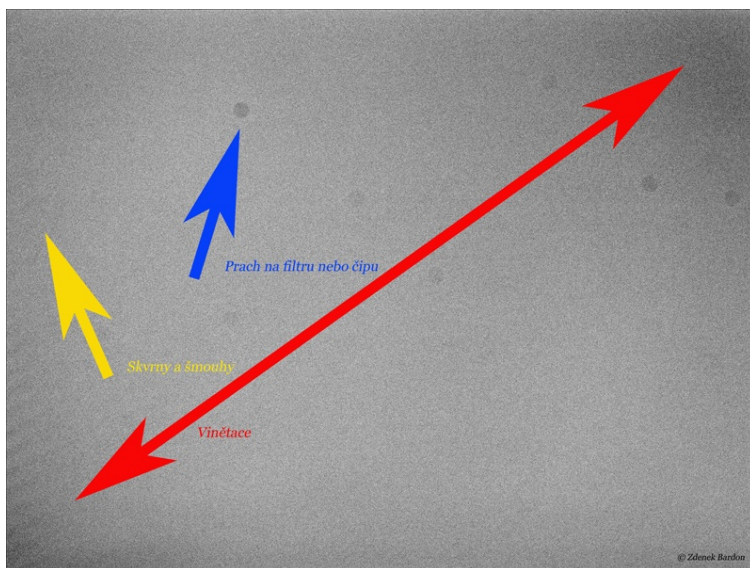
1. Nejlepší dle mé zkušenosti je *metoda bílého trička* — tedy navléknutí bílého trička (bez potisku) přes objektiv dalekohledu a snímání temné oblohy v zenitu při soumraku. Zní to možná „šíleně“, ale je to nejjednodušší, nejlevnější a výsledky jsou rozhodně nejlepší.
2. Flat je snímek jako každý jiný — ke každému flatu musíte pořídit i dark se stejnou expoziční dobou a také bias. Vše při stejné teplotě.

Je samozřejmě možné použít i jiné metody, jako je použití světelného boxu (plochy vytvořené a osvětlené v „krabici“) nebo osvětlení kopule. Výhodou takových metod je především možnost snímat opravné snímky při špatném počasí, zatímco výše popsaná metoda předpokládá jasnou oblohu.

Flat je velmi důležitý, protože odstraňuje některé podstatné problémy z již nasnímaného obrazu:

- vinětaci;
- stíny částecek prachu na filtru nebo na krycím sklíčku čipu kamery;
- šmouhy a skvrny, které vzniknou např. neopatrnou manipulací s filtry.

Na obr. 16 je ukázka flatu i s barevnými vysvětlivkami pozorovaných struktur.



Obr. 16 — Flat pořízený kamerou SBIG ST-2000XM. (Úroveň černé a bílé na snímku byly upraveny v programu Photoshop pro názornější zobrazení.)

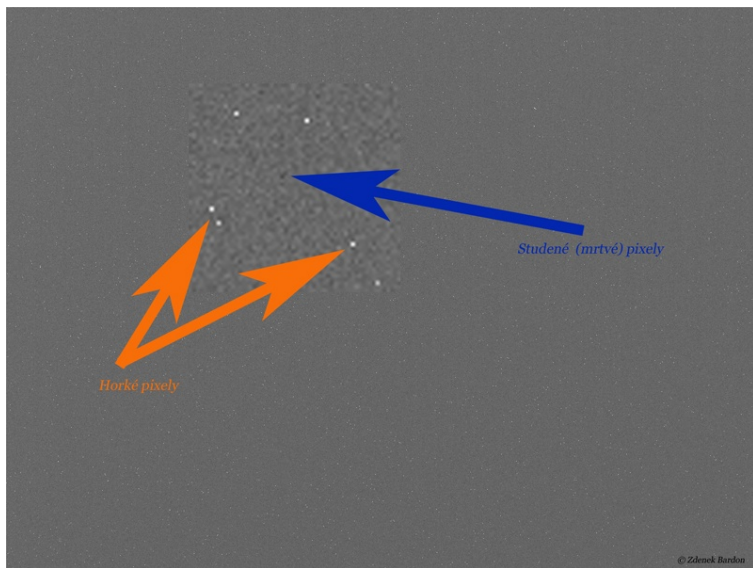
Dark

Dark (temný snímek) je snímek, který se vždy pořizuje při uzavřené krytce objektivu anebo při uzavřené závěrce kamery. Snímek ukáže především jasně zářící pixely na straně jedné a temné pixely na straně druhé. Kdybyste tento snímek neudělali, na výsledném snímku přibude množství „hvězd“ navíc, které tam prostě nemají co dělat. Jasně svítící (téměř satureované) pixely musí být odstraněny z výsledného snímku. Pokud jsou na čipu sloupce pixelů, produkující stejný signál, budou odstraněny také. Tím dosáhnete výrazného zlepšení konečného snímku. Zásady pro pořízení jsou tyto:

1. Temný snímek se pořizuje vždy při *stejně teplotě* čipu jako snímek hvězdného pole.

2. Exponuje se až po řádném vychlazení čipu a ustálení teploty, to znamená zhruba po 30 minutách od zapnutí chlazení.
3. Temný snímek musí být exponován se *stejným časem* jako snímek hvězdného pole.
4. Je lépe pořídit alespoň 10 temných snímků se stejnou expoziční dobou.
5. Udělejte si knihovnu temných snímků pro různé expoziční doby a eventuálně pro různé teploty čipu. (V létě bývá teplota vzduchu vyšší a výkon chladičoho článku nemusí čip vychladit na požadovanou teplotu.)
6. Knihovnu temných snímků dělejte, když je zataženo, protože tak nebudete marnit čas při jasném počasí, kdy je třeba fotografovat hvězdná pole.

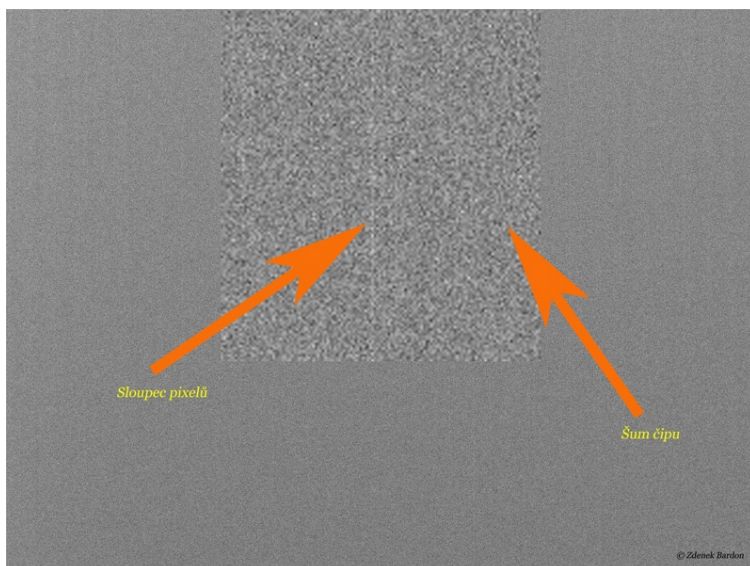
Na obr. 17 je ukázán dark, včetně jednotlivých horkých a studených pixelů (ve zvětšené části).



Obr. 17 — Dark čipu kamery SBIG ST-2000XM. (Snímek byl upraven v programu Photoshop pro názornější zobrazení.)

Bias

Bias je základní signál čipu a elektroniky kamery při nulové expoziční době. Někdy se označuje jako vyčítací „šum“. Na tento snímek nejsou kladeny žádné speciální požadavky, vyjma stejné teploty čipu, stejně jako pro všechny předcházející snímky. Na obr. 18 je vidět snímek bias a po zvětšení také sloupec pixelů, které produkují větší signál.



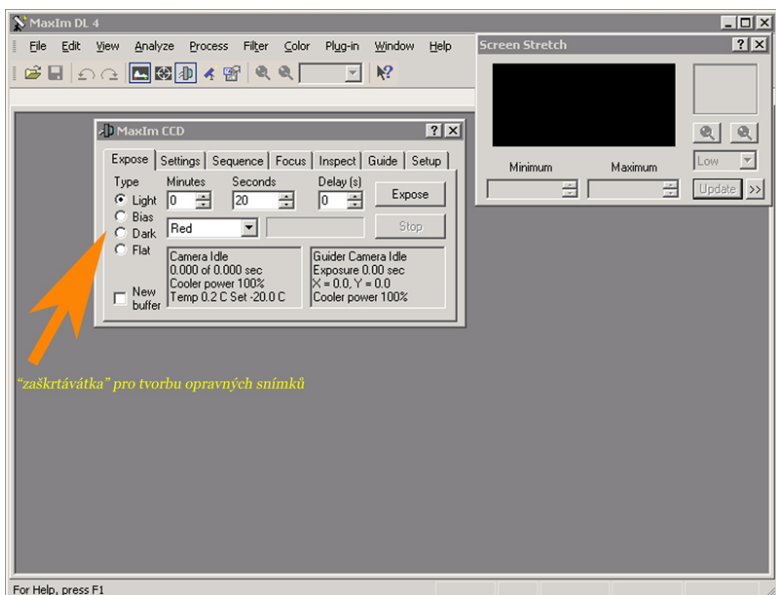
Obr. 18 — Bias pro kameru SBIG ST-2000XM. (Snímek byl upraven v programu Photoshop pro názornější zobrazení.)

Jak vytvořit a použít opravné snímky?

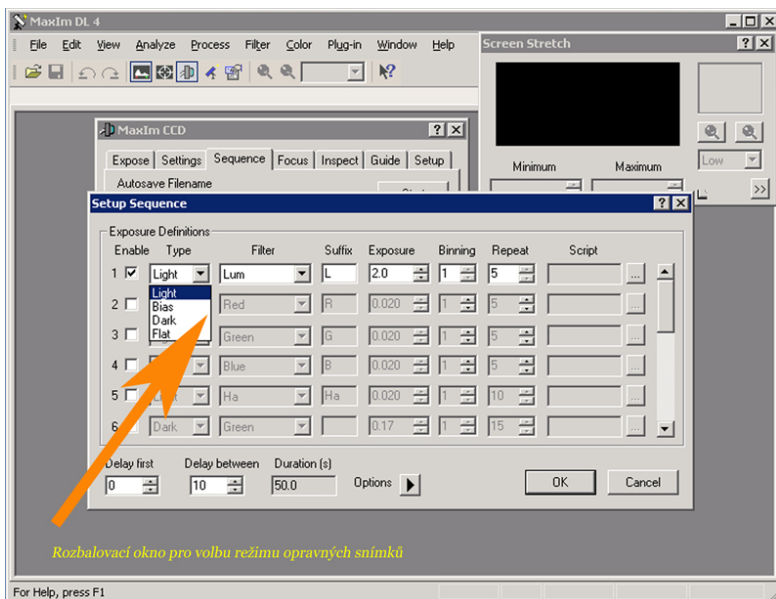
Pro vytvoření i použití opravných snímků využijeme programu MaxIm DL, který sice není obsahem dodávky SBIG kamer, nicméně použití opravných snímků je velmi podobné ve všech komerčně nabízených programech.

Jednou z možností, jak nasnímat opravné snímky, je zvolit záložku 'Expose' (obr. 19). Zde jsou „zaškrtávkátka“ pro volbu typu opravných snímků. Stačí zvolit typ snímku a kliknout na 'Expose'. Pořizujte více snímků (10 až 20 snímků) stejného typu. Nezapomeňte:

1. Vychladte čip kamery na žádanou teplotu po dobu minimálně 30 minut. Stupeň výkonu chlazení nesmí být po dosažení žádané hodnoty na 100%! Maximální hodnotu doporučuji 80 až 90 % výkonu. Důvodem je rezerva pro regulaci teploty čipu.
2. Bias nemá žádnou expoziční dobu, tedy se nic nenastavuje.
3. Dark musí mít stejnou hodnotu expoziční doby jako snímek hvězdného pole (light).
4. U flatu zkouškou s různými dobami expozice zjistíme úroveň signálu; pro začátek lze doporučit hodnotu okolo 20 000 ADU.
5. Teplota čipu je pro *všechny* snímky stejná.



Obr. 19 — Rozhraní programu MaxIm DL pro pořízení opravných snímků.

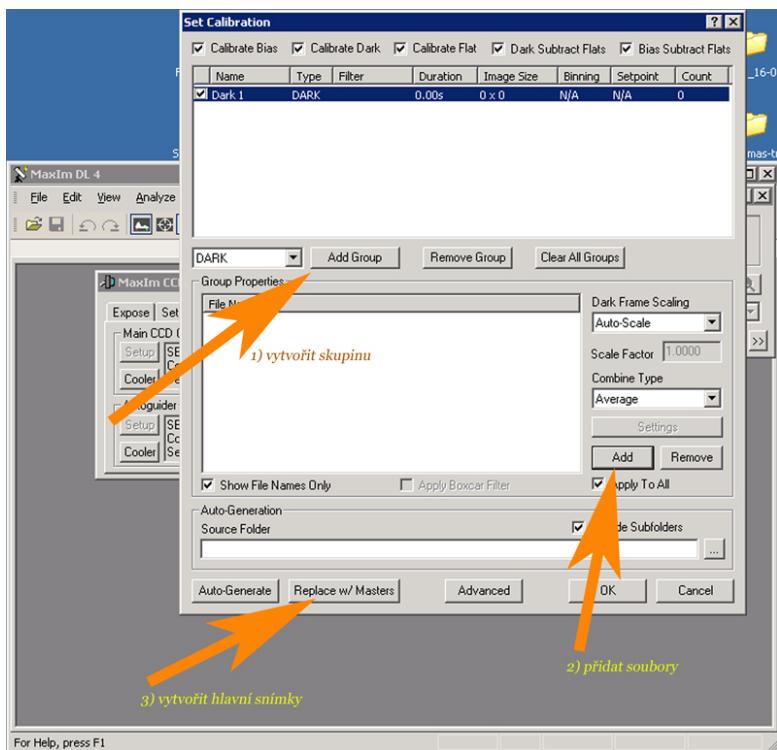


Obr. 20 — Okno programu MaxIm DL pro pořízení sekvence opravných snímků.

Další možností, ale již automatizovanou, je použití záložky ‘Sequence’ (obr. 20). Zde zvolíme rozbalovací okno ‘Type’ a vyplníme příslušný řádek. Nezapomeňte nastavit cílový adresář pro ukládání kalibračních snímků. Tato metoda je nejrychlejší a je téměř bezobslužná. Dovolil bych si upozornit na jeden malý problém: začněte s flatem, protože pokud využijete metody s bílým tričkem a oblohou, musíte postupovat poměrně rychle — Slunce zapadá za obzor a osvětlení dramaticky klesá. Tím pádem se bude měnit i expoziční doba pro snímky flat. Jakmile je nasnímáte, udělejte i stejný počet snímků dark se stejnou expoziční dobou jako u flatů. (Při tvorbě hlavních snímků bude dark pro flat odečten od nasnímaných flat automaticky.)

Pokud nechcete hned pořizovat temné snímky pro flaty, zrušte zaškrtnuté ‘Dark Subtracts Flats’ v okně ‘Set Calibration’.

Použití opravných snímků je následující: v hlavním menu programu MaxIm DL vyberte položku ‘Process’ a dále položku ‘Set Calibration’. Objeví se okno jako na obr. 21.



Obr. 21 — Použití opravných snímků v programu MaxIm DL.

1. Klikněte na tlačítko ‘Add Group’ (označeno 1.) Zde si vyberete příslušnou skupinu opravných snímků, např. ‘Dark’. (Zaškrtnutá v horním řádku nechte zaškrtnutá.)
2. Poté klikněte na ‘Add’ (označeno 2.) a vyberte adresář obsahující již exponované soubory dark. Například deset souborů ve stejném binningu.
3. Vytvořte postupně všechny skupiny — dark, flat, bias a k nim přidejte příslušné soubory exponovaných snímků.
4. Klikněte na ‘Replace w/Master’. Snímky budou nahrazeny *hlavním* (master) snímkem vždy příslušným každé skupině. Tím dosáhnete nejlepších výsledků, protože používáte (v našem případě) větší počet zprůměrovaných snímků. (Pokročilejší mohou experimentovat s položkou ‘Combine Type’, která mění způsob kombinace výsledných hlavních opravných snímku. Doporučuji ponechat ‘Average.’)
5. Sady knihoven pro opravné snímky je nutné vytvořit pro každý použitý binning zvlášť. To znamená pro 1×1, 2×2, 3×3 apod. Mixovat soubory s různým binningem nelze!
6. Vytvořené sady knihoven opravných snímků lze používat tak dlouho, dokud se nemění optická sestava, délka expozic, teplota čipu, sestava filtrů, poloha kamery apod.¹¹

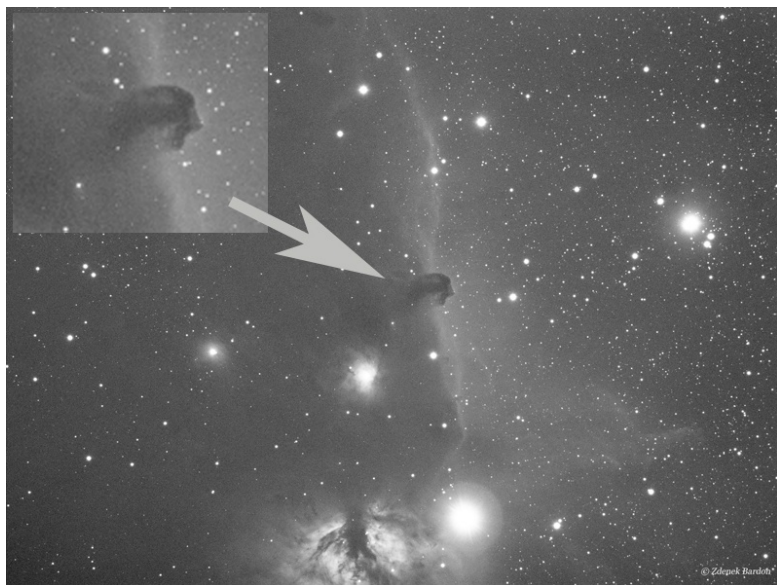
Pokud jste se dostali až sem, máte téměř vyhráno. Ačkoli to vypadá složitě, ve skutečnosti tomu tak není. Jakkmile si vytvoříte sadu skutečně použitelných opravných snímků, budete mile překvapeni, jak výrazným způsobem vylepší vaše snímky. Hlavním důvodem našeho snažení o tvorbu opravných snímků je odstranění nerovnoměrností čipu (což se projeví viditelným snížením „šumu“) a opravu viněte optické soustavy.

Pro konečné použití stačí otevřít nasnímané fotografie a pak jen kliknout na položku ‘Calibrate All’ a program snímky opraví (redukuje) automaticky.

Příklad použití

Na obr. 22 je snímek mlhoviny B33 Koňská hlava takový, jaký byl exponován kamerou SBIG ST–2000XM. Na výřezu snímku je vidět mnoho nerovnoměrností (snímek je jedna 10 minutová expozice, při teplotě čipu –20 °C).

¹¹ Zjednodušeně lze říci, že pokud si zvolíte jednu provozní teplotu čipu pro snímání hvězdného pole (např. –20 °C) a nebudete kameru přesouvat na jiné dalekohledy, je možné knihovny opravných snímků aplikovat beze změn poměrně dlouho. Tím dojde k podstatnému snížení časové zátěže pozorovatele a téměř veškerý čas lze věnovat vlastnímu fotografování. Samozřejmě, že ideální by bylo vytvářet opravné snímky vždy nové, ale to je velmi časově náročné a lze to doporučit jen pro automatizované systémy.



Obr. 22 — Neupravený snímek mlhoviny B33 kamerou SBIG ST-2000XM. (V programu Photoshop byla pouze zvolena úroveň černé a bílé.)



Obr. 23 — Tentýž snímek jako na obr. 22, ale po základním zpracování.

Snímek po základním zpracování je na obr. 23. To znamená, že na snímek hvězdného pole byly použity opravné snímky flat, dark a bias. Je zřejmý úbytek nerovnoměrností („šumu“) a vyrovnání gradientu v rozích. Nyní je snímek jakoby „hladší“ a je možno pokračovat v dalším zpracování.

Kvalita nasnímaného obrazu je závislá na mnohých faktorech. Zde je několik příkladů:

- zaostření;
- délka expozice a počet snímků (pro zvětšení poměru signál/šum);
- pointace;
- ustavení montáže;
- chod hodinového stroje;
- kresba a světelnost použité optiky.

Barevné snímky

Barevný snímek je možné získat monochromatickou kamerou při použití karuselu s fotografickými filtry LRGB, případně H_α :

- L (Luminance) je jasová složka (pořízená v celém viditelném oboru);
- R (Red) je snímek pořízený přes červený filtr (s definovanou spektrální propustností);
- G (Green) přes zelený filtr;
- B (Blue) přes modrý filtr;
- H_α přes filtr propouštějící zejména záření ionizovaného vodíku.

Exponujeme snímky přes každý filtr zvlášť a teprve nakonec jednotlivým monochromatickým snímkům přiřadíme příslušné barvy pomocí programu pro skládání snímků do jednoho barevného. Můžeme použít dvě základní metody skládání barevných snímků: metodu RGB, při níž využijeme pouze informace získané barevných filtrů, nebo metodu LRGB, kde k základní sadě přidáme ještě snímky získané přes filtr ‘L’.

Metoda RGB je jednodušší, ale obvykle s ní nedosáhneme tak velkého množství detailů jako metodou LRGB, při které jsme omezeni pouze kresbou a rozlišením použitého objektivu. Za zmínku stojí i využití snímku s filtrem ‘ H_α ’. a to buď samostatně při metodách H_α RGB, H_α LRGB, nebo jeho přičtením do kanálu R.

Luminance, tedy jasový snímek, je exponován přes čirý filtr, a to z důvodů parfokalizace (aby nebylo nutno přeastřovat mezi filtry) a omezení propustnosti (oříznutí ultrafialového a infračerveného spektra, neboť optika nemívá v těchto oborech dobře korigované aberace).

Největší pozornost věnujeme právě snímkům pořízeným přes filtr ‘L’ v největším rozlišení při binningu 1×1 . Snímky přes barevné filtry se obvykle pořizují v nižším rozlišení při binningu 2×2 , aby byl signál i při omezené propustnosti srovnatelný se snímkem ‘L’. Barevné snímky přinášejí zejména barevnou informaci, ale prakticky žádné detaily.

Výsledek skládání vidíte na posledním barevném snímku (obr. 25).

Tento krátký článek o opravných snímcích nemá za cíl suplování manuálu, náhradu některých odborných knih nebo již zavedených postupů, ale má za cíl přitáhnout hlavně začínající amatéry k používání CCD kamer, které jsou na mnohých hvězdárnách a přiznejme si, že mnohdy ne zcela využité leží někde na polici, což je velká škoda. Pro pořizování kvalitních snímků nebeských objektů je důležitá praxe a zkušenosti. Ovšem nejdůležitější je začít!



Obr. 24 — Galaxie M31, 16. 9. 2007, 22 h 27 min SELČ, expoziční doba 2 polí po 10×10 min + 5×1 min, optika Newton 185/610, TeleVue Paracorr, světelnost $f/3,8$, CCD kamera QHY8, TV autopointer na dalekohledu Borg 77ED, stanoviště Jedlová v Orlických horách. Foto Martin Myslivec.



Obr. 25 — Výsledný složený barevný snímek mlhoviny B33. Součet všech použitých expozií je 1 h 25 min. Snímek byl pořízen přes refraktor FSQ-106ED s CCD kamerou ST-2000XM na montáži Losmandy G-11. Foto Martin a Zdeněk Bardon. K článku na str. 22.